



ISSN 1669–9521 (versión digital)
ISSN 0571–3285 (versión impresa)

A sociación
A rgentina de
A stronomía

Boletín N° 54

San Juan, 2011

Asociación Argentina de Astronomía

Fundada en 1958

Personería Jurídica 11811 (Buenos Aires)

Comisión Directiva

Presidente: Dr. Hernán Muriel
Vicepresidente: Dr. Adrián Rovero
Secretaria: Dra. Celeste Parisi
Tesorera: Dra. Ileana Andruchow
Vocal 1: Dra. Olga Pintado
Vocal 2: Dr. Roberto Gamen
Vocal Sup. 1: Dra. Mariela Corti
Vocal Sup. 2: Dr. Jorge Combi

Comisión Revisora de Cuentas

Titulares:

Lic. Jesús Calderón
Dr. Sergio Cellone
Dr. Mario Melita

Suplentes:

Dr. David Merlo
Dr. Marcelo López Fuentes

Comité Nacional de Astronomía

Secretario:

Dr. Mario G. Abadi

Miembros:

Dra. Lydia Cidale
Dra. Sofia A. Cora
Dr. Leonardo Pelliza
Dr. René Rohrmann

Asociación Argentina de Astronomía

Reunión Anual

San Juan, 3 al 7 de octubre de 2011

Organizada por:

**El Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio
(ICATE-CONICET)**

COMITÉ EDITORIAL

Dr. Juan José Clariá (Editor Jefe)
Dra. Paula Benaglia (Editora Invitada, por Argentina)
Dr. Rodolfo Barbá (Editor Invitado, por Chile)
Dr. Andrés E. Piatti (Secretario Editorial)
Sr. Federico A. Bareilles (Técnico Editorial)

Comité Científico de la Reunión No. 54

Rodolfo Barbá (*Presidente*)
Paula Benaglia (*Presidente*)
Cristian Beaugé (*OAC-IATE*)
Sofía Cora (*FCAGLP*)
Gloria Dubner (*IAFE*)
Simon Casassus (*Universidad de Chile*)
Doug Geisler (*Universidad de Concepción*)
Leopoldo Infante (*PUC*)
Andres Jordán (*PUC*)
René Rohrmann (*ICATE*)

Comité Organizador Local de la Reunión No. 54

Hugo Levato (*Presidente*)
María Sol Alonso
Georgina Coldwell
Ana Collado
Mónica Grosso
Andres Jordan (*representante SOCHIAS*)
Stella Malaroda
Hernan Muriel (*representante AAA*)
Natalia Maza
Ana Mejivas
Natalia Nuñez
María E. Veramendi

Dedicatoria / Dedication

Dr. Víctor Manuel Blanco (1910, Guayama, Puerto Rico - 2011, Vero Beach, Florida)



NOAO/AURA/NSF

Víctor Blanco: un legado permanente

Víctor puso su impronta en CTIO desde el comienzo - liderazgo científico junto a un gran respeto por Chile y por su gente. Su comprensión de América - del Sur, Central y del Norte - fue tanto intelectual como pragmática. Esta profunda comprensión, combinada con su natural humanidad y sus dotes de líder, hicieron de él un ser humano respetado y muy querido por todos los que tuvimos la suerte de tenerlo como Director de CTIO durante 14 años, particularmente durante los tiempos políticamente sensibles de Chile, al comienzo de los años setenta. Mucho se ha escrito sobre la enorme influencia de Víctor en el desarrollo de la astronomía en Chile en las décadas de los sesenta, setenta y ochenta.

Sin embargo, creemos que le hubiera gustado ver su legado al futuro: el rol significativo que CTIO y el telescopio Víctor Blanco han tenido en los recientes descubrimientos que cambiaron nuestra comprensión del Universo. El proyecto que estableció la calibración de las supernovas como indicadores exactos de distancia, el relevamiento Calan/Tololo, se sirvió de una variedad de telescopios e instrumentos disponibles en CTIO, muchos de los cuales Víctor contribuyó a desarrollar. Pero quizás, lo más importante, es que el éxito del proyecto produjo, como consecuencia, fuertes lazos entre los astrónomos chilenos y el Observatorio, lazos que Víctor desarrolló y cultivó mientras fue su Director. Sin duda alguna, este trabajo contribuyó en gran medida al descubrimiento de la aceleración del Universo, usando el telescopio Víctor Blanco, lo cual fue recientemente reconocido con el premio Nobel de Física de 2011.

Es así que sus aportes continúan siendo la piedra angular de nuestra búsqueda de un mejor entendimiento de este Universo nuestro que, como hoy sabemos, está dominado por la energía oscura. El telescopio Víctor Blanco está en este momento siendo modificado para permitir la instalación de la "Cámara de Energía Oscura" de gran campo (DECAM), con lo cual este telescopio pasará nuevamente a ejercer un rol de liderazgo mundial. DECAM se erigirá como el núcleo de las potencialidades de CTIO en los años venideros, ya que se proyecta como el primer paso para adentrarse en la próxima década de "grandes cantidades de datos" con LSST. Las contribuciones de Víctor no pertenecen sólo al pasado sino que se palpan en el presente y se orientan hacia el futuro.

¿Cómo logró Víctor un impacto tan duradero? Simplemente porque fue él quien lideró el establecimiento de CTIO como un sólido hito precursor a nivel mundial, tanto en sus logros técnicos como en su cultura de trabajo conjunta y en su orgullo por la tarea bien realizada. Esa fuerza de liderazgo, unida a una encomiable actitud paternal hacia su gente, es la que forjó el ambiente de gran familia que prevalece hasta hoy en CTIO. Sin embargo, sus aportes van más allá de los límites del Observatorio. Su participación activa dentro de la comunidad chilena hizo de CTIO un ícono que impactó y sigue impactando a generaciones de niños chilenos a quienes se muestran las maravillas de la astronomía en forma directa o indirectamente a través, por ejemplo, de su Seminario-Escuela, de visitas a Tololo o del trabajo de concientización sobre la importancia de éste en la exploración del Universo.

Trasponiendo las fronteras de Chile, su influencia en la astronomía se expandió por el mundo, ya que Víctor atrajo a jóvenes astrónomos a trabajar en Tololo, muchos de los cuales son hoy reconocidos líderes internacionales en esta ciencia. Víctor le imprimió

significado al carácter “Interamericano” de CTIO, tal como lo han manifestado otros autores en este mismo volumen.

El legado permanente de Víctor Blanco, materializado en CTIO como institución, y su influencia en quienes estuvieron en contacto con él constituyen un tributo perdurable al hombre que fue el motor y el alma del Observatorio.

Chris Smith
Director de CTIO, 2008-presente

Malcolm Smith
Director de CTIO, 1993-2003

Víctor Blanco: a Continuing Legacy

Victor set the tone for CTIO from the outset - scientific leadership together with respect for Chile and its people. His understanding of America - South, Central and North - was both intellectual and pragmatic. That, combined with his humanity and natural leadership, made him a respected and much loved human being, whom we were lucky to have as director at CTIO for 14 years - particularly during the politically sensitive times in Chile in the early 1970s. Much has already been written about Victor's enormous influence on the development of astronomy in Chile in the 1960s, 70s and 80s.

However, we believe he would also have enjoyed seeing his continuing legacy: the significant role that CTIO and the Víctor Blanco telescope have played in the recent discoveries that have changed our understanding of our Universe. The project that established the calibration of supernovae as precise distance indicators, the Calan/Tololo Survey, used the broad array of telescopes and instrumentation available at CTIO, many of which Victor had a hand in developing. But perhaps more importantly, the success of the project grew out of the strong ties between the Observatory and Chilean astronomers, ties which Victor developed and nourished while director. Of course, this work supported the discovery of the accelerating universe, using the Víctor Blanco telescope, which was recently recognized with the 2011 Nobel Prize for Physics.

Indeed, his contributions continue to be the cornerstone of our quest to better understand this Universe we now know to be dominated by dark energy. The Víctor Blanco telescope is now being modified for the installation of the wide-field Dark-Energy Camera (DECam), taking the telescope again into a world leadership role. DECam will be at the heart of CTIO's capabilities for well into the coming decade, even as it provides the stepping stone into the following decade of "big data" with LSST. Victor's contributions are not just of the past, but are also seen in the present, and continue well into the future.

How did he achieve this lasting impact? It was Victor's leadership that set CTIO on a solid course as a world-leading facility, both in its technical achievements and its culture of close teamwork and pride in the work that is done. That leadership was combined with a father-like quality for the staff, which firmly established the familial atmosphere that persists to this day at CTIO. Nevertheless, his contributions went far beyond the boundaries of the Observatory. His active participation in the Chilean community established CTIO as a Chilean icon, impacting generations of Chilean children with the wonders of astronomy either directly, for example through his work with the Seminary School, or indirectly through visits to Tololo or just a cultural consciousness of Tololo's role in exploring the universe. Beyond Chile, his impact on astronomy spread as the young astronomers that he brought to Tololo to work and grow eventually spread out across the world, many becoming recognized international leaders. Victor gave meaning to the "Inter-American" nature of CTIO, as has been recognized in other contributions in this volume. Victor's continuing legacy, in the form of CTIO as an institution and the people he touched, is a lasting tribute to the man who provided the heart and soul for the observatory.

Chris Smith
CTIO Director, 2008-present

Malcolm Smith
CTIO Director 1993-2003

Prefacio

El presente Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía lleva el número 54 (BAAA54) e incluye buena parte de los trabajos expuestos en forma oral y/o mural en la Primera Reunión Binacional de Astronomía, llevada a cabo conjuntamente entre la Asociación Argentina de Astronomía (AAA) y la Sociedad Chilena de Astronomía (SOCHIAS), durante los días 3 a 7 de octubre del año 2011. Dicha reunión, realizada a la memoria del Dr. Víctor M. Blanco (1918-2011), tuvo lugar principalmente en el Centro de Convenciones de la ciudad de San Juan (Argentina). Algunas sesiones paralelas se desarrollaron en el salón de actos del Instituto de Energía Eléctrica (IEE) de la Universidad Nacional de San Juan (UNSJ), ubicado a sólo dos cuadras del Centro de Convenciones. Las exposiciones murales fueron exhibidas durante todo el evento en el Centro Cultural Amadeo Contegrand, a sólo 40 m del Centro de Convenciones.

La reunión contó con un total de 290 participantes provenientes de Argentina, Chile y otros países. La organización de la reunión estuvo a cargo del Instituto de Ciencias Astronómicas de la Tierra y del Espacio (ICATE) y contó con el auspicio del Gobierno y de la UNSJ, del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), del Fondo para la Investigación Científica y Tecnológica (FONCYT), de la AAA y la SOCHIAS, del Fondo para el Avance de la Ciencia Astronómica (FUPACA) y de la empresa BARRICK. Se expusieron 9 conferencias invitadas y un total de 61 comunicaciones orales, en tanto que 95 contribuciones fueron expuestas en forma de panel. En el transcurso de la reunión se entregó el Premio José L. Sérsic al Dr. Hugo Levato.

El presente ejemplar incluye los conceptos más importantes de las exposiciones de 8 de los 9 conferencistas invitadas. Incluye, además, in extenso o en forma resumida, la mayoría de las comunicaciones orales y murales. Lamentablemente, algunos trabajos no han podido ver la luz en el presente volumen por no haber sido debidamente remitidos por los autores o bien por no haber sido satisfecho, según la opinión de los respectivos evaluadores, los requisitos necesarios para su publicación.

Con la intención de asegurar la calidad del presente Boletín, todas las contribuciones incluidas en este volumen han sido sometidas a un riguroso sistema de referato por parte de reconocidos expertos del país y del extranjero. El Comité Editorial siente el deber de expresar su sincero reconocimiento a todos los colegas quienes desinteresadamente, con responsabilidad e idoneidad, brindaron su apoyo en las tareas de revisión de los trabajos sometidos al BAAA54. En este contexto, agradecemos particularmente a los colegas argentinos: Dres. Alejandro Córscico, Horacio Dottori, Lydia Cidale, Gloria Dubner, Daniel Carpintero, Mercedes Gómez, Cristina Mandrini, César Bertucci, Hugo Levato, Rubén J. Díaz, Andrea Costa, Mario G. Abadi, Jorge F. González, Analía Smith Castelli, Leandro Althaus, Cristina Cappa, Lilia Bassino, Sergio Cellone, Rubén Vázquez, Sofía Cora, Pablo Cincotta, Gustavo Romero, Mario Melita, Pablo Recabarren, Elsa Giacani, Guillermo Bosch, Hernán Muriel, Esteban Bajaja, Ernesto Eiroa y Daniel Gómez.

Agradecemos también a los siguientes colegas extranjeros o argentinos que residen en el exterior: Dres. Eduardo Bica (Brasil), Charles Bonatto (Brasil), Leonardo Bronfman (Chile), Néstor Sánchez (España), Felipe Barrientos (Chile), José A. García Barreto (España), Pedro L. Luque-Escamilla (España), Eduardo Hardy (Chile), Matías Gómez (Chile), J. Alves (Austria), Susana Lizano (México), Luis Carrasco (México), Isaura Fuentes-Carrera (España), Mónica Rubio (Chile), Alberto Rodríguez-Ardila (Brasil) Emilio Alfaro (España), Nelson Padilla (Chile), Luis Campusano (Chile), Marc

Balcells (España), Carlos Allende Prieto (España), Esperanza Carrasco (México), Luciano Fraga (Chile), Laura Sales (Alemania), Doug Geisler (Chile), Julio Navarro (Canadá), Matías Zaldarriaga (España), Nidia Morrell (Chile), María T. Ruiz (Chile), Antonio J. Delgado (España), Manuela Zoccali (Chile), Miguel Chávez (México), Gustavo Bruzual (Venezuela), Heinz Andernach (México), José A. de Diego Onsurbe (México), Rolando Dunner (Chile), Jim Hesser (Canadá), Alejandro Raga (México), Patricio Rojo (Chile), Marcio Catelan (Chile), Abhijit Saha (Estados Unidos), Joao F. C. Santos Jr. (Brasil), Jesús Maíz Apéllaniz (España), Alberto Carramiñana (México), Leo Vanzi (Chile), Ezequiel Treister (Chile), Margaret Hanson (Estados Unidos), Margarita Rosado (México), Guillermo Torres (Estados Unidos), Zulema Abraham (Brasil) y Manolis Plionis (México).

En el transcurso de la reunión celebramos el quincuagésimo cuarto aniversario de la fundación de la Asociación Argentina de Astronomía, hecho éste que tuvo lugar en el mes de septiembre de 1958 en el Observatorio Astronómico Félix Aguilar (San Juan). Como en ocasiones anteriores, esta reunión representó una magnífica oportunidad para fortalecer los lazos científicos y humanos entre colegas argentinos, habiendo constituido además una excelente ocasión de encuentro personal entre colegas argentinos y chilenos. Sirva esta fructífera experiencia como muy buen antecedente para concretar en el futuro nuevas reuniones científicas binacionales entre Argentina y Chile. Quienes conformamos el Comité Editorial del BAAA54, tenemos la íntima convicción de que esta Primera Reunión Binacional Argentino-Chilena ha sido un éxito desde todo punto de vista. Prueba de ello es el presente ejemplar, el cual incluye contribuciones especiales de reconocidos astrónomos de uno y otro país.

Resulta en verdad muy grato poder destacar la magnífica tarea de organización desplegada por el Comité Organizador Local, el cual estuvo integrado por: María Sol Alonso, Georgina Coldwell, Ana Collado, Mónica Grosso, Andrés Jordán (representante de la SOCHIAS), Hugo Levato (Presidente); Stella Malaroda, Hernán Muriel (representante de la Comisión Directiva de la AAA), Natalia Maza, Ana Mejivas, Natalia Nuñez y María Eugenia Veramendi.

La reunión contó además con un Comité Científico de Organización presidido por los Dres. Paula Benaglia y Rodolfo Barbá y conformado por los Dres. Cristian Beaugé, Sofía Cora, Gloria Dubner, Simón Casassus, Doug Geisler, Leopoldo Infante, Andrés Jordán y René Rohrmann.

El Comité Editorial se complace en expresar su agradecimiento a todos los colegas quienes de una u otra manera, con su esfuerzo y dedicación, hicieron posible que esta reunión resultara un éxito. Agradecemos a las instituciones auspiciantes y, muy especialmente, al CONICET y al FONCYT, sin cuya ayuda económica esta reunión no hubiera podido ser realizada. Nuestro reconocimiento a la Universidad Nacional de Córdoba y a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata por haber aportado fondos que permitieron la asistencia de un importante número de estudiantes de ambas universidades. Finalmente y, como ha venido ocurriendo en las dos ediciones anteriores del BAAA, el Comité Editorial agradece sinceramente al Ing. Simón Anún del Observatorio Astronómico de Córdoba por la

muy valiosa colaboraron brindada a este Comité durante todo el proceso de edición del BAAA54.

Juan J. Clariá
Editor Jefe

Paula Benaglia
Editora Invitada

Rodolfo Barbá
Editor Invitado

Andrés E. Piatti
Secretario Editorial

Federico Bareilles
Técnico Editorial

Índice

Dedicatoria	vii
Dedication	ix
Prefacio	xi
Fotografía Grupal	xxii

I Sol y Heliósfera

Estudios de clima espacial basados en observaciones solares históricas: recientes progresos y perspectivas	3
<i>J. M. Vaquero</i>	
Exploración del modelo coronal MHD de Uchida	13
<i>C. Francile, J. I. Castro & M. Flores</i>	

II Sistema Solar

Estudio de la interacción entre Titán y la magnetósfera de Saturno	19
<i>C. S. Villarreal D'Angelo & G. Caranti</i>	
Avances en la formación de los planetas gigantes del sistema solar	23
<i>O. M. Guilera, A. Fortier, A. Brunini & O. G. Benvenuto</i>	

III Sistemas Extrasolares

Habitable extrasolar planets: from theory to observations	29
<i>N. Haghhighipour</i>	
Propiedades espectroscópicas de planetas extrasolares y de enanas marrones	45
<i>C. F. Martínez & M. Gómez</i>	
CN and CH bands in exoplanet host stars	49
<i>C. Saffe, E. Jofré & R. Petrucci</i>	
Characterizing the atmosphere of exoplanets with Spitzer secondary eclipse observations	53
<i>P. Cubillos, J. Harrington, N. Madhusudhan, K. B. Stevenson, J. Blečić, C. J. Campo & R. Hardy</i>	

Determinación de la velocidad del viento estelar en el sistema planetario HD 209458	57
<i>C. S. Villarreal D'Angelo, M. Schneiter & A. Costa</i>	
Tránsitos planetarios en estrellas del Hemisferio Sur	61
<i>R. Petrucci, E. Jofré, M. A. Schwartz, A. P. Buccino, M. Gómez & P. Mauas</i>	

IV Astrofísica Estelar

The B[e] phenomenon and galactic dust formation	67
<i>A. S. Miroshnichenko</i>	
Estudio de la binaria simbiótica CD -43°14304	77
<i>B. Montané, C. Quiroga, E. Brandi, L. G. García & O. E. Ferrer</i>	
Formal proof of the Flowers-Ruderman instability mechanism in magnetic stars	81
<i>P. Marchant, A. Reisenegger & T. Akgün</i>	
Southern near-infrared photometric monitoring of Galactic young star clusters (<i>NIP of Stars</i>)	85
<i>R. Barbá, N. I. Morrell, G. Gunthardt, S. Torres Robledo, M. Jaque, M. Soto, G. Ferrero, J. I. Arias, A. Román-López, R. C. Gamen, & J. Astudillo Hormazabal</i>	
Búsqueda de objetos extensos en el Relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea)	89
<i>L. Baravalle, M. V. Alonso & J. L. Nilo Castellón</i>	
Lithium depletion boundary under rotation and spots coverage	93
<i>D. Opitz & J. Gallardo</i>	
Experiencias y avatares en la instalación local del programa ATLAS	97
<i>D. C. Merlo & L. A. Milone</i>	
Búsqueda de variaciones de las abundancias químicas con la edad en las estrellas CP de HgMn	101
<i>N. L. Maza, O. H. Levato, Z. López-García & C. Saffe</i>	
The giant jet from the enigmatic Sanduleak's star	105
<i>R. Angeloni, F. Di Mille, J. Bland-Hawthorn & D. J. Osip</i>	
SN 2010ev: detailed study of a high-velocity type Ia Supernova	109
<i>C. Gutiérrez, G. Folatelli, G. Pignata, M. Hamuy & S. Taubenberger</i>	
Abundancias químicas de dos binarias de HgMn	113
<i>E. J. Gonzalez, J. F. González & A. E. Collado</i>	
Separación de espectros en sistemas múltiples espectroscópicos	117
<i>M. E. Veramendi & J. F. González</i>	
Bibliographic compilation of NIR spectroscopy for stars in the Galactic O-Star Catalog	121
<i>S. Torres Robledo, R. Barbá, J. I. Arias & N. I. Morrell</i>	
Soluciones a modelos hidrodinámicos de vientos estelares en estrellas masivas	125
<i>I. Araya, M. Curé, A. Santillán & A. Ud-Doula</i>	

V Sistemas Estelares

Radial segregation among sub-populations of stars in intermediate-mass Galactic globular clusters	131
<i>V. V. Kravtsov, G. Alcaíno, F. Alvarado & G. Marconi</i>	
Estudio de cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes: fotometría de Washington de 14 cúmulos de edad intermedia	135
<i>A. E. Piatti, J. J. Clariá, E. Bica, D. Geisler, A. V. Ahumada & L. Girardi</i>	
Subsistemas binarios espectroscópicos en sistemas estelares múltiples	139
<i>M. E. Veramendi & J. F. González</i>	
Photometric study of Galactic star clusters in the VVV survey	143
<i>F. Mauro, C. Moni Bidin & D. Geisler</i>	
Nueva aproximación a eventos de formación repentina de cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes	147
<i>A. E. Piatti</i>	
Fotometría de Washington de NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719: historia de formación de cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes	151
<i>A. E. Piatti, J. J. Clariá, M. C. Parisi & A. V. Ahumada</i>	
About measuring velocity dispersions	155
<i>M. Fellhauer</i>	
Parámetros fundamentales de objetos catalogados como cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes	159
<i>A. E. Piatti</i>	
New look at the Galactic Globular Cluster System	163
<i>J. Vanderbeke, M. West, P. Côté, E. Peng, J. Blakeslee, A. Jordán, M. Gregg, M. Takamiya & M. Baes</i>	
Búsqueda de estrellas químicamente peculiares en cúmulos abiertos	167
<i>M. Jaque, L. Fraga, E. Paunzen & M. Netopil</i>	
Espectros integrados EFOSC2/NTT de 10 cúmulos estelares pertenecientes a las Nubes de Magallanes	171
<i>A. V. Ahumada, A. Benítez-Llambay, J. F. C. Santos Jr., J. J. Clariá, E. Bica & A. E. Piatti</i>	
Two O2 If*/WN6 stars found in the outskirts of the massive young Galactic cluster Westerlund 2	175
<i>A. Roman-Lopes, R. Barbá & N. I. Morrell</i>	
Nuevos candidatos a cúmulos viejos en la Nube Menor de Magallanes	179
<i>A. E. Piatti</i>	
Chemical abundances in giant stars of newly discovered infrared globular clusters 2MASS GC02 and Mercer 5	183
<i>F. Peñaloza, S. Vásquez, R. Kurtev, J. Borissova P. Peshev & M. Zoccali</i>	
Propiedades astrofísicas de objetos catalogados como cúmulos estelares en la Nube Menor de Magallanes	187
<i>A. E. Piatti</i>	

Estudio infrarrojo de cúmulos inmersos en $l = 345^\circ$	191
<i>G. Baume, C. Feinstein, J. Borissova, R. Kurtev, A.N. Chené, C. Moni Bidin, F. Mauro, C. Bonatto, E. Bica, J. R. A. Clarke, M. Catelan, D. Geisler, D. Minniti & P. W. Lucas</i>	
Parámetros fundamentales de 4 cúmulos estelares débiles de la Nube Mayor de Magallanes determinados a partir de fotometría de Washington	195
<i>T. Palma, J. J. Clariá, D. Geisler, L. P. Bassino, A. E. Piatti & A. V. Ahumada</i>	
Formation rates of star clusters	199
<i>R. Slater, R. Smith, M. Fellhauer, S. Goodwin & P. Assmann</i>	
Low mass galaxy clusters and galaxy morphology evolution	203
<i>J. L. Nilo Castellón, Y. Órdenes, F. Ramos, M. V. Alonso, H. Cuevas, D. García Lambas, & A. Ramírez</i>	
Estudio en el infrarrojo cercano de agrupaciones estelares en M 83	207
<i>G. Baume, C. Feinstein, Y. Beletsky, G. Carraro, M. Gieles, M. Shirmer, A. Adamo, N. Bastian & B. Davies</i>	
New old star clusters in the Small Magellanic Cloud	211
<i>M. C. Parisi, D. Geisler, A. J. Grocholski, J. J. Clariá, G. Carraro, E. Costa, A. E. Piatti, A. Sarajedini & R. Leiton</i>	
Investigando cúmulos estelares masivos con el VVV	215
<i>A. -N. Chené, J. R. A. Clarke, J. Borissova, C. Moni Bidin, F. Mauro, C. Bonatto, R. Kurtev, G. Baume, C. Feinstein, D. Minniti, M. Catelan, P. W. Lucas & D. Geisler</i>	

VI Medio Interestelar

Water maser kinematics in massive star-forming regions: Cepheus A and W75N	221
<i>J. M. Torrelles, N. A. Patel, S. Curiel, J. F. Gómez, G. Anglada & R. Estalella</i>	
Búsqueda de <i>bow shocks</i> estelares: primera versión del catálogo E-BOSS	231
<i>C. S. Peri, P. Benaglia, D. P. Brookes, I. R. Stevens & N. Isequilla</i>	
Study of the interstellar medium around the supernova remnant G27.8+0.6	235
<i>A. Petriella, E. Giacani & S. Paron</i>	
Formación estelar en Sh2-196	239
<i>M. C. Martín, C. E. Cappa, S. Cichowolski & R. Zinn</i>	
A kinematic study of the giant star-forming region 30 Doradus	243
<i>S. Torres-Flores, R. Barbá, J. M. Apellániz, M. Rubio & G. Bosch</i>	
Submillimeter studies of cold gas and dust in the Magellanic Clouds	247
<i>C. Verdugo, M. Rubio & A. Bolatto</i>	
Large HI shells catalogue in the second galactic quadrant	251
<i>L. A. Suad, C. F. Caiafa, E. M. Arnal & S. Cichowolski</i>	
GS 100-02-41: a new HI shell in the outer part of the Galaxy	255
<i>L. A. Suad, S. Cichowolski, E. M. Arnal & J. C. Testori</i>	
Star formation activity around Sh2-165 and Sh2-166	259
<i>S. Cichowolski, M. Ortega, J. Vasquez, G. Romero & C. E. Cappa</i>	

VII Estructura Galáctica

- The VVV Survey of the Milky Way: first year results** 265
D. Minniti et al.
- New Galactic star cluster candidates discovered in the VVV Survey within 10 degrees around the Galactic center** 277
J. Borissova, J. R. A. Clarke, C. Bonatto, A. -N. Chené, E. Bica, R. Kurtev, R. Barbá, D. Minniti, F. Peñaloza, M. Catelan, P. W. Lucas, F. Mauro, C. Moni Bidin, D. Geisler, V. D. Ivanov, G. Baume & C. Feinstein
- Caracterización del sistema fotométrico del VVV para el estudio de la subestructura en nuestra galaxia** 281
V. Santucho, S. Gurovich, M. Dominguez, D. Minniti, M. Soto & E. B. Amôres
- The VVV color-magnitude diagram of the Galactic bulge** 285
R. K. Saito, D. Minniti, & the VVV Collaboration
- No evidence of dark matter in the solar neighborhood** 289
C. Moni Bidin, G. Carraro, R. A. Méndez & R. Smith
- Advances in the VVV-2MASS photometric transformations from Galactic disk CASU catalogues: Milky Way demographics with the VVV survey** 293
R. Barbá, M. Soto, G. Gunthardt, D. Minniti, M. Rejkuba, P. W. Lucas & M. J. Irwin

VIII Astronomía Extragaláctica y Cosmología

- The cosmic history of black hole growth** 299
E. Treister
- Major and minor mergers: global star formation efficiency** 309
V. Mesa, S. Alonso, D. García Lambas & A. L. O'Mill
- Alpha-element enhancement in a Λ -CDM Universe** 313
I. D. Gargiulo, A. M. Muñoz Arancibia, S. A. Cora & N. Padilla
- Is the universe under-dense at $z < 0.1$?** 317
R. C. Keenan, A. J. Barger, L. L. Cowie, W. -H. Wang, I. Wold & L. Trouille
- Superestructuras en el universo: caracterización e identificación en el catálogo SDSS-DR7** 321
H. E. Luparello, M. Lares, D. García Lambas & N. Padilla
- Variability analysis of AGN: a review of results using new statistical criteria** . 325
L. Zibecchi, I. Andruchow, S. A. Cellone, G. E. Romero & J. A. Combi
- Propiedades de los AGNs oscurecidos y no oscurecidos** 329
M. Taormina & C. Bornancini
- Study of optical microvariability in the blazar 1ES1011+496** 333
M. S. Sosa, C. von Essen, S. A. Cellone, I. Andruchow & J. H. M. M. Schmitt
- Propiedades estadísticas de la emisión del continuo en 1.4 GHz de grupos compactos de galaxias** 337
R. R. Vena Valdarenas & C. A. Valotto

Optical and near-infrared velocity dispersions of early-type galaxies	341
<i>J. Vanderbeke, M. Baes, A. J. Romanowsky & L. Schmidtbreick</i>	
Restringiendo la cosmología usando grandes vacíos de galaxias	345
<i>S. G. Patiri</i>	
Grupos de galaxias: dependencia de las propiedades de sus galaxias miembros con la emisión en radio	349
<i>L. Nieto, G. Coldwell & C. A. Valotto</i>	
Análisis de la polarización de la emisión en radio de galaxias cercanas	353
<i>A. R. Rodríguez Kamenetzky, M. E. Ferraro & C. A. Valotto</i>	
Detección de filamentos en torno a cúmulos de galaxias	357
<i>M. R. Muñoz Jofré, F. Duplancic & D. García Lambas</i>	
Correlaciones entre sistemas del Universo Local y el Fondo de Radiación Cósmica	361
<i>M. P. Piccirilli, H. E. Luparello, D. García Lambas, H. Vucetich, M. Lares & M. J. L. Domínguez Romero</i>	
The surface brightness of galaxies in groups at void walls	365
<i>L. Ceccarelli, D. García Lambas, N. Padilla, G. Galaz & R. Herrera-Camus</i>	
Galaxias espirales de núcleos activos: efecto de las barras en la actividad nuclear	369
<i>S. Alonso & G. Coldwell</i>	
The Tully-Fisher Relation and the dynamical evolution of galaxies	373
<i>M. E. De Rossi, P. B. Tissera & S. E. Pedrosa</i>	
Cinemática global y nuclear de NGC 253	377
<i>J. A. Camperi, G. I. Gunthardt, R. J. Díaz, M. P. Aguero, G. Gimeno & P. Pessev</i>	
Explorando el entorno de galaxias: grupos compactos vs. grupos difusos y galaxias de campo	381
<i>V. Coenda, H. Muriel & H. J. Martínez</i>	
Observación de lentes gravitatorias con ALMA	385
<i>A. Bonilla, O. Toloza, I. Fuentes & V. Motta</i>	
Análisis de cuasares aislados y en interacción en el relevamiento SDSS-DR7	389
<i>L. Donoso, D. García Lambas, G. Coldwell & M. V. Alonso</i>	
Componentes contra-rotantes en simulaciones de galaxias disco	393
<i>D. G. Algorry & M. G. Abadi</i>	
Leo IV & V - A possible dwarf galaxy pair?	397
<i>M. Blaña, M. Fellhauer & R. Smith</i>	

IX Objetos Compactos y Procesos de Altas Energías

Highlights on the interaction between SNRs and the surrounding medium	403
<i>E. M. Reynoso</i>	
White dwarf - M dwarf binaries from Sloan Digital Sky Survey	413
<i>C. Agurto, A. Rebassa-Mansergas & M. R. Schreiber</i>	

Orbital evolution of super-massive black hole binaries surrounded by a gaseous disc	417
<i>J. Cuadra</i>	

X Instrumentación y Caracterización de Sitios Astronómicos

Avances en la automatización del Telescopio Horacio Ghilmetti	423
<i>M. A. Schwartz, P. Mauas, M. Melita, A. P. Buccino, L. Pellizza, R. Petrucci, E. Jofré, P. Perna, M. Pereira, G. Fernandez, R. Godoy, P. Pereyra & J. Pinto</i>	
Comparación entre los sitios de LLAMA y APEX	427
<i>F. A. Bareilles, R. Morras, F. P. Hauscarriaga, L. Guarrera, E. M. Arnal & J. R. D. Lepine</i>	
Basis for a SOAR optical imager pipeline	431
<i>F. F. S. Maia, A. E. Piatti, J. F. C. Santos Jr. & W. J. B. Corradi</i>	
Hacia una integración radioastronómica con Brasil: Proyecto LLAMA (Long Latin American Millimetre Array)	435
<i>E. M. Arnal, R. Morras, G. M. Dubner, E. B. Giacani, I. F. Mirabel, G. E. Romero, J. R. D. Lepine, Z. Abraham & E. M. de Gouveia dal Pino</i>	
Remote controlling of a lunar scintillometer from Paranal to Armazones in the context of the E-ELT site monitoring	439
<i>C. González, G. Lombardi, M. Sarazin, F. Char, E. Bustos & J. Navarrete</i>	
Site search for CTA: comparison satellite - ground data	443
<i>A. E. Suárez, M. C. Medina & G. E. Romero</i>	
The antenna DSA 3 and its potential use for Radio Astronomy	447
<i>P. Benaglia, N. Casco, S. Cichowolski, A. Cillis, B. García, D. Ravignani, E. M. Reynoso & G. de la Vega</i>	
Índice de Autores	451



Parte I

Sol y Heliósfera

TRABAJO INVITADO

Estudios de clima espacial basados en observaciones solares históricas: recientes progresos y perspectivas

J.M. Vaquero¹

(1) Departamento de Física, Centro Universitario de Mérida, Universidad de Extremadura, España

Abstract. During the last decades, an effort has been made to improve the sunspot number time-series, one of the more useful data set for space climate studies, using historical solar observations. Moreover, not only the sunspot number can be studied using these early solar records. During the last years, historical sources (i.e., sunspot drawings and solar radius measurements) have been also used to study the space climate. Here, I review some recent progress on these issues. In a hand, there are some periods with very few sunspot records and sunspot numbers are not so reliable in these intervals. I discuss the quality of sunspot records during these interesting periods: (a) 1610–1645, (b) 1721–1761, and (c) 1779–1795. On the other hand, I discuss the reliability of early sunspot drawings, sunspot position data, and solar diameter determinations to study long-term variations in our Sun. Finally, some information on historical documents from Argentina and Chile related with space climate are summarised.

Resumen. Durante las últimas décadas, se ha realizado un esfuerzo para mejorar la serie temporal del número de manchas solares, uno de los conjuntos de datos más útiles para los estudios del clima espacial, usando observaciones históricas. Sin embargo, no sólo el número de manchas solares puede estudiarse usando estos datos solares históricos. Durante los últimos años, fuentes históricas (como dibujos de manchas solares y medidas del radio solar) han sido también usadas en los estudios del clima espacial. Aquí, revisaré algunos progresos recientes en estos estudios. Por un lado, hay algunos periodos con muy pocos registros de manchas y los números de manchas solares no son tan precisos en estos intervalos. Discuto la calidad de los registros durante estos periodos interesantes: (a) 1610–1645, (b) 1721–1761 y (c) 1779–1795. Por otro lado, discuto la fiabilidad de antiguos dibujos de manchas solares, datos de posición de manchas solares y determinaciones del diámetro solar para estudiar las variaciones a largo plazo de nuestro Sol. Finalmente, se resumen algunas informaciones sobre documentos históricos chilenos y argentinos relacionados con el clima espacial.

1. Introducción

El concepto de “meteorología espacial” se generalizó en la década de los noventa del siglo pasado. Por analogía, el concepto de “clima espacial” se ha desarrollado también durante los últimos años (Usoskin, 2008). Se han identificado claramente tres tareas principales para esta rama de las ciencias del espacio. En primer lugar, necesitamos comprender mejor la variabilidad solar, especialmente a largo plazo e incluyendo los eventos extremos. En segundo lugar, también necesitamos comprender mejor las complicadas interrelaciones entre el Sol, la heliosfera y los diferentes *proxies* de la actividad solar a largo plazo. En tercer lugar, necesitamos comprender mejor el efecto a largo plazo de la variabilidad solar sobre el entorno cercano a la Tierra, especialmente sobre el clima global (Mursula et al., 2004).

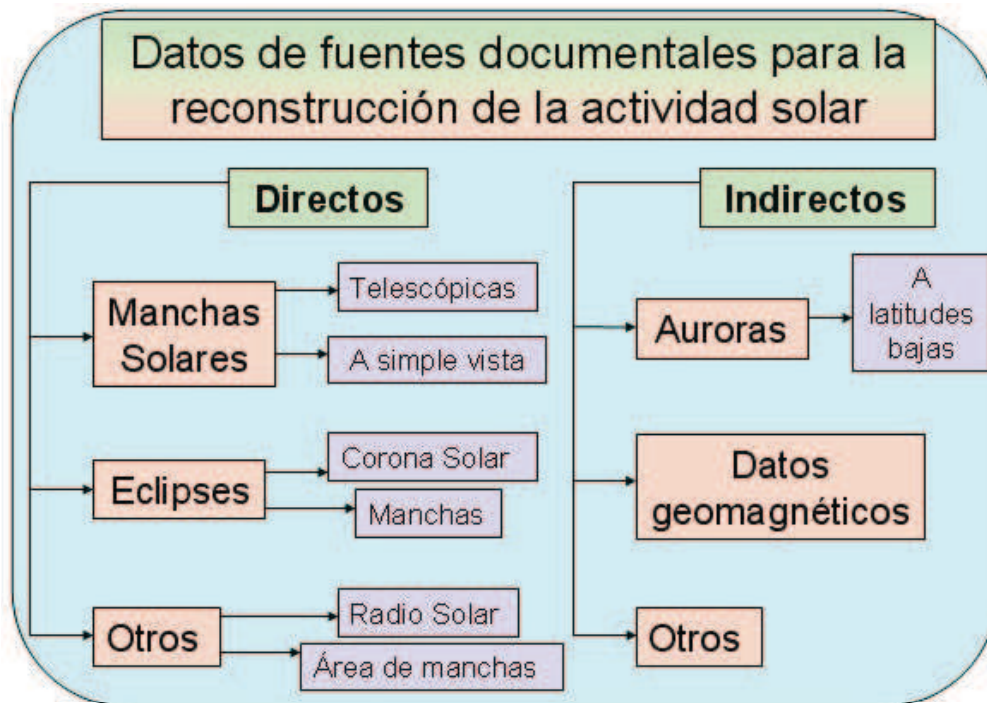


Figura 1. Esquema de los diferentes datos históricos que pueden ser utilizados para el estudio del clima espacial.

La reconstrucción de la actividad solar tiene por objeto obtener largas series temporales de índices relacionados con el comportamiento del Sol. Los estudios han tratado este problema desde dos puntos de vista: usando datos documentales y usando datos *proxy*. Las fuentes documentales nos proporcionan observaciones del Sol (o relacionadas con él) mientras que los datos *proxy* nos proporcionan series de archivos naturales que están relacionadas con la actividad solar tales como el espesor de los anillos de

los árboles o las concentraciones de ciertos isótopos radiactivos. Evidentemente, cada tipo tiene sus ventajas y desventajas. Los datos *proxy* nos proporcionan series largas y homogéneas (Usoskin et al., 2003a; Solanki et al., 2004).

Sin embargo, los datos documentales tienen una resolución temporal mayor y, ciertamente, muestran una relación directa con algunos aspectos del comportamiento de nuestro Sol. El caso más evidente es el del número de manchas solares observadas con un telescopio en luz blanca cuyos primeros registros se remontan al año 1609. Aunque éste sea un ejemplo muy llamativo, existe un amplio rango de posibilidades para reconstruir la actividad solar a partir de documentos (Figura 1). Una revisión reciente de este tipo de datos puede consultarse en Vaquero y Vázquez (2009).

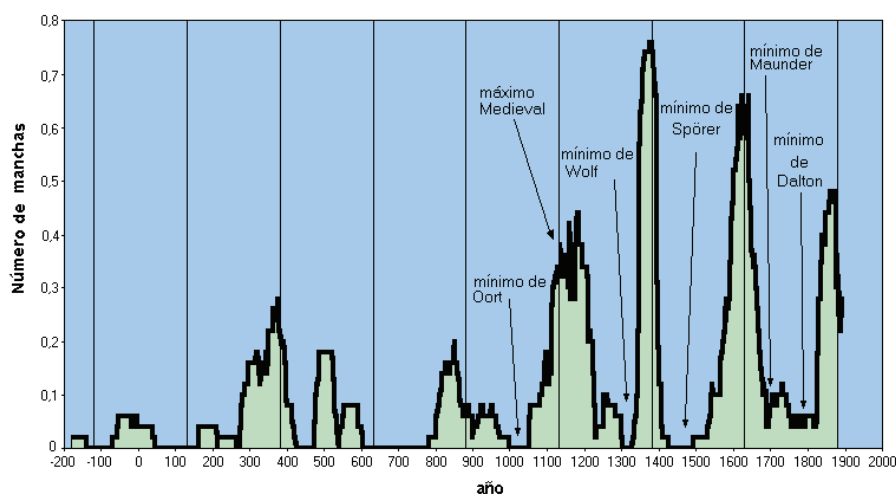


Figura 2. Evolución del número de manchas solares observadas a simple vista (media móvil de 50 años) usando los datos compilados por Vaquero et al. (2002).

Dos de los ejemplos más llamativos son las observaciones de manchas solares realizadas a simple vista, especialmente por astrónomos chinos, durante los últimos 22 siglos (Nagovitsyn, 2001; Vaquero et al., 2002; ver Figura 2) y la serie del número de noches en las que se observaron auroras boreales durante el último milenio (Silverman, 1995). Vaquero y Vázquez (2009) han mostrado que los grandes máximos y mínimos seculares de la actividad solar mostrados con estas dos fuentes históricas coinciden con los obtenidos con datos de isótopos (Usoskin et al., 2007). No obstante, los datos históricos deben ser interpretados cuidadosamente.

2. El número de manchas solares

La serie temporal del número de manchas solares es probablemente una de las más famosas de la historia de la ciencia. Las primeras definiciones del número de manchas solares se deben a Rudolf Wolf quien, en el siglo XIX, mezcló de manera magistral dos cantidades observables con un pequeño telescopio: el número de grupos de manchas solares y el número total de manchas individuales. El número de Wolf, también llamado número internacional de manchas solares y número de manchas solares de Zürich, ha sido mantenido por los sucesores de Wolf (Waldmeier, 1961; McKinnon, 1986; Van-

lommel et al., 2004) y actualmente es mantenido por el “Solar Influences Data Analysis Center” (Clette et al., 2007; Clette, 2011).

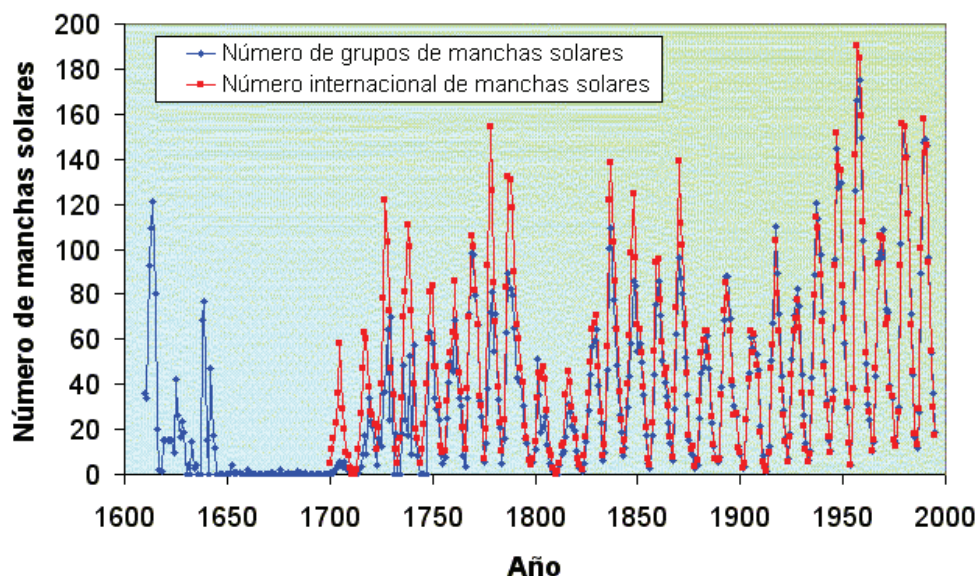


Figura 3. Evolución de las dos versiones del número de manchas solares.

A finales del siglo XX fue definido el número de grupos de manchas solares por Hoyt y Schatten (1998) con la intención de hacer un índice menos ruidoso y más autoconsistente. Para ello, la base de datos histórica de manchas solares fue revisada y ampliada notablemente. No obstante, hay algunos periodos donde los valores originales de la serie desarrollada por Hoyt y Schatten (1998) son poco fiables debido al escaso número de observaciones registradas. La serie está casi completa de registros diarios desde 1800 hasta 1995 y desde 1645 hasta 1727. Sin embargo, hay muy pocas observaciones durante el periodo previo al Mínimo de Maunder (1610–1644) y durante gran parte del siglo XVIII (desde 1728 hasta 1799). Incluso hay años en los que no hay ninguna observación disponible (1636, 1637, 1641, 1744, 1745 y 1747). Por ello, algunos autores han intentado mejorar esta serie intentando rellenar los huecos (Letfus, 1999) o desarrollando métodos estadísticos para estimar la calidad de la serie y proporcionar valores mejores aún cuando el número de observaciones sea muy pequeño (Usoskin et al., 2003b; Vaquero et al., 2012).

Otra posibilidad mucho más interesante es encontrar observaciones históricas de manchas solares que no han sido utilizadas hasta ahora. Vaquero (2004), por ejemplo, encontró un comentario del astrónomo mexicano J. A. Alzate que ayudó a conocer mejor la actividad solar en el año 1784. Aún más llamativo es el trabajo de Vaquero et al. (2011) que ha cambiado completamente el paradigma de cómo se inició el Mínimo de Maunder. Hasta este trabajo, se pensaba que la transición de actividad solar normal al estado de gran mínimo era muy abrupta, tal como se veía en la serie de Hoyt y Schatten alrededor del periodo 1635–1645. Sin embargo, Vaquero et al. (2011) mostraron que la actividad solar de estos años estaba muy mal caracterizada. A partir de antiguas observaciones del astrónomo G. Marcgraf ahora localizadas (ver Figura 4 como ejemplo) y haciendo una revisión de todas las observaciones contenidas en la base de datos de Hoyt y Schatten (1998), Vaquero et al. (2011) han mostrado que la transición al Mínimo de

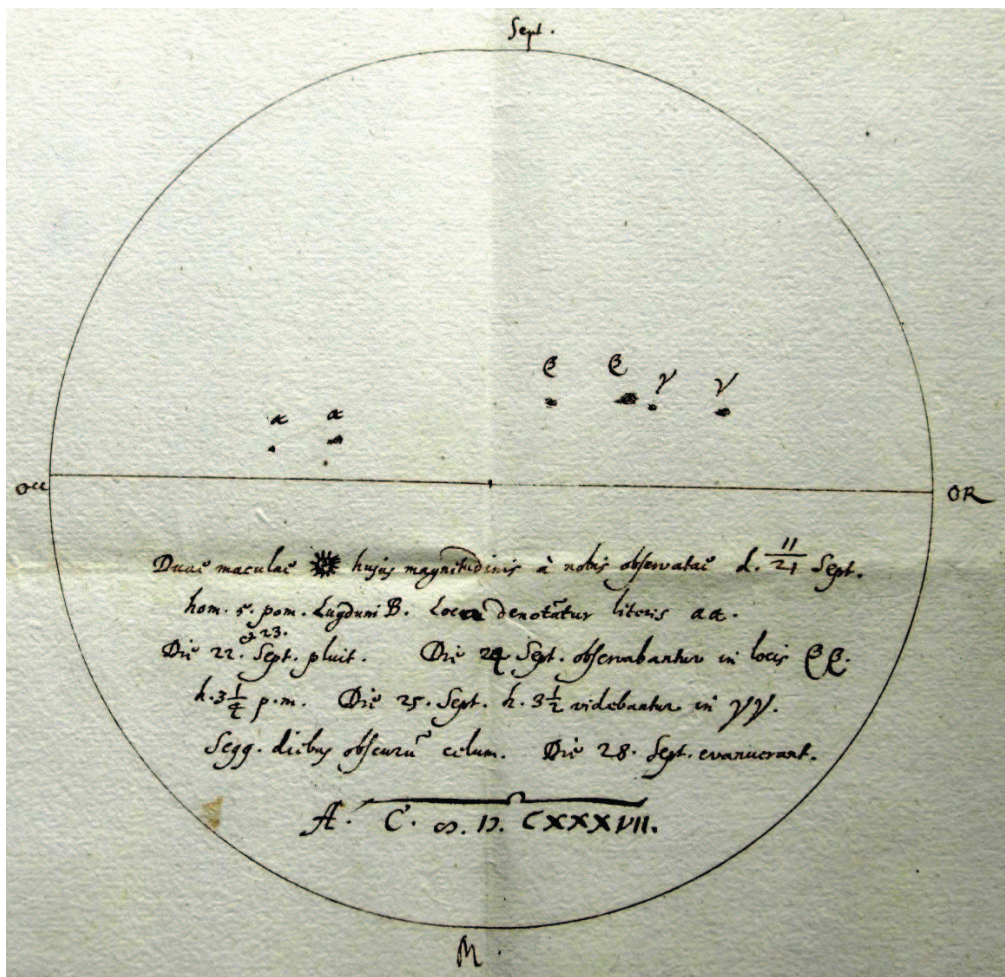


Figura 4. Ejemplo de los dibujos de manchas solares hechos por Marcgraf. Este dibujo muestra las manchas solares desde el 21 hasta el 25 de Septiembre de 1637.

Maunder fue menos brusca de lo que pensábamos y que los dos ciclos solares previos al gran mínimo tuvieron amplitudes muy pequeñas.

3. La posición de manchas solares

La posición de las manchas solares es un parámetro importante en los estudios del comportamiento del Sol a largo plazo. Podemos estudiar la evolución a largo plazo de la rotación solar, la asimetría entre los dos hemisferios, las longitudes activas del Sol y otras cuestiones de interés gracias a las posiciones de las manchas solares. Hoy en día, disponemos de una interesante colección de datos de posiciones de manchas solares en el siglo XVIII gracias a los trabajos de R. Arlt (2008, 2009) quien digitalizó los dibujos de manchas solares originales de J.C. Staudacher en el periodo 1749–1796, evaluó su utilidad para la determinación de las posiciones de las manchas y construyó un diagrama de mariposa para la segunda mitad del siglo XVIII. La digitalización y

análisis de los dibujos antiguos es una tarea muy pesada. Por ello, Cristo et al. (2011) diseñaron el programa “HSunspots” y determinaron la posición de las manchas solares observadas por L. Zucconi desde Abril de 1754 hasta Junio de 1760 (Figura 5).

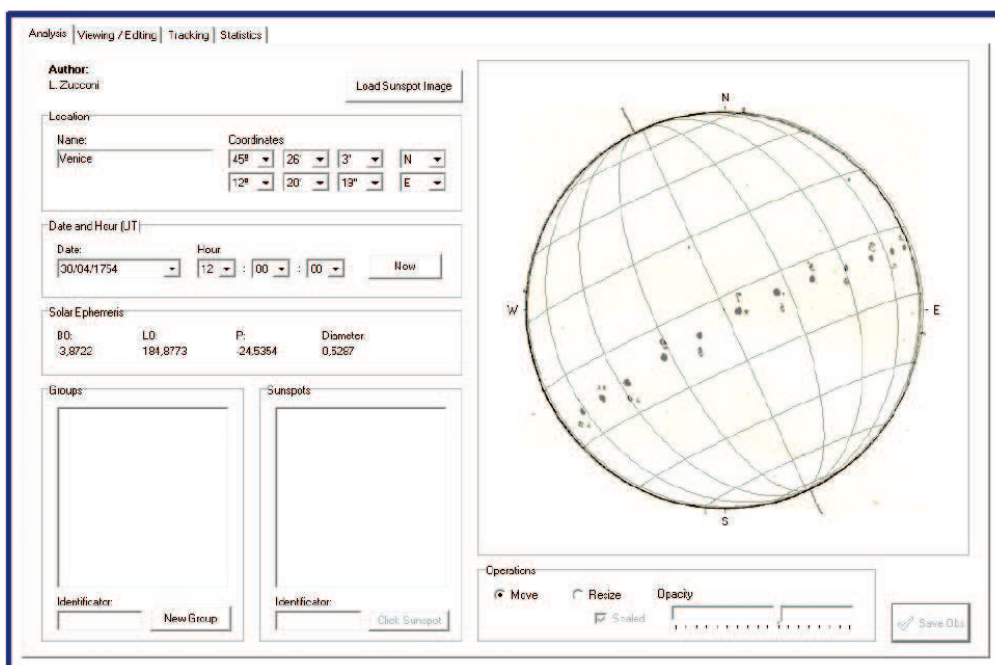


Figura 5. Pantalla principal del programa HSunspots para el análisis de dibujos históricos de manchas solares (Cristo et al., 2011).

Pese a estos esfuerzos recientes, el conjunto de datos más usado en los estudios es el del Royal Greenwich Observatory (RGO). Este observatorio compiló observaciones de una pequeña red desde Mayo de 1874 hasta 1976, cuando el US Air Force (USAF) tomó el relevo en esta tarea. No obstante, existen algunos conjuntos de observaciones previas al programa de observaciones del RGO. Entre ellos podemos citar a grandes observadores solares como Soemmering, Carrington, Peters, Spoerer, de la Rue, etc.

Algunos de estos conjuntos de datos han sido utilizados para determinar la evolución de la rotación solar. Balthasar et al. (1986) mostraron que los datos del RGO son de gran interés para determinar la rotación diferencial del Sol durante el largo periodo de observaciones que cubre completamente (1874–1976). Sánchez-Bajo et al. (2010) utilizaron los datos proporcionados por Peters para estudiar la rotación diferencial en el periodo 1847–1849.

4. Medidas históricas del radio solar

Hoy en día, sigue siendo materia de debate si las variaciones del radio solar están correlacionadas con el ciclo solar. Toulmonde (1997), Pap et al. (2001) y Rozelot (2001) han recopilado observaciones históricas del radio solar desde 1650. Desde el siglo XVIII, el valor del radio solar rápidamente converge a su valor actual. Ribes et al. (1987) sugirió

la existencia de un radio solar mayor durante el Mínimo de Maunder. Lo cierto es que hay un conjunto histórico de datos del radio solar que aún no ha sido examinado con detalle.

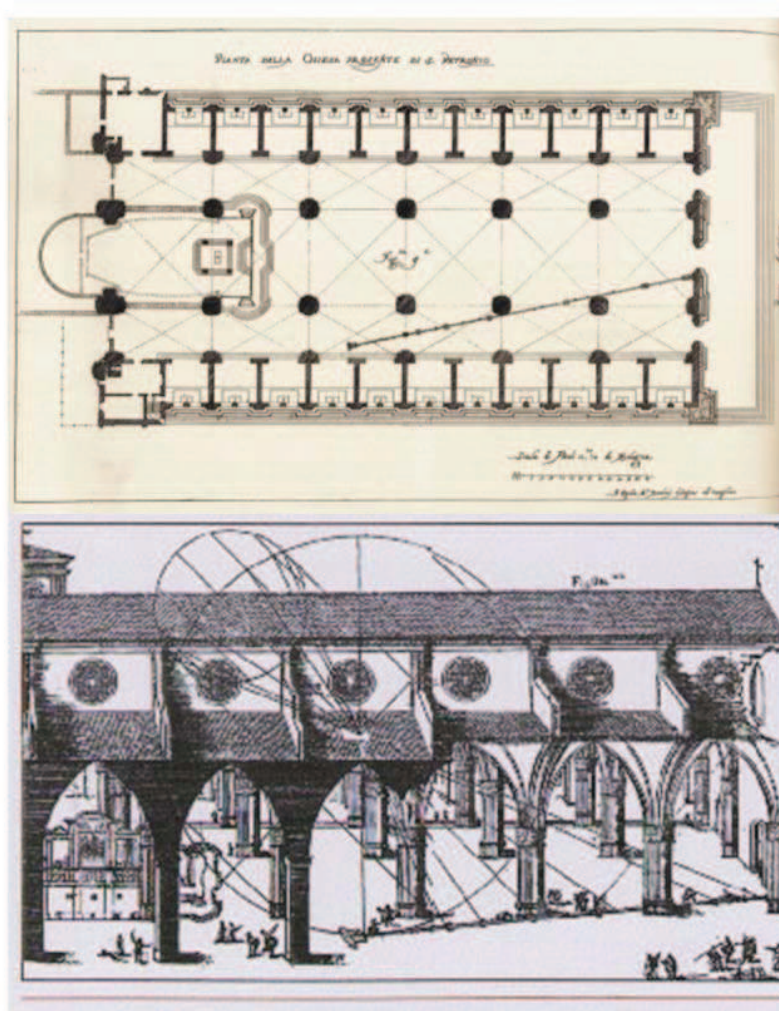


Figura 6. Antiguos grabados mostrando la planta y una perspectiva de la línea meridiana del templo de San Petronio en Bolonia (Italia).

Durante los siglos XVII y XVIII, las líneas meridianas de las catedrales de Bolonia, Roma, Florencia y París fueron utilizadas como grandes observatorios solares (Heilbron, 1999). El más antiguo de estos observatorios es el de la Catedral de San Petronio en Bolonia (Figura 6). Durante ochenta años (1655–1736), algunos científicos y clérigos observaron el Sol casi ininterrumpidamente llenando más de 300 páginas del registro publicado por Eustachio Manfredi (1736). Cada entrada contiene el diámetro aparente del Sol, aparte de otros datos. Vaquero y Vázquez (2009), ver la Figura 5.10 de la página 227, compilaron todas las medidas del radio solar, en minutos de arco, hechas en San Petronio. La serie temporal es muy ruidosa y no es fácil obtener un resultado concluyente, por lo que este conjunto de datos requiere una investigación exhaustiva.

5. Clima espacial y documentos históricos chilenos y argentinos

En general, los documentos históricos generados en América Latina que están relacionados con el clima espacial no han sido ni explorados ni utilizados hasta ahora. Un ejemplo claro de esta infrautilización se plasma en la detallada bibliografía del trabajo de reconstrucción del número de grupos de manchas solares hecho por Hoyt y Schatten (1998). El único registro latino-americano que presentan es la colección de observaciones del Sol realizadas en el Observatorio de Física Cósmica de San Miguel de Argentina. Además, indican que la serie temporal que han recopilado no está completa y tiene huecos debido a que no han conseguido localizar la colección completa de datos publicados por este Observatorio. Por lo tanto, queda un interesante trabajo de recuperación de observaciones realizadas en observatorios latinoamericanos. Un avance de esta labor, usando archivos mexicanos, fue hecha por Vaquero y Moreno-Corral (2008).

La recuperación y el análisis de este tipo de documentos latinoamericanos en general, y de Chile y Argentina en particular, es una tarea en la que está todo por hacer. Como un ejemplo de lo que podemos encontrar, citaremos el folleto de J. L. y A. B. Nicolini titulado “Las Manchas Solares y su Previsión a Largo Plazo” que fue publicado en Buenos Aires en 1921. En él podemos comprobar cómo astrónomos aficionados han realizado observaciones de interés.

Por último, me gustaría resaltar que la primera auroral austral registrada y datada con precisión fue observada en Chile en 1640. Willis et al. (2009) han demostrado que existen varios documentos relacionados con las misiones jesuíticas en Chile que describen auroras australes entre el comienzo de Febrero y el final de Abril de 1640, probablemente asociadas a actividad geomagnética recurrente. La Figura 7 muestra un grabado que muestra una “batalla en el aire” (una descripción típica de la aurora en Europa y otras partes del mundo en esa época) incluida en un libro de Alonso de Ovalle, SJ, titulado “Historica Relacion del Reyno de Chile” publicado en Roma en la imprenta de Francisco Caballo en 1646.

Agradecimientos. Agradezco de manera especial la ayuda de la Dra. Gallego (Universidad de Extremadura) en la edición de este texto. Este trabajo ha sido parcialmente financiado por la Junta de Extremadura y el Ministerio de Ciencia e Innovación del Gobierno de España (Proyectos AYA2008-04864/AYA y AYA2011-25945).

Referencias

- Arlt, R. 2008, *Solar Phys.*, 247, 399.
Arlt, R. 2009, *Solar Phys.*, 255, 143.
Balthasar, H., Vázquez, M., Woehl, H. 1986, *Astron. Astrophys.*, 155, 87.
Clette, F., Berghmans, D., Vanlommel, P., van der Linden, R. A. M., Koeckelenbergh, A., Wauters, L. 2007, *Adv. Spa. Res.*, 40, 919.
Clette, F. 2011, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 73, 182.
Cristo, A., Vaquero, J.M., Sánchez-Bajo, F. 2011, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 73, 187.
Heilbron, J.L. 2001, *The sun in the church: cathedrals as solar observatories*, Harvard University Press.



Figura 7. Batalla en el cielo registrada por Alonso de Ovalle en Chile en 1640.

- Hoyt, D.V., Schatten, K.H. 1998, *Solar Phys.* 179, 189.
- Letfus, V. 1999, *Solar Phys.* 184, 201.
- Manfredi, E. 1736, *De Gnomone Meridiano Bononiensi ad Divi Petronii, Bononiae, Laeli a Vulpa.*
- McKinnon, J.A. 1986, *Sunspot Numbers 1610–1985, Report UAG-95, WDC-A, Boulder.*
- Mursula, K., Usoskin, I.G., Cliver, E. 2004, *Solar Phys.*, 224, 3.
- Nagovitsyn, Yu. A. 2001, *Geomagnetism and Aeronomy*, 41, 680.
- Pap, J., Rozelot, J.P., Godier, S., Varadi, F. 2001, *Astron. Astrophys.*, 372, 1005.
- Ribes, E., Ribes, J.C., Bartholot, R. 1987, *Nature*, 330, 629.
- Rozelot, J.P. 2001, *J. Atmos. Terr. Phys.*, 63, 375.
- Sánchez-Bajo, F., Vaquero, J.M., Gallego, M.C. 2010, *Solar Phys.*, 261, 1.
- Silverman, S. M. 1992, *Reviews of Geophysics*, 30, 333.
- Solanki, S.K., Usoskin, I.G., Kromer, B., Schüssler, M., Beer, J. 2004, *Nature*, 431, 1084.
- Toulmonde, M. 1997, *Astron. Astrophys.*, 325, 1174.
- Usoskin, I.G., Solanki, S.K., Schüssler, M., Mursula, K., Alanko, K. 2003a, *Physical Review Letters*, 91, 211101.
- Usoskin, I.G., Mursula, K., Kovaltsov, G.A. 2003b, *Solar Phys.*, 218, 295.
- Usoskin, I.G., Solanki, S.K., Kovaltsov, G. A. 2007, *A&A*, 471, 301.
- Usoskin, I.G. 2008, *Living Rev. Solar Phys.*, 5, 3.
- Vanlommel, P., Cugnon, P., van der Linden, R.A.M., Berghmans, D., Clette, F. 2004, *Solar Phys.*, 224, 113.
- Vaquero, J.M., Gallego, M. C., García, J. A. 2002, *GRL*, 29, 1997.
- Vaquero, J.M. 2004, *Solar Phys.*, 219, 379.
- Vaquero, J.M. 2007, *Adv. Spa. Res.*, 40, 929.
- Vaquero, J.M., Moreno-Corral, M.A. 2008, *Geofísica Internacional*, 47, 189.
- Vaquero, J.M., Vázquez, M. 2009, *The Sun Recorded Through History*, Springer.
- Vaquero, J.M., Gallego, M.C., Usoskin, I.G., Kovaltsov, G.A. 2011, *ApJ*, 731, L24.
- Vaquero, J. M., Trigo, R.M., Gallego, M.C. 2012, *Solar Phys.* doi:10.1007/s11207-011-9901-8
- Waldmeier, M. 1961, *The Sunspot Activity in the Years 1610–1960*, Schulthess and Company AG, Zurich.
- Willis, D.M., Vaquero, J.M., Stephenson, F.R. 2009, *Antronomy & Geophysics*, 50(5), 20.

PRESENTACIÓN MURAL

Exploración del modelo coronal MHD de Uchida

C. Francile¹, J.I. Castro¹ & M. Flores¹

(1) Observatorio Astronómico “Félix Aguilar” (OFAA-UNSJ)

Abstract. We present an analysis of the MHD model of an isothermal solar corona with radially symmetrical magnetic field and gravity. The solution in the approximation “WKB” was presented by Uchida (1968). The model is explored for different coronal conditions and heights of initial perturbation to study the propagation of coronal waves and reproduce the observed characteristics of phenomena such as Moreton waves. Finally we discuss the obtained results.

Resumen. Presentamos un análisis del modelo MHD de la corona solar isotérmica con campo magnético de simetría radial y gravedad, cuya solución en la aproximación “WKB” fue presentada por Uchida (1968). El mismo es explorado para distintas condiciones coronales y alturas de la perturbación inicial a fin de estudiar la propagación de ondas coronales y reproducir las características observadas de fenómenos tales como las ondas Moreton. Finalmente, discutimos los resultados obtenidos.

1. Introducción

Las ondas Moreton fueron descubiertas por Moreton [Moreton (1960), Moreton & Ramsey (1960)], en observaciones cromosféricas en $H\alpha$. Son visibles como una perturbación tipo arco, con uno o dos frentes semicirculares sucesivos, propagándose ambos con la misma velocidad (casi constante, entre 500 y 2000 km/s) en distancias entre 100 Mm y 500 Mm del origen, con duraciones típicas de 3 a 6 minutos, atribuibles al paso de una onda por la atmósfera solar. Su origen fue asociado a fulguraciones intensas. Algunos trabajos indican que la perturbación se desacelera a medida que avanza (Warmuth et al. 2004a, 2004b). Los frentes semicirculares tienen una extensión angular entre 60 y 120 grados. En algunos casos no son visibles pero se puede inferir su paso por la erupción u oscilación de filamentos. Uchida (1968) explicó el fenómeno como una onda magneto-acústica del modo rápido propagándose en la corona solar, la que se refleja hacia abajo desde una cierta altura coronal y cuyo frente barre la cromosfera. Esta onda es visible en datos en $H\alpha$.

2. El Modelo de Uchida

Uchida (1968) presentó una solución para un modelo MHD de corona solar esférica isotérmica, con un campo magnético global radial en presencia de gravedad, en la apro-

ximación “WKB” (Wentzel-Kramers-Brillouin). Las ecuaciones linealizadas para un plasma de conductividad infinita son:

$$\begin{aligned}\frac{\partial \rho}{\partial t} + \operatorname{div}(\rho_0 \mathbf{v}) &= 0 \\ \rho_0 \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \operatorname{grad} p - \rho \mathbf{g} - \frac{1}{4\pi}(\operatorname{rot} \mathbf{H}_0 \times \mathbf{h} + \operatorname{rot} \mathbf{h} \times \mathbf{H}_0) &= 0 \\ \frac{\partial p}{\partial t} + \rho_0(a_0^2 \operatorname{div} \mathbf{v} + \mathbf{v} \cdot \mathbf{g}) &= 0 \\ \frac{\partial \mathbf{h}}{\partial t} - \operatorname{rot}(\mathbf{v} \times \mathbf{H}_0) &= 0\end{aligned}$$

donde ρ es la densidad, p es la presión, a es la velocidad del sonido, v es la velocidad del fluido, H denota el campo magnético “estacionario” (promedio temporal), h el campo magnético de la perturbación MHD y g es la aceleración de la gravedad. El subíndice “0” denota cantidades en equilibrio.

A partir de estas ecuaciones, Uchida deriva las ecuaciones que describen las velocidades de las perturbaciones en coordenadas esféricas.

$$\begin{aligned}\left(\frac{\partial \phi}{\partial r}\right)^2 &= \frac{1}{2a_0^2 V_A^2} \left[\left\{ (a_0^2 + V_A^2) \omega^2 - \frac{a_0^2 V_A^2 k_\theta^2}{r^2} \right\} \pm D \right] \\ &= \frac{k_\theta^2}{2R_\odot^2} \left[\left\{ (1 + \beta^2) \Omega^2 - \zeta^{-2} \right\} \pm A \right] \\ &\equiv K^2 \mu_\pm^2,\end{aligned}$$

donde: $D = \sqrt{\left\{ (a_0^2 + V_A^2) \omega^2 + \frac{a_0^2 V_A^2 k_\theta^2}{r^2} \right\}^2 - 4a_0^2 V_A^2 \omega^4}$, $R_s \equiv R_\odot / z_{\rho_0}$, $K \equiv k_\theta / R_\odot$,

$A = \sqrt{\{(1 + \beta^2) \Omega^2 + \zeta^{-2}\}^2 - 4\beta^2 \Omega^4}$, $\beta \equiv a_0 / V_A = \beta_0 \zeta^2 \exp\left\{\frac{R_s}{2} \left(\frac{1}{\zeta} - 1\right)\right\}$, $\Omega \equiv \omega R_\odot / a_0 k_\theta$. La velocidad de Alfvén V_A se expresa en función de la velocidad de Alfvén en la base de la corona V_{A0} como $V_A^2 = V_{A0}^2 \zeta^4 \exp\left\{\frac{R_\odot}{z_{\rho_0}} \left(1 - \frac{1}{\zeta}\right)\right\}$.

Entonces, la solución completa en el espacio de las fases se expresa como:

$\Phi = K \int \mu dr + k_\theta \theta - \omega t + cte$, donde μ_- corresponde al modo rápido de propagación de ondas MHD. La propagación sólo es posible para valores de $\mu \geq 0$. Según Uchida (1968), los paquetes de onda sólo se propagan hasta una altura coronal donde μ se anula y son reflejados hacia alturas inferiores.

En la aproximación WKB, la propagación de los paquetes de ondas se lleva a cabo en trayectorias donde $\Phi' - \Phi = cte$ con lo que:

$$\begin{aligned}\Phi' - \Phi &= \left\{ K \int \left(\mu + \frac{\partial \mu}{\partial \omega} \partial \omega + \frac{\partial \mu}{\partial k_\theta} \partial k_\theta \right) dr + (k_\theta + \delta k_\theta) \theta - (\omega + \delta \omega) t \right\} \\ &- \left(K \int \mu dr + k_\theta \theta - \omega t \right) + cte \\ &= \delta \omega \left(K \int \frac{\partial \mu}{\partial \omega} dr - t \right) + \delta k_\theta \left(K \int \frac{\partial \mu}{\partial k_\theta} dr + \theta \right) + cte = C\end{aligned}$$

De donde se derivan las ecuaciones de θ y t al ser $\delta\omega$, δk_θ arbitrarios

$$\theta = -K \int^r \frac{\partial \mu}{\partial k_\theta} dr = \frac{1}{2} \int_1^\zeta \frac{A \mp \{(1 + \beta^2) \Omega^2 + \zeta^{-2}\}}{\zeta^2 A \mu} d\zeta$$

$$t = +K \int^r \frac{\partial \mu}{\partial \omega} dr = \frac{\omega R_\odot}{2a_0} \int_1^\zeta \frac{(1 + \beta^2) A \pm \{(1 - \beta^2)^2 \Omega^2 + (1 + \beta^2) \zeta^{-2}\}}{A \mu} d\zeta$$

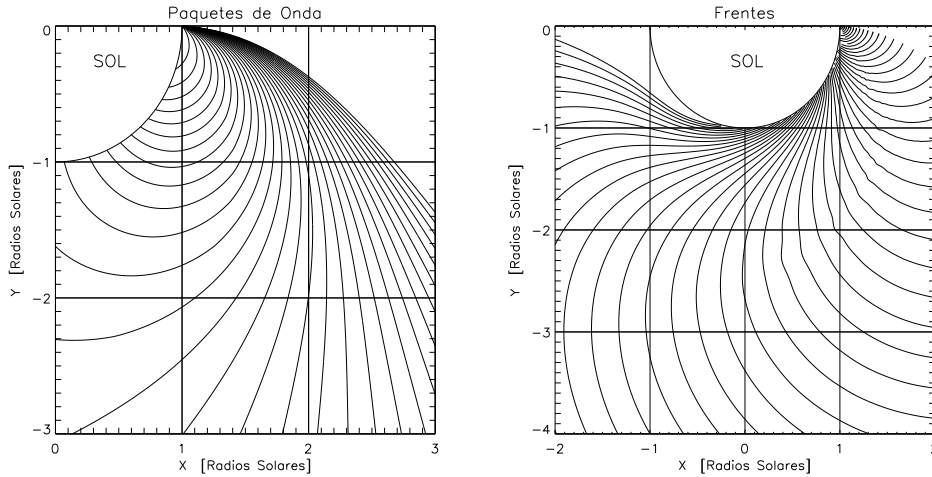


Figura 1. Izquierda: trayectorias de los paquetes de onda obtenidas para distintos Ω . Derecha: frentes de onda obtenidos a partir de estas trayectorias

3. Método de cálculo

Calculamos las trayectorias de los paquetes de onda, $t(\zeta)$, $\theta(\zeta)$ utilizando el método de Romberg con extremos abiertos, obteniendo valores a intervalos de $\zeta = R_\odot \times 10^{-3}$, para ζ creciente hasta que μ se anula, a partir de donde consideramos una reflexión especular. Obtenemos las curvas paramétricas de los frentes de onda en coordenadas polares a partir de las trayectorias de los paquetes de onda previamente calculadas, con una resolución temporal de $t = 5$ seg, interpoladas con la técnica “Spline”. En la Figura 1 se aprecian estas trayectorias y los frentes de onda obtenidos a partir de ellas. Determinamos las distancias recorridas por los frentes de onda desde el origen y como función del tiempo sobre cinco circunferencias ubicados a alturas de 0, 30, 60, 90 y 120 Mm sobre la superficie solar, para distintos valores de β_0 , en un medio coronal con temperatura $T = 1,5 \times 10^6 K$, $H = 2G$, $g_0 = 2,74 \times 10^4 cm/seg^2$ y $\rho = 3,16 \times 10^{-16} gr/cm^3$. En la Figura 2 se muestran las distancias recorridas y las velocidades calculadas para $\beta_0^2 = 0,5 \times 10^{-2}$, donde se aprecia que esas velocidades son cada vez mayores a medida que se llega a alturas coronales más elevadas. Exploramos también el comportamiento de los frentes de onda a nivel cromosférico colocando el origen de la perturbación a alturas L entre 10 y 90 Mm sobre la superficie solar, notando que las velocidades cromosféricas aumentan al aumentar la altura L .

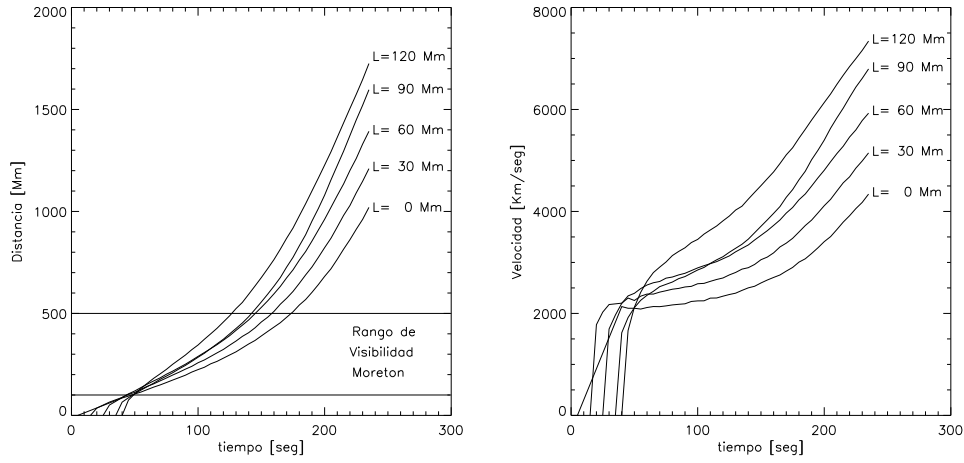


Figura 2. Izquierda: distancias recorridas por los frentes de onda a distintas alturas sobre la superficie solar. Derecha: velocidades de estos frentes para $\beta_0^2 = 0,5 \times 10^{-2}$

4. Conclusiones

Estimamos el valor del parámetro $\beta_0^2 = a_0^2/V_{A0}^2$ en la base de la corona en el rango $2 \times 10^{-2} < \beta_0^2 < 4 \times 10^{-1}$, a partir de considerar valores de velocidades de las ondas Moreton en el rango 500 - 2000 km/seg, con duraciones entre 3 y 6 minutos. En el caso que los frentes Moreton sean ondas de choque (Warmuth et al. 2004b), los valores de β_0^2 serán mayores que los estimados. Los resultados numéricos del modelo de Uchida indican que la velocidad de los frentes de onda aumenta a medida que la onda avanza, lo cual está en desacuerdo con los resultados observacionales que indican que las velocidades de los frentes se mantienen casi constantes o disminuyen. Este resultado podría indicar que los frentes Moreton observados son ondas de choque tipo “blast”, las cuales tienden a desacelerarse a medida que se propagan (Warmuth et al. 2004a). El modelo también indica que la velocidad de los frentes de onda es mayor a mayores alturas. El efecto de suponer el origen de las ondas a una altura L sobre la superficie solar, resulta en una mayor velocidad a nivel cromosférico. Esto podría sugerir que la dispersión en las velocidades observadas de las ondas Moreton se debe a diferencias en la altura del origen de las mismas, además de variaciones en las condiciones del medio en el cual propagan o diferente número de Mach magneto-acústico en el caso de tratarse de ondas de choque.

Referencias

- Moreton, G. E. & Ramsey, H. E., PASP 72, 428, 357, 1960
 Moreton, G. E., AJ 65, 494, 495, 1960
 Uchida, Y., Sol Phys 4, 30, 44, 1968
 Warmuth, A., et al., A&A, 418, 1101, 2004a
 Warmuth, A., et al., A&A, 418, 1117, 2004b

Parte II

Sistema Solar

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio de la interacción entre Titán y la magnetósfera de Saturno

C. S. Villarreal D'Angelo¹ & G. M. Caranti²

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)*

(2) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física (FaMAF)*

Abstract. In this work we present a study of the interaction between Titan and the plasma in Saturn magnetosphere from the data obtained with the magnetometer on board Cassini during one flyby to the saturnian moon in 2009. The analysis of the data was divided in two parts, one corresponding to the entire trajectory and the other corresponding to a few hours around closest approach. Also, an MHD code was utilized to reproduce the observation.

Resumen. En este trabajo se presenta el estudio de la interacción entre Titán y el plasma de la magnetósfera de Saturno, a partir de los datos obtenidos con magnetómetro a bordo de la nave Cassini, durante un pasaje cercano (flyby) al satélite realizado en el año 2009. El análisis de los datos se dividió en dos partes, uno global (toda la trayectoria) y otro local (región de interacción). Se utilizó, además, un código MHD para reproducir la observación.

1. Introducción

Titán ($R_T = 2.575 R_S$) es el único satélite del Sistema Solar que se sabe presenta una atmósfera importante compuesta principalmente por Nitrógeno (Niemann et al. 2005). Orbita a $20 R_S$ ($R_S = 60.268 R_E$) y la mayor parte del tiempo se encuentra inmerso dentro de la magnetósfera de Saturno (Bertucci et al. 2009). Debido a esto, interactúa con el plasma allí presente que, esa distancia, se encuentra subcorrotando a una velocidad relativa al satélite de 120 km/s.

Desde el año 2004 la nave Cassini realiza flybys periódicos alrededor de Titán, proporcionando una gran cantidad de datos acerca del plasma y los campos en sus inmediaciones y facilitando el estudio de su magnetósfera inducida.

En este trabajo mostramos el análisis del flyby T51 (Villarreal D'Angelo 2011) del año 2009, utilizando los datos del magnetómetro (Dougherty et al. 2004) a bordo de la nave. La selección del flyby se basó en la altitud de la nave al máximo acercamiento (MA), la hora local correspondiente al MA y la región explorada. El sistema de coordenadas (TIIS) utilizado tiene al eje +x apuntado en la dirección de corrotación ideal del plasma, el eje +y hacia Saturno y el +z perpendicular al plano orbital de Titán.

Para reproducir la interacción entre Titán y el plasma de la magnetósfera de Saturno, se utilizó el código MHD Mexcal (de Colle 2004). Esta simulación utiliza el mismo sistema de coordenadas empleado para analizar los datos (TIIS).

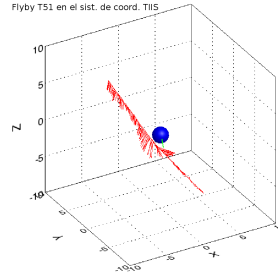


Figura 1. Geometría del flyby T51 en el sistema de coordenadas TIIS. En rojo se muestran los vectores de campo medidos durante la trayectoria. En verde se indica la dirección del Sol al momento de MA.

2. Flyby T51

Durante el flyby T51, que tuvo lugar el día 27/03/2009, Cassini exploró a Titán desde el hemisferio Sur hacia el Norte, con una trayectoria casi perpendicular al plano orbital del satélite. El MA ocurrió a las 10,1 Hora Local de Saturno (HLS) (04:43:36 TU), con una altitud de 988,1 km (ver Figura 1).

Análisis global En la Figura 2 se presentan los gráficos correspondientes a la magnitud de las componentes B_x , B_y y B_z , junto con el valor del módulo de \vec{B} . Concentrándonos en las variaciones de mayor escala, es notable el cambio de signo que presenta la componente B_y , lo cual puede explicarse pensando que la nave cruza la hoja de corriente del disco magnético de Saturno (Arridge et al. 2008) durante su trayectoria, pasando de un lóbulo a otro. La componente B_x , por su parte, también sufre un cambio de signo. Sin embargo, esto podría ser sólo una oscilación alrededor de cero (ver de 18:00 h a 9:00 h TU).

El valor absoluto de la componente B_z presenta una variación idéntica a la observada para el módulo de \vec{B} , lo que deja en evidencia el carácter dominante de la misma. Esta variación puede deberse a la expansión de la hoja de corriente en la dirección radial que separa las líneas de \vec{B} , provocando una disminución de la intensidad. Luego, el módulo de \vec{B} disminuye hacia el ecuador del planeta en lugar de aumentar, como hubiera sido si el campo fuera el de un dipolo aislado.

Análisis local Los gráficos de la Figura 3 muestran el comportamiento de las componentes del campo magnético dentro de la región de interacción. En el gráfico del módulo del campo, B , podemos observar un incremento en su intensidad que comienza cerca de las 4:00 h TU y alcanza un máximo valor de 8 nT a las 4:36 h TU. Posteriormente, esta intensidad disminuye rápidamente hasta llegar a un valor de ~ 4 nT a las 4:42 h TU. Algunos minutos después, vuelve a aumentar mostrando otro pico a las 4:52 h TU, para luego disminuir hacia el valor inicial. Podemos pensar que, de acuerdo con la geometría de la trayectoria, la nave atraviesa la barrera magnética de Titán a latitudes (del satélite) cercanas al polo sur, por lo que el primer aumento de la intensidad del campo se debe al apilamiento de líneas de campo en el sector del plasma incidente (en nuestro sistema de coordenadas, el plasma corrotta idealmente en la dirección $+x$). En este caso, la de mayor intensidad es la componente B_x , lo que indica que las líneas de campo

están estiradas¹ en la dirección $+x$. La posterior disminución puede explicarse si, luego

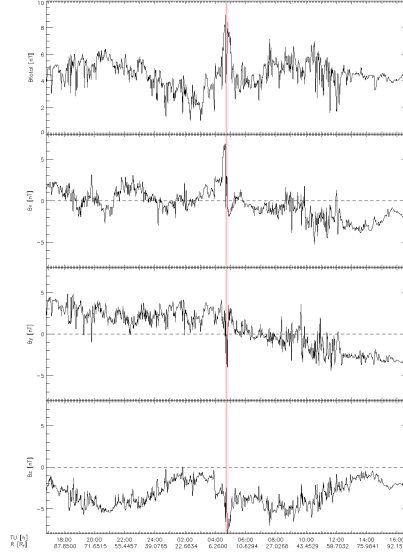


Figura 2. En el siguiente orden se muestran las variaciones del módulo de \vec{B} , B_x , B_y y B_z en función del TU y de la altitud de la nave respecto a Titán en unidades de R_T , para toda la trayectoria. La línea roja indica el momento del MA.

de la región de apilamiento, Cassini se introduce en la ionopausa magnética, dentro de la cual \vec{B} es menor. Por último, el segundo aumento del módulo de \vec{B} es producto de un nuevo cruce con la barrera magnética cuando Cassini sale de la magnetósfera inducida de Titán; aquí el campo tiene mayor componente en la dirección $-z$ por ser esta la componente dominante y porque cerca del plano ecuatorial las líneas de campo no están tan deformadas. **Simulación** Las Figuras 3 y 4 muestran el resultado de la simulación para la trayectoria del flyby T51. En el modelo, un plasma homogéneo se mueve a 120 km/s en la dirección $+x$. El campo magnético ambiente apunta en la dirección $-z$ con una magnitud de 5 nT. Titán se ubica en el centro de la simulación representado por una esfera conductora (en cuya frontera se aplica la condición $\nabla \cdot \vec{B} = 0$) de radio de 3296 km, contemplando la altitud de la ionósfera. Debido a esto, los resultados reflejan las variaciones de menor escala presente en las observaciones y la componente que mejor se reproduce es la B_z , siendo B_y la que menos aproxima. El modelo reproduce un pico más angosto que el observado en el módulo de \vec{B} a las 4:52 h TU, ya que no se tiene en cuenta la presencia de la atmósfera neutra de Titán, que ayuda a ubicar la barrera magnética a mayores altitudes. Luego, durante la trayectoria reproducida con la simulación, la nave pasa muy cerca de la barrera magnética pero no la atraviesa.

3. Conclusión

Las rotaciones observadas en las componentes del campo B_x y B_y (análisis global) son evidencia de que Titán se encuentra inmerso en la hoja de corriente al momento

¹Con respecto a la configuración de líneas en un campo dipolar normal.

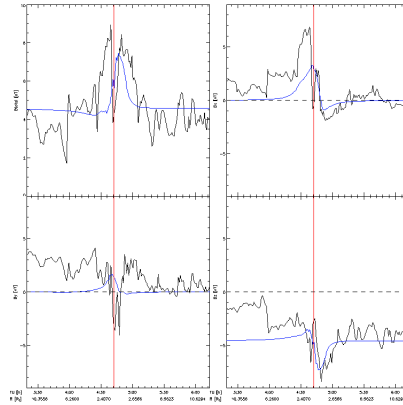


Figura 3. (A la izquierda) Módulo de \vec{B} (arriba), B_y (abajo), (a la derecha) B_x (arriba) y B_z (abajo) en función del TU y de la altitud de la nave respecto a Titán en unidades de R_T , en la región de interacción. La línea roja indica el momento del MA. La línea azul representa los valores obtenidos en la simulación.

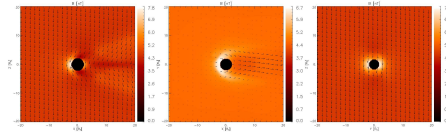


Figura 4. Mapas de contorno del módulo de \vec{B} y vectores obtenidos de la simulación, correspondientes a los cortes en los planos xz (izquierda), yz (centro) y xy (derecha) al momento de MA.

del flyby. Debido a que este es un pasaje cercano al mediodía de Saturno, esta hoja aparenta ser gruesa (la transición de B_y es muy suave) y posiblemente las fluctuaciones de pequeña escala observadas ocurran debido a la turbulencia en su interior. El análisis de la región de interacción permite destacar los rasgos más generales de la magnetósfera inducida de Titán, los cuales son reproducidos razonablemente en la simulación, a pesar de que la misma es un modelo simplificado de la interacción. A futuro, se espera mejorar el código numérico para obtener una mejor reproducción de las observaciones.

Referencias

- Arridge, C. S. et al. 2008. *J. Geophys. Res.*, 113, A04214, doi:10.1029/2007JA012540.
 Bertucci, C. et al. 2009. *Planet. Space Sci.* Volumen 57, p1813-1820.
 de Colle, F. PhD Thesis, UNAM, 2005.
 Dougherty, M. K. et al. 2004, *Space Sci. Rev.*, Volumen 114, p331-383.
 Niemann, H. B. et al. 2005. *Nat*, Volume 438, p779-784.
 Villarreal D'Angelo, C. 2011. Tesis de Licenciatura, FaMAF-UNC, 2011.

PRESENTACIÓN ORAL

Avances en la formación de los planetas gigantes del sistema solar

O. M. Guilera^{1,2}, A. Fortier³, A. Brunini^{1,2} & O. G. Benvenuto^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Argentina*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, CCT-La Plata, Argentina*

(3) *Instituto de Física, Universidad de Berna, Suiza*

Abstract. In the framework of the “Nice model”, we compute the formation of the solar system giant planets by concurrent accretion of solids and gas, and study the dependence of this process on the surface profile of the protoplanetary disk and the size distribution of the accreted planetesimals. We focus on the conditions that lead to the *simultaneous formation* of two massive cores, corresponding to Jupiter and Saturn, which should be able to reach the cross-over mass (where the mass of the envelope equals the mass of the core, and gaseous runaway starts), while two other cores should be able to grow up to Uranus and Neptune’s current masses. We find that the simultaneous formation of the giant planets is favored by flat surface density profiles and by the accretion of relatively small planetesimals.

Resumen. En el marco del “modelo de Niza”, calculamos la formación de los planetas gigantes del sistema solar por acreción simultánea de sólidos y gas, y estudiamos la dependencia de este proceso en función de los perfiles de densidad superficial (de sólido y gas) del disco protoplanetario y en función de la distribución de tamaño de los planetesimales. Nos centramos en las condiciones que conducen a la *formación simultánea* de dos núcleos masivos, que corresponden a Júpiter y Saturno, los cuales deben ser capaces de alcanzar la masa crítica (cuando la masa de la envoltura se iguala a la masa del núcleo, y comienza el crecimiento exponencial de la envoltura gaseosa), mientras que otros dos núcleos deben ser capaces de crecer hasta las masas actuales de Urano y Neptuno. Encontramos que la formación simultánea de los planetas gigantes se ve favorecida por perfiles suaves de densidad superficial y por la acreción de planetesimales relativamente pequeños.

1. Introducción

La configuración inicial del modelo de Niza (Tsiganis et al. 2005) representa la configuración orbital del sistema solar exterior al momento de la disipación del gas de la nebulosa solar primitiva. Este modelo propone una configuración inicial compacta para las órbitas de los planetas gigantes (entre ~ 5 UA y ~ 15 UA).

En nuestro trabajo previo (Guilera et al. 2010), hemos desarrollado un código numérico para calcular la formación simultánea de planetas gigantes inmersos en un disco protoplanetario que evoluciona con el tiempo. Adoptamos un disco clásico con una ley de potencia para las densidades superficiales de sólidos y gas. Para el disco de planetesimales, consideramos una distribución de tamaño, en donde los radios de los mismos toman valores entre r_p^{min} (parámetro libre) y 100 km, con pasos seleccionados de tal manera de que el cociente de las masas entre los sucesivos tamaños es un factor dos. Además, consideramos una distribución de masa de la forma $dn/dm \propto m^{-5/2}$ (la mayor parte de la masa de sólidos está contenida en los planetesimales más pequeños). También tenemos en cuenta la migración de los planetesimales debido a la fricción del gas nebular. De esta manera, la evolución del disco de planetesimales está dada tanto por la migración de los mismos como por la acreción de planetesimales por los protoplanetas en formación. Asumimos que la componente gaseosa del disco se disipa exponencialmente con un tiempo característico de 6 millones de años. Para el crecimiento de los núcleos, hemos adoptado el régimen de crecimiento oligárquico, calculando las velocidades relativas de los planetesimales fuera del equilibrio (ver por ejemplo, Chambers 2006).

Finalmente, las ecuaciones que gobiernan la evolución de la envoltura gaseosa se resuelven autoconsistentemente acopladas a la ecuación que define la tasa de acreción de planetesimales, empleando un método de diferencias finitas (de tipo Henyey) y la física constitutiva detallada se describe en (Fortier et al. 2007; 2009; Guilera et al. 2010). Hemos utilizado este código para calcular por primera vez la formación *in situ*, pero en forma simultánea, de los planetas gigantes del sistema solar (Guilera et al. 2011).

2. Resultados

Asumimos que los perfiles de densidad superficial de sólidos y gas siguen una ley de potencia de la forma

$$\begin{aligned}\Sigma_s &= \eta_{hielo} \Sigma_0 \left(\frac{a}{5.5 \text{ UA}} \right)^{-p} \text{ g cm}^{-2} \\ \Sigma_g &= \frac{\Sigma_0}{z_0} \left(\frac{a}{5.5 \text{ AU}} \right)^{-p} \text{ g cm}^{-2},\end{aligned}\quad (1)$$

en donde la densidad inicial de sólidos en la posición de Júpiter (5.5 UA) se impone en $\Sigma_0 = 11 \text{ g cm}^{-2}$, η_{hielo} tiene en cuenta la condensación de elementos volátiles más allá de la línea de hielo (1 si $a > 2.7 \text{ UA}$, 1/4 si $a < 2.7 \text{ UA}$), y $z_0 = 0,0153$ (Lodders et al. 2009) es la abundancia inicial de elementos pesados en el Sol (adoptamos para el cociente gas/sólido el valor de z_0^{-1}).

Procedimos de la siguiente manera: en primer lugar calculamos la formación aislada de cada planeta (por formación aislada nos referimos a la formación de un solo planeta inmerso en el disco). Para cada situación realizamos varias simulaciones cambiando solamente el tamaño del radio mínimo (r_p^{min}) en la distribución de tamaño. El objetivo de este procedimiento fue buscar un intervalo común en los radios de los planetesimales para que la formación aislada de todos los planetas se produzca en menos de 10 millones de años. Después, y con estos resultados como una guía, buscamos un valor óptimo de r_p^{min} para poder calcular la formación simultánea de los cuatro planetas gigantes del sistema solar en una escala de tiempo compatible con la vida media

estimada para los discos protoplanetarios. Este procedimiento se repitió para diferentes valores del índice de potencia p que describe los perfiles de densidad del disco. Para perfiles abruptos ($p \sim 2$), no se encontraron distribuciones de tamaño común para los radios de los planetesimales que permita la formación de los cuatro planetas al mismo tiempo en menos de 10 millones de años (Fig. 1). Sin embargo, para perfiles suaves ($p \sim 1$) la formación aislada de los cuatro planetas es posible en menos de 10 millones de años para un intervalo común en los radios de los planetesimales, donde r_p^{min} podría oscilar entre 10 m y 200 m (Fig. 1). Por lo tanto, para estos casos, se calculó la formación simultánea de los planetas gigantes para una distribución de tamaño entre r_p^{min} y 100 km, donde tomamos para r_p^{min} varios valores discretos de entre 100 m y 200 m.

Los resultados se resumen en la Tabla 1. Para estos casos, nuestros resultados para Júpiter y Saturno, tanto para las masas críticas como para los tiempos a los cuales se alcanzan las mismas están en buen acuerdo con la vida media de los discos protoplanetarios (Haisch et al. 2001) y las estimaciones teóricas de para sus núcleos (Guillot 2005; Militzer et al. 2008). Las masas críticas de Urano y Neptuno resultan más grandes que sus masas actuales, sin embargo, sus núcleos, al momento de alcanzar sus masas actuales, están en acuerdo con las estimaciones teóricas de su estructura interior actual (Podolak et al. 2000). Remarcamos el hecho de que la escala de tiempo de formación de los gigantes gaseosos fue más corta que las correspondientes a Urano y Neptuno. Además, para $r_p^{min} = 100$ m la escala de tiempo de formación de los cuatro planetas fue similar.

r_p^{min} [m]	Júpiter		Saturno		Neptuno		Urano	
	M_c [M_\oplus]	t_c [10^6 años]	M_c [M_\oplus]	t_c [10^6 años]	M_c [M_\oplus]	t_c [10^6 años]	M_c [M_\oplus]	t_c [10^6 años]
100	32.03	2.14	28.53	1.98	26.97 (15.61)	2.81 (2.27)	24.25 (13.50)	4.18 (3.13)
150	28.87	2.73	23.85	2.80	22.01 (15.23)	4.97 (4.11)	19.08 (12.90)	7.15 (5.90)
200	26.54	2.96	19.17	3.82	18.83 (14.65)	7.68 (6.43)	16.15 (12.40)	11.26 (9.55)

Tabla 1. Masa crítica y tiempo al cual se alcanza la misma en función del radio mínimo de la distribución de tamaño de los planetesimales para la formación simultánea de los planetas gigantes del sistema solar considerando un disco con densidades superficiales de sólidos y gas $\propto a^{-1}$. Las cantidades entre paréntesis para Urano y Neptuno corresponden a la masa del núcleo y al tiempo al cual se alcanza la masa actual de dichos planetas.

Referencias

- Chambers J., 2006, *Icarus*, 180, 496
Fortier, A., Benvenuto, O. G., & Brunini, A. 2007, *A&A*, 473, 311
Fortier, A., Benvenuto, O. G., & Brunini, A. 2009, *A&A*, 500, 1249
Guilera, O. M., Brunini, A., & Benvenuto, O. G. 2010, *A&A*, 521, A50
Guilera, O. M., Fortier, A., Brunini, A., & Benvenuto, O. G. 2011, *A&A*, 532, A142
Guillot, T. 2005, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 33, 493
Haisch, K. E., Jr., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJL*, 553, L153
Militzer, B., Hubbard, W. B., Vorberger, J., Tamblin, I., & Bonev, S. A. 2008, *ApJL*, 688, L45
Lodders, K., Palme, H. & Gail, H. P.: 4.4 Abundances of the elements in the Solar System. Trümper, J.E. (ed.). SpringerMaterials - The Landolt-Börnstein Database. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2009. DOI: 10.1007/978-3-540-88055-4_34

Podolak, M., Podolak, J. I., & Marley, M. S. 2000, Planet. Space Sci., 48, 143

Tsiganis, K., Gomes, R., Morbidelli, A., & Levison, H. F. 2005, Nature, 435, 459

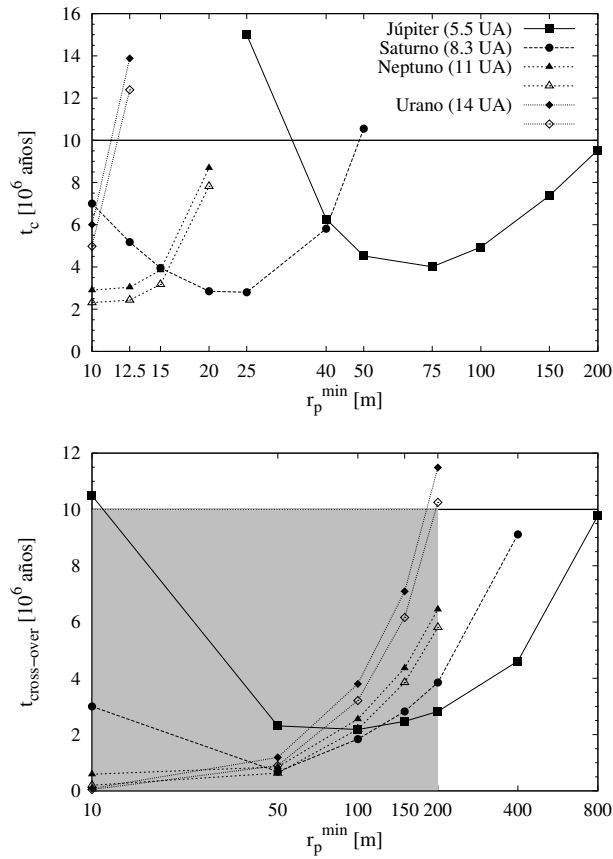


Figura 1. Tiempo al cual se alcanza la masa crítica como función del radio mínimo de la distribución de tamaño de los planetesimales para la formación aislada de cada planeta. **Arriba:** un disco con densidades superficiales $\Sigma \propto a^{-2}$. **Abajo:** un disco con densidades superficiales $\Sigma \propto a^{-1}$. Los triángulos en blanco (rombos en blanco) corresponden al tiempo al cual Neptuno (Urano) alcanza su masa actual (~ 17 y ~ 14.5 masas terrestres, respectivamente). En gris se muestra el intervalo en común que se utilizó para calcular la formación simultánea de los 4 planetas.

Parte III

Sistemas Extrasolares

TRABAJO INVITADO

Habitable extrasolar planets: from theory to observations

N. Haghighipour

Institute for Astronomy & NASA Astrobiology Institute, University of Hawaii-Manoa

Abstract. The discovery of planets around other stars is undoubtedly one of the most significant achievements of modern astronomy. The detection of more than 700 extrasolar planets combined with more than 2300 planetary candidates identified by the Kepler space telescope has proven the fact that our solar system is not unique and many planets, in particular those similar to our Earth, may exist elsewhere in the universe. Although the detection of an Earth-sized planet in the habitable zone of a Sun-like star is still a challenging task, astronomers have been able to identify slightly larger objects known as super-Earths in the habitable zones of M stars. These objects, with their capability in retaining a moderate atmosphere, a possible dynamics interior, and a magnetic field, present promising venues for searching for habitable planets. This paper presents a short review of the current state of research on the formation of Earth-sized planets and super-Earths, and their detection around low-mass stars.

Resumen. Indudablemente, el descubrimiento de planetas alrededor de otras estrellas es uno de los logros más significativos de la astronomía moderna. El telescopio espacial Kepler ha permitido detectar más de 700 planetas extrasolares, junto con más de 2300 candidatos a planetas. Esto es prueba de que nuestro sistema solar no es único y de que muchos planetas, en particular aquellos similares a nuestra Tierra, pueden existir en otras partes del universo. Aunque la detección de un planeta del tamaño terrestre en la zona habitable de una estrella de tipo solar sigue siendo una tarea difícil, los astrónomos han sido capaces de identificar objetos un poco más grandes, conocidos como “súper-Tierras”, en la región habitable de estrellas de tipo M. Estos objetos, con capacidad de retener una atmósfera, un posible interior dinámico y un campo magnético, presentan lugares prometedores donde buscar planetas habitables. Este trabajo presenta una breve reseña del estado actual de la investigación sobre la formación de planetas del tamaño de la Tierra y super-Tierras, y su detección en torno a estrellas de baja masa.

1. Introduction

The discovery of planets orbiting other stars in the past two decades has confirmed the longstanding idea that the Sun and our solar system are not unique and there are many other planetary systems around other stars. The tireless efforts of astronomers to detect such *extrasolar* planets fruited when the first exoplanets were discovered in 1992

around the pulsar PSR B 1257+12 by Wolszczan & Frail followed by the discovery of the first extrasolar Jovian-type planet around the Sun-like star 51-Pegasi in 1995 by Mayor & Queloz.

Thanks to advances in observation and detection technologies, there are now more than 700 confirmed extrasolar planets and more than 2300 planetary candidates. Almost all these objects depict physical and dynamical characteristics that are unlike those of the planets in our solar system and as such unexplainable by the current theories of planet formation and dynamics. While in the solar system, gas-giants such as Jupiter and Saturn are in large orbits and smaller objects such as Earth and Venus are closer in, many extrasolar planetary systems are host to Jupiter-like or larger bodies in orbits smaller than the orbit of Mercury to the Sun. Also, unlike in our solar system where planetary orbits are almost circular, the orbits of many extrasolar planets are considerably elliptical. These unexpected dynamical characteristics of exoplanets have had profound effects on our views of the formation and dynamical evolution of planetary systems and their habitability. The theories of planet formation, which have been primarily developed to explain the formation of the planets of our solar system, are now constantly revisited and their applicability to exoplanetary bodies are continuously challenged. This paper presents an overview of some of these challenges in particular in regard to the formation and detection of extrasolar habitable planets and the state of the current research on addressing them.

2. Dynamical characteristics of extrasolar planets

A survey of the currently known extrasolar planets points to two distinct differences between the orbits of many of these objects and the planets of our solar system. As shown by figure 1, many extrasolar planets with masses similar or a few times larger than that of Jupiter are in close-in orbits with periods much smaller than the period of Mercury around the Sun. This is a characteristics that is unlike the orbital architecture of the planets of our solar system. In our planetary system, as expected from planet formation process, small, terrestrial-class objects are in closer orbits whereas large, giant planets are farther out. Also, as shown by figure 1, many of the extrasolar planets have orbital eccentricities much larger than zero indicating that unlike the orbits of the planets of our solar system, which are almost circular, the orbits of these objects are highly elliptical.

The close-in orbits of extrasolar giant planets and their ellipticity are outstanding issues that are in contrast with the models of planet formation. As explained in the next section, planet formation processes result naturally in planetary bodies that are in almost co-planar and circular orbits. Also, the theories of the formation of giant planets require these objects to form at large distances where more material is available for the planet to accrete. These all suggest that the high eccentricities of the orbits of some of the extrasolar planets and their close proximity to their parent stars must be the result of a post-formation process. In order to better understand the origin of these processes, it proves useful to review the theories of planet formation and their natural consequences on the orbital and dynamical characteristics of planetary bodies. In the next section, we present a brief review of planet formation theories from the initial state of dust coagulation to the final stage when gas-giants and terrestrial planets are formed.

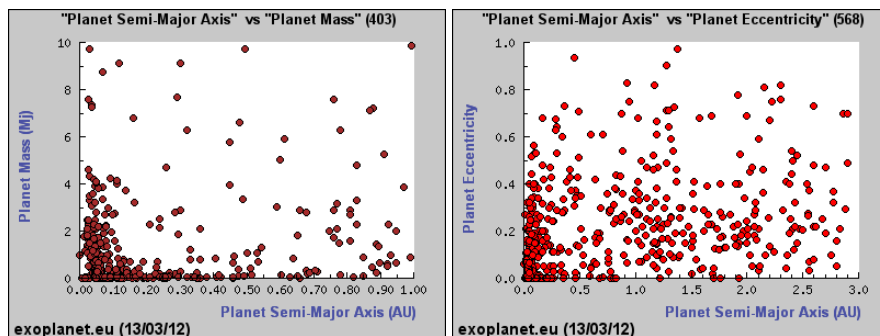


Figure 1. Graphs of the mass and orbital eccentricities of extrasolar planets (exoplanet.eu).

3. Formation of planets

Planet formation is one of the most outstanding problems in astronomy. Despite centuries of theoretical efforts in explaining the formation of the planets of our solar system, this problem is still unresolved and the formation of planets is still an open question. Although it is widely accepted that planet formation begins by the coagulation of dust particles to larger objects in a circumstellar disk of gas and dust known as nebula, the details of this process are unknown and the formation of giant and terrestrial planets is not fully understood.

In this section, we present a review of the processes that result in the formation of planets. We begin by explaining different models of the formation of giant and terrestrial planets in our solar system, and discuss their applicability to the formation of extrasolar planets.

3.1. The four stages of planet formation

Planets are formed in a circumstellar disk of gas and dust by the coagulation of micron-sized dust grains to larger objects. At the beginning of this process, dust grains are strongly coupled to the gas and their dynamics is driven by non-gravitational forces such as radiation pressure, and also by gas drag. Because dust particles follow the motion of the gas, their relative velocities are small. As a result, they slowly approach one another and gently collide. Laboratory experiments and computational simulations have shown that such gentle collisions result in the fractal growth of dust grains to larger aggregates (Figures 2, Smoluchowski 1916, DominiK & Tielens 1997, Blum et al 1998, Wurm & Blum 1998, Blum & Wurm 2000, Blum et al 2000, Krause & Blum 2004, Blum 2006, Wada et al 2007) This process continues until the fractal bodies bend on their own and form small, mm- and possibly cm-sized objects.

In the second stage, the cm-sized pebbles grow to km-sized bodies known as planetesimals. The process of planetesimal formation is one of the biggest mysteries of planetary science. This is primarily due to the fact that unlike the first stage where collisions among dust particle facilitate their growth to larger sizes, collisions of cm- or dm-sized bodies with one another do not seem to result in their sticking and growth to larger objects (Blum & Wurm 2008, Wurm et al 2010). As dust grains grow, their coupling to the gas weakens (i.e., they move faster in the gas) (Weidenschilling 1977) and they show more of their independent dynamics. When two objects reach several

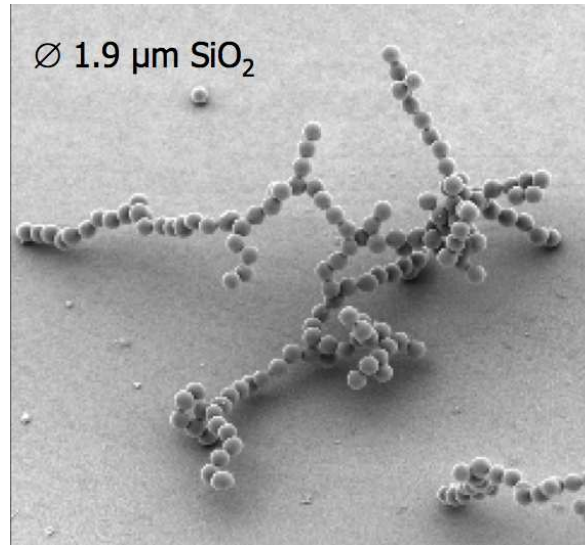


Figure 2. Coagulation of dust particle to fractal aggregates (Blum et al 1998).

centimeters or decimeters in size, their relative velocities become so large that their collisions may result in breakage and fragmentation (e.g., Wurm et al 2010). Known as the *centimeter-sized barrier*, such disruptive collisions prevent the growth of small bodies to larger sizes.

The difficulties do not end here. In the event that some centimeter-sized bodies manage to grow, the subsequent increase in their velocities causes many of them, in particular those with sizes of 1 to several meters, to either collide and shatter each other, or rapidly spiral towards the central star. Known as the *meter-sized barrier*, these effects continue until the nebula is deprived of enough materials to form planets.

The puzzling fact is that despite these difficulties, planets do exist and the above-mentioned issues were somehow overcome. Many theoretical models have been developed to solve this puzzle (Johansen et al 2007, Cuzzi et al 2008, Weidenschilling 2010). However, they all have limitations and none has been able to present a complete and comprehensive scenario for the formation of km-sized planetesimals. The current leading theory, known as the *streaming instability* is based on the fact that a planet-forming nebula is a dynamic environment whose properties and structure vary with time. These variations, in particular in a gaseous disc, may manifest themselves as different structures in the nebula. For instance, regions may appear where the pressure of the gas is locally enhanced. The appearance of such structures will immediately affect the motions of particles in their surroundings. As oppose to a nebula with a monotonic pressure gradient where gas-drag and pressure gradients cause inward migration of solids, in the vicinity of pressure-enhanced regions, the velocity differences between solid objects and gas molecules cause solid particles to undergo inward and outward migrations, and accumulate around the location of pressure maxima (Figure 3, see also Haghhighipour & Boss 2003 a&b, Haghhighipour 2005).

In a gaseous disc, the turbulent eddies created by magnetorotational instability are examples of such high-pressure regions. As shown by Johansen, Klahr, & Henning (2006), and Johansen et al. (2007, 2008), the formation of these turbulent eddies

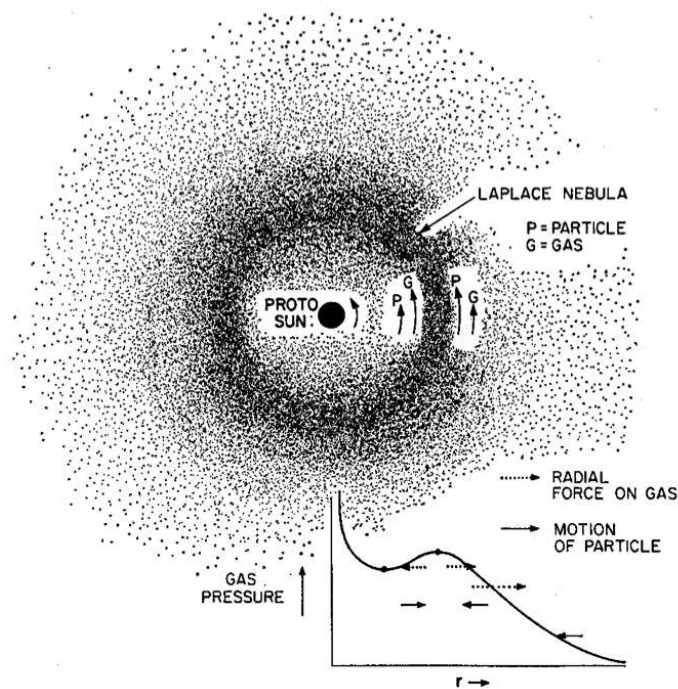


Figure 3. Accumulation of solid objects around pressure-enhanced regions.

causes small cm- and dm-sized objects to accumulate in their vicinities, and increases the local density of solid material. As the accumulation of solid objects continues, their local spatial density increases until their region become gravitationally unstable and the accumulated bodies fragment into several 100-1000 km-sized planetesimals. This mechanism known as streaming instability is currently the leading scenario for planetesimal formation. Other mechanisms including trapping of dust particles in vortices (Barge & Sommeria 1995, Klahr & Henning 1997, Lyra et al. 2009a) and trapping of particles in pressure-enhanced regions created by the evaporation front of water in the protoplanetary disk (Kretke & Lin 2007, Brauer et al. 2008a&b, Lyra et al. 2009b) have also been shown to be effective and contribute. We refer the reader to articles by Blum & Wurm (2008) and Chiang & Youdin (2010) for reviews of the current state of research in this area.

At the third stage of planet formation, the situation is different. Here, the interactions among planetesimals are primarily gravitational. Since the protoplanetary disk at this stage is populated by km-sized and larger objects, collisions among these bodies are frequent. In general, frequent collisions in a crowded environment result in low eccentricities and low inclinations which facilitate the merging and accretion of the colliding bodies. As a planetesimal grows, the influence zone of its gravitational field expands and it attracts more material from its surroundings. In other words, more material will be available for the planetesimal to accrete, and as a result the rate of its growth is enhanced. Known as *runaway growth*, this process results in the growth of km-sized planetesimals to larger bodies in a short time (Safronov 1969, Greenberg et al

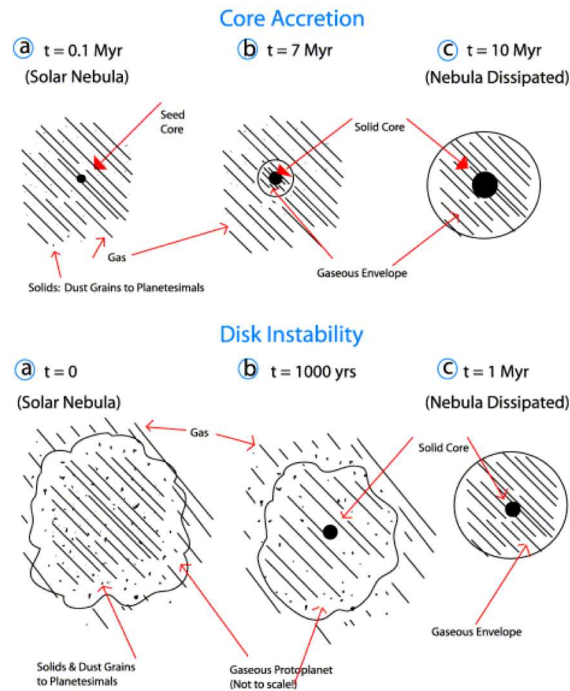


Figure 4. Core accretion and disk instability models of giant planet formation (Boss 2002).

1978, Wetherill & Stewart 1989, 1993, Kokubo & Ida 1996, 2000, Ida & Makino 1993, Weidenschilling et al 1997).

At large distances from the central star (e.g. > 5 AU from the Sun) where the rotational velocities are small, the collisional growth of planetesimals is more efficient. At such distances, planetesimals approach each other with small relative velocities and their impacts are likely to result in accretion. Also, because far from the star, the temperature is low, the bulk material of such planetesimals is primarily ice which increases the efficiency of their sticking at the time of their collision. As a result, in a short time, planetesimals grow to large objects with masses equal to a few masses of Earth. As this process occurs while the nebular gas is still around, growing planetesimals gradually attract gas from their surroundings forming a large body with a thick gaseous envelope and a mass equal to a few hundred Earth-masses. At this state, a gas-giant planet is formed. This mechanism that is known as the *core-accretion* model is widely accepted as the model of the formation of gas-giant planets in our solar system (Figure 4) (Pollack et al 1996, Hubickyj et al 2005, Lissauer et al 2009, Movshovitz et al 2010).

At distances close to the central star, the accretion of planetesimals follows a slightly different path. Similar to the process of the formation of the cores of gas-giant planets, the collisions of planetesimals at this stage may result in their growth to larger bodies. However, the efficiency of planetesimal accretion will not be as high and as a result, instead of forming objects as big as the cores of giant planets, accretion of planetesimals in this region results in the formation of several hundred moon-sized bodies known as *planetary embryos*. Computational simulations (Bromley & Kenyon 2006) and analytical analysis (Goldreich et al 2004) have shown that when the masses

of these embryos reach the lunar-mass, planetesimals can no longer damp their orbits through dynamical friction, and the runaway growth ends. The gravitational perturbation of the resulted planetary embryos affect the dynamics of smaller planetesimals and cause them to collide with one another and/or be scattered to large distances where they may leave the gravitational field of the system. This growth and clearing process continues until terrestrial planets are formed and the smaller remaining bodies (asteroids) are in stable orbits (Kokubo & Ida 1995, 1998, 2007, Morbidelli et al 2000, Chambers & Wetherill 2001, O'Brien et al 2006, Raymond et al 2006, Kokubo et al 2006).

The above-mentioned processes, although seemingly straightforward, are extremely complex. The immensity of the nebula, the enormous number of interacting objects, and the complicated physics that is involved in their interactions make it impossible for any simulation of planet formation to include all necessary components and to be fully comprehensive. These simulations are also constantly challenged by observations that reveal more characteristics of planet-forming environments. For instance, during the formation of giant planets, the core-accretion model requires the nebular gas to be available as the core of Jupiter grows and accrete gas from its surrounding. The computational simulations presented in the original paper by Pollack et al (1996) suggest that this time is approximately 10 Myr. In other words, in order for gas-giant planets to form by the core-accretion model, the lifetime of the nebular gas has to be comparable with this time. However, the observational estimates of the lifetimes of disks around young stars suggest a lifetime of 0.1-10 Myr, with 3 Myr being the age for which half of stars show evidence of disks (Strom et al 1993, Haisch et al 2001, Chen & Kamp 2004, Maerker et al 2006). Any model of gas-giant planet formation has to be able to form these objects in less than ~ 3 Myr.

Several efforts have been made to overcome this difficulty. As shown by Hubickyj et al (2005) and Lissauer et al (2009), increasing the surface density of the nebula to higher than that suggested by Pollack et al (1996) significantly reduces the time of the giant planet formation. Furthermore, an improved treatment of the grain physics as given by Podolak (2003), Movshovitz & Podolak (2008), and Movshovitz et al (2010) indicates that the value of the grain opacity in the envelope of the growing Jupiter in the original core-accretion model (Pollack et al 1996) is too high, and a lower value has to be adopted. This lower opacity has led to a revised version of the core-accretion model in which the time of giant planet formation is considerably smaller (Hubickyj et al 2005, Movshovitz et al 2010). Most recently, Bromley & Kenyon (2011) have developed a new hybrid N-body-coagulation code which has enabled this authors to form Saturn- and Jupiter-sized planets in approximately 1 Myr.

An alternative mechanism, known as the *disk instability* model, addresses this issue by proposing rapid formation of giant planets in a gravitationally unstable nebula (Boss 2000a&b, 2003, Mayer et al 2002, 2004, 2007, Durisen et al 2007, Boley 2009, Boley et al 2010, Cai et al 2010). In this model, local gravitational instabilities in the solar nebula may result in the fragmentation of the disk to massive clumps which subsequently contract and form gas-giant planets in a short time (Figure 4). Calculations by Boss (2000a) and Mayer et al (2002-4) show that an unstable disk can break up into giant gaseous protoplanets in approximately 1000 years. Although this mechanism presents a fast track to the formation of a gas-giant planet, it suffers from the lack of an efficient cooling process necessary to take energy away from a planet-forming clump in a sufficiently short time before it disperses.

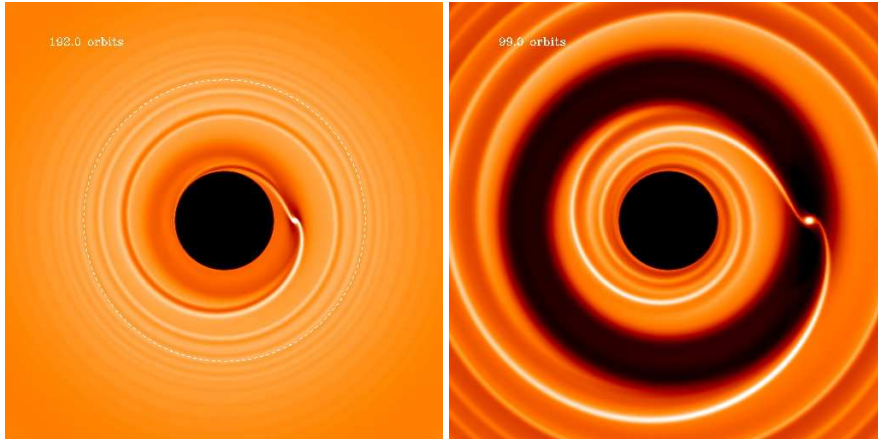


Figure 5. Type I (left) and Type II (right) planetary migration (Courtesy of F Masset).

3.2. Effect of planet migration

A common feature among the formation scenarios mentioned above is the implicit assumption that planets are formed in-place. Although the post-formation migration has been presented as a mechanism for explaining the close-in orbits of objects such as super-Earths (objects with masses ranging from 2 to 10 times that of Earth), these scenarios do not include the effect of the possible migration of still-forming planets (for instance, at the stage when cores of giant planets are forming) on the collisional growth of protoplanetary bodies. They also do not consider the possibility of the migration of planetary embryos during the accretion of these objects. However, studies of the interactions of disks and planets have made it certain that planet migration occurs and has profound effects on the formation of planetary systems and the final assembly of their planets and smaller constituents.

Planetary migration has been used extensively to explain the existence of close-in Jupiter-like planets. In fact, it was the detection of the first hot Jupiter around the star 51 Pegasi (Mayor & Queloz 1995) that prompted scientists to revisit theories of planet migration in our solar system, and apply them to extrasolar planets. At present, planet migration is well-developed and widely accepted as part of a comprehensive formation mechanism.

Depending on the physical and dynamical characteristics of planets and their circumstellar disks, migration occurs in different forms. The two major types of planetary migration are Type I and Type II migrations. The migration is classified as type I when the planet is small and does not accrete nebular material (i.e. it does not create a gap in the nebula while migrating). When the planet is large and accretes material during its migration, a gap will appear and the migration is classified as type II (Figure 5). Numerous articles have been published on this subject which unfortunately makes it impossible to cite them all here. We refer the reader to papers by Nelson et al (2001), Masset & Snellgrove (2001), Papaloizou & Terquem (2006) and articles by Chambers (2009) and Armitage (2010) for a review on this topic and the effects of planet migration on the formation and dynamical evolution of planetary systems.

The contribution of giant planet migration to the formation of terrestrial planets may appear in different ways. A fully formed migrating giant planet affects the dy-

namics of interior protoplanetary bodies by either increasing their orbital eccentricities and scattering them to larger distances, or causing them to migrate to closer orbits. The migrated protoplanets may be *shepherded* by the giant planet into small close-in regions where they are captured in mean-motion resonances. As shown by Zhou et al (2005), Fogg & Nelson (2005-9), and Raymond et al (2008), around Sun-like stars, the shepherded protoplanet may also collide and grow to terrestrial-class and super-Earth objects. Also, as shown by Mandell & Sigurdsson (2003), Raymond et al (2006), and Mandell et al (2007), in more massive protoplanetary disks around such stars, the out-scattered protoplanets may also collide and grow to planetary-sized bodies.

4. Habitability

It is important to note that the notion of habitability is defined based on the life as we know it. Since Earth is the only habitable planet known to humankind, the orbital and physical characteristics of Earth are used to define a habitable planet. In other words, habitability is the characteristic of an environment which has similar properties as those of Earth, and the capability of developing and sustaining Earthly life.

The statement above implies that the fact that the only habitable planet we know is Earth has strongly biased our understanding of the conditions required for life. From the astronomers' point of view, and owing to the essential role that water plays on life on Earth, the definition of a habitable planet is tied to the presence of liquid water. However as simple this definition might be, it has strong connections to a variety of complex interdependent processes that need to be unraveled and understood to make predictions on which planets could be habitable. The basic principle is that the surface temperature and pressure of a planet should allow for liquid water. This is determined by the amount of irradiation that the planet receives from the star, and the response of the planet's atmosphere (Figure 6). The latter delicately depends on the composition of the planet, and that in turn determines the heat transport mechanism, cloud presence, and many other atmospheric properties.

The irradiation from the star is contingent on the type of the star and the planet's orbital parameters. The atmospheric composition, on the other hand, depends on the in-gassing, out-gassing, and escape histories of the planet. The in-gassing and out-gassing accounts are intrinsically connected to the interior dynamics of the planet, while atmospheric escape is related to a variety of thermal and non-thermal processes, which themselves are linked to the presence of a magnetic field. It is not clear how delicate the balance between these different processes could be. Nor is it evident if there are different pathways that could yield a habitable planet. However, the fact that Earth has succeeded in developing life indicates that our planet might have followed one, perhaps of many evolutionary paths that resulted naturally in a complex system by the series of steps and bifurcations that it encountered. It is important to note that the complexity and interdependence of these processes cannot be taken as evidence for the uniqueness of life on Earth. The road ahead is to understand which planetary characteristics are indispensable, which are facilitating, and which are a byproduct of evolution. For that purpose, and in order to assess the possibility that a planet (e.g., a super-Earth) may be habitable, a deep understanding of these processes (i.e. interior composition and dynamics, planet's magnetic field, and atmospheric characteristics) is required. We refer the reader to Haghighipour (2011) for a comprehensive review.

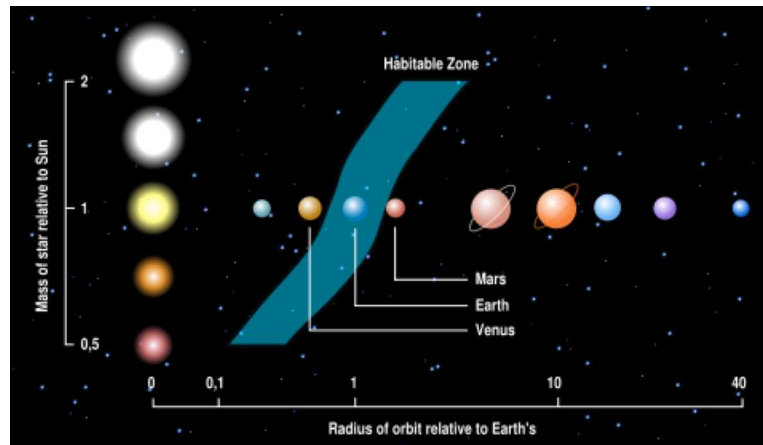


Figure 6. Habitable zone around stars with different spectral types.

5. Detection of habitable planets

The fact that a habitable planet has to maintain a moderate atmosphere, a dynamic interior, and a magnetic field puts stringent constraints on the size and mass of this object. In general, similar to our solar system, terrestrial-class objects are more favorable for being habitable. However, the small sizes of these bodies introduce extreme difficulties in detecting them. On the ground, the Precision Radial Velocity technique, also known as Doppler Velocimetry is the most promising method for detecting habitable Earth-like planets. However, even large telescopes such as Keck do not have the necessary sensitivity to detect a planet similar to Earth at 1 AU around a solar-type star. While the amplitude of the radial velocity of a Sun-like star as induced by an Earth-sized planet at 1 AU is at most of the order of 1 cm/s, the most sensitive ground-based telescopes at present are only capable of detecting stellar radial velocities with amplitudes at the limit of 1 m/s. In the space, on the other hand, the situation is more promising. The most efficient planet detection technique in this case is the Transit Photometry. Using this technique, CoRoT and Kepler space telescopes have been able to successfully detected over 100 planets of different masses and sizes, including several super-Earths and planets in the habitable zone. However, this technique is not entirely free of issues as well. The detection of a planet with transit photometry requires follow up observations and confirmation with other techniques, mainly the radial velocity which, as mentioned above, suffers from lack of sensitivity.

A possible way to by-pass these difficulties is to focus the efforts on smaller and cooler stars. Low-mass stars such as M dwarfs present the most promising targets for searching for Earth-size planets. As the least massive stars, M dwarfs show the greatest reflex acceleration due to an orbiting planet. Also, because of their lower surface temperatures (compared to that of the Sun), the habitable zones of these stars are in much closer orbits (0.1-0.2 AU) providing a great opportunity for planets slightly larger than Earth in the HZ to induce detectable amplitudes in the radial velocities of their central stars. Simulations of planet formation suggest that planets formed around M dwarfs are generally smaller than gas-giants and more probably in close-in orbits (note that Jovian-type planets have in fact been detected around M stars. Also note

that precision Doppler surveys are optimally sensitive to small orbits). It is therefore not surprising that during the past few years, more than 25 extrasolar planets have been detected around 18 M stars. The following presents a review of the currently ongoing programs on detecting habitable planets around M stars using different detection techniques.

5.1. Precision radial velocity technique

The most successful technique in detecting extrasolar planets is the Precision Radial Velocity Technique. This technique that is based on the measurements of blue/red-shifts of the spectrum of the light of a star due to the gravitational attraction of a massive companion (e.g., a planetary body) has been successful in detecting close to 700 planets. Although the current sensitivity of the radial velocity technique has reached to a level that allows for the detection of super-Earths around solar-mass stars, the most profound success of this technique has been the detection of Earth-sized planets in the habitable zones of M stars.

More than half of the planets detected by radial velocity around the M stars are of the size of Neptune or smaller. The majority of these planets are in close-in orbits with orbital periods as small as 1.3 days (e.g., HD 41004 B b, Zucker et al 2004). Among these planets is the first detected super-Earth, a 7.5 Earth-mass object in an approximately 2-day orbit around the M-dwarf GJ 876 (Rivera et al 2005), a probable 3 Earth-mass planet in the habitable zone of the M-dwarf Gliese 581 (Vogt et al 2010), and the recently announced 2.4 Earth-mass super-Earth GJ 667Cc detected in the habitable zone of the M star GJ 667C (Anglada-Escudé et al 2012) (Figure 7).

There are currently several radial velocity surveys that search for habitable planets around M stars. Among these surveys, the Lick-Carnegie-IfA Exoplanet Survey (Rivera et al 2010, Haghighipour et al 2010, Vogt et al 2010), the M2K Planet Search Project (Clubb et al 2009, Apps et al 2010), and the HARPS Search for Southern Extrasolar Planets (Bonfils et al 2005, Udry et al 2007, Mayor et al 2009)¹ have been successful in detecting several prominent terrestrial-class objects and super-Earths.

5.2. Transit photometry

The second most successful technique in detecting extrasolar planets is the Transit Photometry. In this technique, the measurements of the dimming of the light of a star due to a passing object is used to detect planetary companions. Figure 8 shows the schematics of this technique. As an example, the actual light curve of the star HD 209458, the first star for which a planetary transit was detected, is also shown. The transiting planet in this system is a 0.64 Jupiter-mass object in a 3.5-day orbit (Charbonneau et al 2000). In addition to the detection of planets, transit photometry has also enabled astronomers to determine the size, density (Leger et al 2009, Charbonneau et al 2009), and in some cases, the chemical elements in the atmospheres of transiting planets (Tinetti et al 2007).

There are currently several transit photometry surveys that use ground- and space-based telescopes to search for Earth-like planets and super-Earths (we refer the reader to exoplanet.eu and exoplanets.org for more details). Among the ground-based sur-

¹<http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps/>

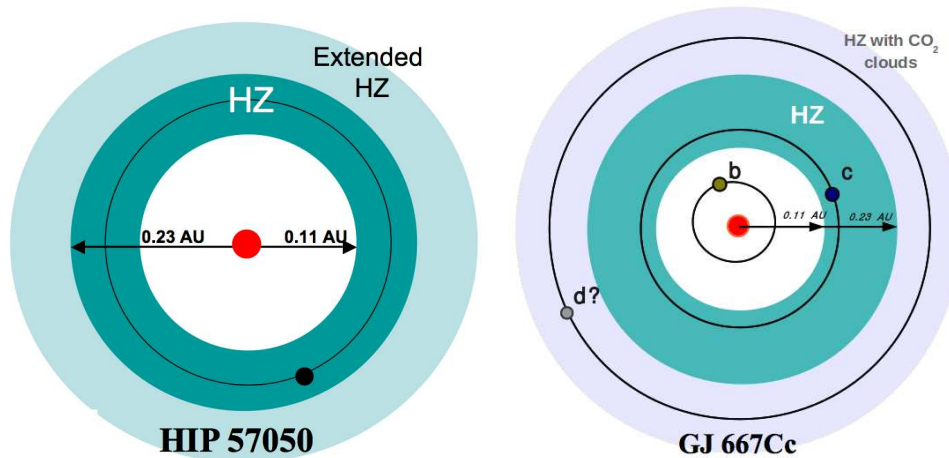


Figure 7. Lick-Carnegie-Ia Exoplanet Survey. Left: A Saturn-mass planet in the habitable zone of the M star HIP 57050 (Haghighipour et al 2010). Right: A 2.4 Earth-mass super-Earth in the habitable zone of the M star GJ 667C (Anglada-Escudé et al 2012).

veys, the M_{Earth} project², a robotically controlled set of eight 40 cm telescopes at the F. L. Whipple Observatory on Mt. Hopkins in Arizona, has been able to detect the first super-Earth transiting an M star (GJ 1214b, a 5.69 Earth-mass planet around the M dwarf GJ 1214) (Nutzman & Charbonneau 2008, Irwin et al 2009a&b, Charbonneau et al 2009). In space, the two telescopes CoRoT³ and Kepler⁴ have successfully detected many planets and over 2300 planetary candidates using the transit photometry technique. The CoRoT space telescope, a collaboration between France, Brazil, and several European countries, has detected close to 50 transiting planets including the most prominent super-Earth, CoRoT-7 b. Kepler space telescope has revolutionized our understanding of planetary systems and planet formation theories by detecting over 60 planets including the first transiting multi-planet system and over 2300 planetary candidates. These candidates include several entirely unexpected geometries (e.g., six very closely spaced planets with five closer to their star than Mercury is to the Sun, resonant chains involving three or four-body resonances, planets orbiting binary stars) that demand new theoretical explanations.

During the past two decades, advancements in telescope and observing technologies have increased the sensitivity of detection techniques and made the discovery of many small planets possible. The trend is continuing and is rapidly approaching the level at which planets with sizes from 1 to 10 Earth-masses will routinely be discovered. With the successful operation of Kepler and CoRoT space telescopes, and with the future

²<https://www.cfa.harvard.edu/~zberta/mearth/>

³<http://smc.cnes.fr/COROT/index.htm>

⁴<http://kepler.nasa.gov/>

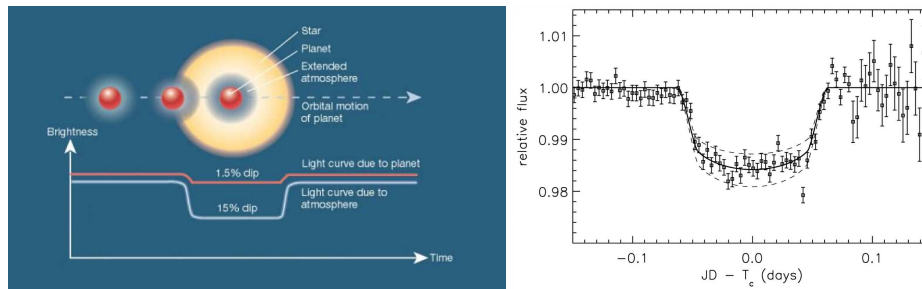


Figure 8. Top: Schematics of transit Photometry Technique. Bottom: light curve of HD 209458 (Charbonneau et al 2000).

launch of telescopes such as JWST, the detection of habitable extrasolar planets will soon become a matter of routine observations.

Agradecimientos. This paper is based on an invited review talk on the same topic that was presented at the First Annual Binational Astronomical Meeting organized by the Asociación Argentina de Astronomía and the Sociedad Chilena de Astronomía. I am thankful to the Scientific Organizing Committee for their invitation and also to the Local Organizing Committee for their very warm hospitality.

References

- Anglada-Escudé, G. et al. 2012, *ApJ*, in press
 Apps, K., et al. 2010, *PASP*, 122, 156
 Armitage, P. J. 2010, In: *Astrophysics of Planet Formation*, Cambridge University Press, Cambridge, UK
 Barge, P. & Sommeria, J. 1995, *A&A*, 295, L1
 Blum, J., Wurm, G. Poppe, T. & Heim, L.-O. 1998, *Earth Moon & Planets*, 80,285
 Blum, J. & Wurm, G. 2000, *Icarus*, 143,138
 Blum, J. et al. 2000, *Phys. Rev. Lett.*, 85, 2426
 Blum, J. 2006, *Adv. Phys.*, 55, 881
 Blum, J. & Wurm, G. 2008, *ARA&A*, 46, 21
 Boley, A. C. 2009, *ApJ*, 695, L53
 Boley, A. C., Hayfield, T., Mayer, L. & Durisen, R. H. 2010, *Icarus*, 207, 509
 Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., Udry, S., Mayor, M., Perrier, C., Bouchy, F., Pepe, F., Queloz, D. & Bertaux, J. -L. 2005, *A&A*, 443, L15
 Boss, A. P. 2000a, *ApJ*, 536, L101
 Boss, A. P. 2000b, *Earth Moon & Planets*, 81, 19
 Boss, A. P. 2002, *E&PSL*, 202, 513
 Boss, A. P. 2003 *ApJ*, 599, 577
 Brauer, F., Henning, Th. & Dullemond, C. P. 2008a, *A&A*, 487, L1
 Brauer, F., Dullemond, C. P. & Henning, Th. 2008b, *A&A*, 480, 859
 Bromley, B. C. & Kenyon, S. J. 2006, *AJ*, 131, 1837
 Bromley, B. C. & Kenyon, S. J. 2011, *ApJ*, 731, id.101
 Chambers, J. E. & Wetherill, G. W. 2001, *Meteorit. Planet. Sci.*, 36, 381
 Chambers, J. E. 2009, *ARE&PS*, 37, 321

- Cai, K., Pickett, M. K., Durisen, R. H. & Milne, A. M. 2010, *ApJ*, 716, L176
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W. & Mayor, M. 2000, *ApJ*, 529, L45
- Charbonneau D., et al., 2009, *Nature*, 462, 891
- Chen, C. H. & Kamp, I. 2004, *ApJ*, 602, 985
- Chiang, E. & Youdin, A. N. 2010, *ARE&PS*, 38, 493
- Clubb, K., Fischer, D., Howard, A., Marcy, G. & Henry G. W. 2009, *BAAS*, 41, 192
- Cuzzi, J. N., Hogan, R. C. & Shariff, K. 2008, *ApJ*, 687, 1432
- Dominik, C. & Tielens, A. G. G. M. 1997, *ApJ*, 480, 647
- Durisen, R. H., Boss, A. P., Mayer, L., Nelson, A. F., Quinn, T. & Rice, W. K. M. 2007, In: K. B. Reipurth, D. Jewitt, ed., *Protostars and Planets V*, pp. 607
- Fogg, M. J. & Nelson, R. P. 2005, *A&A*, 441, 791
- Fogg, M. J. & Nelson, R. P. 2006, *Inter. J. Astrobio.*, 5, 199
- Fogg, M. J. & Nelson, R. P. 2007, *A&A*, 461, 1195
- Fogg, M. J. & Nelson, R. P. 2007, *A&A*, 472, 1003
- Fogg, M. J. & Nelson, R. P. 2009, *A&A*, 498, 575
- Goldreich, P., Lithwick, Y. & Sari, R. 2004, *ApJ*, 614, 497
- Greenberg, R., Hartmann, W. K., Chapman, C. R. & Wacker, J. F. 1978, *Icarus*, 35, 1
- Haghhighipour N. & Boss A. P. 2003a, *ApJ*, 583, 996
- Haghhighipour N. & Boss A. P. 2003b, *ApJ*, 598, 1301
- Haghhighipour, N. 2005, *MNRAS*, 362, 1015
- Haghhighipour, N. 2011, *J. Cont. Phys.*, 52, 403
- Haghhighipour, N. Vogt, S. S., Butler, R. P., Rivera, E. J., Laughlin, G., Meschiari, S. & Henry, G. W. 2010, *ApJ*, 715, 271
- Haisch Jr., K. E., Lada, E. A. & Lada, C. J. 2001, *ApJ*, 553, L153
- Hubickyj, O., Bodenheimer, P. & Lissauer, J. J. 2005, *Icarus*, 179, 415
- Ida, S. & Makino, J. 1993, *Icarus*, 106, 210
- Irwin, J., Charbonneau, D., Nutzman, P. & Falco, E. 2009a, In: *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun: Proceedings of the 15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun. AIP Conference Proceedings*, 1094, pp. 445
- Irwin, J., Charbonneau, D., Nutzman, P. & Falco, E. 2009b, In: *Transiting Planets, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, 253, pp. 37
- Johansen, A., Klahr, H. & Henning, Th. 2006, *ApJ*, 636, 1121
- Johansen, A., Oishi, J. S., Mac Low, M. -M., Klahr, H., Henning, T., & A. Youdin, 2007 *Nature*, 448, 1022
- Johansen, A., Brauer, F., Dullemond, C., Klahr, H. & Henning, Th. 2008, *A&A*, 486, 597
- Klahr, H. H. & Henning, Th. 1997, *Icarus*, 128, 213
- Kokubo, E. & Ida, S. 1995, *Icarus*, 114, 247
- Kokubo, E. & Ida, S. 1996, *Icarus*, 123, 180
- Kokubo, E. & Ida, S., 1998, *Icarus*, 131, 171
- Kokubo, E. & Ida, S. 2000, *Icarus*, 143, 15
- Kokubo, E. & Ida, S. 2007, *ApJ*, 671, 2082
- Kokubo, E., Kominami, J., & Ida, S. 2006, *ApJ*, 642, 1131
- Krause, M. & Blum, J. 2004, *Phys. Rev. Let.* 93, 021103
- Kretke, K. A. & Lin, D. N. C. 2007, *ApJ*, 664, L55
- Lèger A., et al., 2009, *A&A*, 506, 287
- Lissauer, J. J., Hubickyj, O., D'Ángelo, G. & Bodenheimer, P. 2009, *Icarus*, 199, 338
- Lyra, W., Johansen, A., Klahr, H. & Piskunov, N. 2009a, *A&A*, 493, 1125

- Lyra, W., Johansen, A., Zsom, A., Klahr, H. & Piskunov, N. 2009b, *A&A*497, 869
- Maercker, M., Burton, M. G. & Right, W. C. M. 2006, *A&A*, 450, 253
- Mandell, A. M. & Sigurdsson, S. 2003, *ApJ*, 599, L111
- Mandell, A. M., Raymond, S. N. & Sigurdsson, S. 2007, *ApJ*, 660, 823
- Masset, F. & Snellgrove, M. 2001, *MNRAS*, 320, L55
- Mayer, L., Quinn, T., Wadsley, J. & Stadel, J. 2002, *Science*, 298, 1756
- Mayer, L., Quinn, T., Wadsley, J., Stadel, J. 2004, *ApJ*, 609, 1045
- Mayer, L., Lufkin, G., Quinn, T. & Wadsley, J. 2007, *ApJ*, 661, L77
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature* 378, 355
- Mayor, M., Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., Udry, S., Bertaux, J.-L., Beust, H., Bouchy, F., Lovis, C., Pepe, F., Perrier, C., Queloz, D. & Santos, N. C. 2009, *A&A*, 507, 487
- Morbidelli, A., Chambers, Lunine, J. I., Petit, J. M., Robert, F., Valsecchi, G. B., & Cyr, K. E. 2000, *Meteor. Planet. Sci.*, 35, 1309
- Movshovitz, N. & Podolak, M 2008, *Icarus*, 194, 368
- Movshovitz, N., Bodenheimer, P., Podolak, M. & Lissauer, J. J., 2010, *Icarus*, 209 (2010), 616
- Nelson, R. P., Papaloizou, J. C. B., Masset, F. & Kley, W. 2001, *MNRAS*, 318, 18
- Nutzman, P. & Charbonneau, D. 2008, *PASP*, 120, 317
- O'Brien, D. P., Morbidelli, A. & Levison, H. F. 2006, *Icarus*, 184, 39
- Papaloizou, J. C. B. & Terquem, C. 2006, *Rept. Prog. Phys.*, 69, 119
- Podolak, M. 2003, *Icarus*, 165, 428
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M. & Greenzweig, Y. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Raymond, S. N. Mandell, A. M. & Sigurdsson, S. 2006, *Science*, 313, 1413
- Raymond, S. N., Quinn, T. & Lunine, J. I. 2006, *Icarus*, 183, 265
- Raymond, S. N., Barnes, R. & Mandell, A. M. 2008, *MNRAS*, 384, 663
- Rivera, E. J., et al. 2005, *ApJ*, 634, 625
- Rivera, E. J., Butler, R. P., Vogt, S. S., Laughlin, G., Henry, G. W. & Meschiari, S. 2010, *ApJ*, 708, 1492
- Safronov, V. S. 1969 *Evolution of Protoplanetary Cloud and Formation of the Earth and Planets*, Nauka, Moscow
- Smoluchowski, M. V. 1916, *Physik. Zeit.* 17,557
- Strom, S. E., Edwards, S. & Skrutskie, M. F. 1993, In: E. H. Levy and J. I. Lunine, ed., *Protostars and Planets III*, pp. 837
- Tinetti G., et al. 2007, *Nature*, 448, 169
- Udry, S., Bonfils, X., Delfosse, X., Forveille, T., Mayor, M., Perrier, C., Bouchy, F., Lovis, C., Pepe, F., Queloz, D. & Bertaux, J.-L. 2007, *A&A*, 469, L43
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Rivera, E. J., Haghighipour, N., Henry, G. W. & Williamson, W. H., 2010, *ApJ*, 723, 954
- Weidenschilling, S. J. 1997, *MNRAS*, 18, 57
- Weidenschilling, S. J., Spaute, D., Davis, D. R., Marzari, F. & Ohtsuki, K. 1997, *Icarus*, 128, 429
- Weidenschilling, S. J. 2010, *Meteorit. Planet. Sci.*, 45, 276
- Wetherill, G. W. & Stewart, G. R. 1989, *Icarus*, 77,330
- Wetherill, G. W. & Stewart, G. R. 1993, *Icarus*, 106, 190
- Wada, K., Tanaka, H., Suyama, T., Kimura, H., & Yamamoto, T. 2007, *ApJ*, 661, 320
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature* 355, 145
- Wurm, G. & Blum, J. 1998, *Icarus*, 132, 125

- Wurm, G., Teiser, J., Bischoff, A., Haack, H. & Roszjar, J. 2010, *Icarus*, 208, 482
Zhou, J. -L., Aarseth, S. J., Lin, D. N. C. & Nagasawa, M., *ApJ*, 631, L85
Zucker, S., Mazeh, T., Santos, N. C., Udry S. & Mayor, M. 2004, *A&A*, 426, 695

PRESENTACIÓN MURAL

Propiedades espectroscópicas de planetas extrasolares y de enanas marrones

C. F. Martínez¹ & M. Gómez²

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física - Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *Observatorio Astronómico - Universidad Nacional de Córdoba*

Abstract. In this contribution we present a comparison of the spectroscopic properties of three groups of objects: brown dwarfs, “Hot Jupiter” extrasolar planets and giant solar system planets, in particular Jupiter and Saturn. We collect all published spectra from the literature and compare their characteristics. Elements such as water vapor (H_2O) and methane (CH_4) are present in practical all analyzed objects. On the contrary molecules such as carbon monoxide (CO) and carbon dioxide (CO_2) are only detected in the spectra of planets.

Resumen. En esta contribución se presenta una comparación de las propiedades espectroscópicas de tres grupos de objetos: enanas marrones, planetas extrasolares de tipo “Hot Jupiter” y planetas gigantes gaseosos del Sistema Solar, en particular Júpiter y Saturno. Para realizar esta comparación, se recopilieron todos los espectros disponibles en la literatura al presente. El análisis realizado muestra que mientras elementos como el vapor de agua (H_2O) y el metano (CH_4) están presentes en prácticamente todos los objetos analizados, compuestos como el monóxido de carbono (CO) y dióxido de carbono (CO_2) están sólo presentes en las atmósferas de los planetas estudiados.

1. Introducción

En esta contribución se presenta una comparación de las propiedades espectroscópicas de enanas marrones, planetas extrasolares y planetas gigantes y gaseosos del Sistema Solar. Se analiza la presencia de distintos componentes químicos en sus atmósferas, en busca de similitudes o analogías y diferencias. El objetivo a más largo plazo del presente trabajo, es investigar la posible existencia de una secuencia continua en las características espectroscópicas y en las propiedades físicas, en particular la temperatura, entre los planetas, por un lado, y las enanas marrones, por el otro. Para el presente trabajo se utilizaron espectros publicados en la literatura correspondientes a un grupo de enanas marrones (Kirkpatrick 2005, Cushing et al. 2011), a un conjunto de planetas extrasolares (Southworth 2008, Knutson et al. 2009, Swain et al. 2010, Seager & Deming 2010, Madhusudhan et al. 2011) y a los planetas Júpiter y a Saturno (Encrenaz 2008, Burrows 2009).

2. Enanas marrones

Las enanas marrones son objetos de masa subestelar con temperaturas superficiales entre ~ 500 K y 2000 K, incapaces de mantener reacciones nucleares continuas de fusión del hidrógeno en su núcleo. El límite superior de masas de las enanas marrones es relativamente bien conocido, estando comprendido entre las 75 y las 80 masas de Júpiter (M_J), dependiendo de la metalicidad. Con relación al límite inferior, éste sería de unas $13 M_J$, valor a partir del cual el objeto es capaz de fusionar todo su deuterio.

La poca emisión de energía por parte de estos objetos de baja temperatura (< 3000 K) lleva a que sea muy difícil observarlos en la región óptica del espectro. Es por ello que su estudio se realiza en el intervalo de longitudes de onda del infrarrojo. En vista de las distinciones existentes entre sus componentes espectroscópicas y las de los objetos estelares propiamente dichos, debió extenderse la secuencia de Harvard hacia los tipos espectrales más fríos, agregándose las clases *L* y *T* y, muy probablemente en un futuro cercano, la clase *Y*. Así, se conocen unos 600 objetos pertenecientes a la clase *L* que contienen bandas débiles de óxidos metálicos (TiO, VO), pero notorias bandas de hidruros-metálicos (FeH, CrH, MgH, CaH) y prominentes líneas de metales alcalinos (NaI, KI, CsI, RbI). Mientras que, los 200 objetos catalogados en la clase *T* presentan fuertes bandas de absorción de H_2O , además, de bandas de absorción del metano (CH_4), característica que sólo había sido encontrada en los planetas gigantes del Sistema Solar y en Titán. La principal fuente de espectros asociados a los objetos de clases *L* y *T* corresponden al trabajo publicado por Kirkpatrick (2005). Por último, se han propuesto enanas candidatas de clase *Y*. Al presente son las menos numerosas, con un total de seis miembros. Sus espectros, extraídos del trabajo de Cushing et al. (2011), exhiben bandas de metano (CH_4), agua (H_2O) y, posiblemente, amoníaco (NH_3).

3. Planetas extrasolares

Se denomina planeta extrasolar o exoplaneta a un planeta que orbita una estrella diferente al Sol y que, por lo tanto, no pertenece al Sistema Solar. En la actualidad se han hallado poco más de 700 planetas. Entre los métodos más utilizados para su detección se encuentran la técnica de los tránsitos planetarios y la técnica Doppler. Las mismas favorecen la detección de planetas gigantes, iguales o de mayor tamaño que el planeta Júpiter, con órbitas muy cercanas a su estrella (< 0.1 UA) y períodos orbitales muy cortos (~ 3 días). Dichos planetas se conocen en la literatura como “Hot Jupiters”.

Para los planetas con tránsitos es posible, al menos en principio, obtener durante el tránsito los llamados espectros de transmisión, cuando el espectro estelar es transmitido a través de la atmósfera del planeta. Ésta es la técnica empleada para la detección de Na I en la atmósfera de HD 209458b (Charbonneau et al. 2002). Alternativamente, también es factible obtener espectros de planetas que transitan observado el espectro de la estrella + el planeta y luego restar la contribución de la propia estrella, obteniendo un espectro durante la ocultación, cuando el planeta es ocultado de la visual del observador por la estrella. En general, éste es el método empleado en la observación de la mayoría de los espectros de planetas extrasolares disponibles al momento, tales como: HD 189733b (Tinetti 2007, Swain et al. 2010), WASP-12b (Madhusudhan et al. 2011), TrES-4b (Knutson et al. 2009), HATP-7b, TrES-2b, TrES-3b, XO-1b, XO-2b y HD 189733b (ver Seager & Deming 2010 y las referencias allí mencionadas). Si bien estos espectros presentan distintas relaciones señal sobre ruido, la gran mayoría de ellos

evidencian la presencia de moléculas de vapor de agua (H_2O), metano (CH_4), dióxido de carbono (CO_2) y monóxido de carbono (CO).

4. Planetas gigantes del sistema solar

Los espectros de Júpiter y Saturno, dos de los planetas gigantes del Sistema Solar, que se ubican más allá de las 5 UA del Sol, han sido tomados de los trabajos de Encrenaz (2008) y Burrows (2009). Estos espectros están dominados por la presencia de H_2 , He, CH_4 e hidrocarburos, tales como NH_3 , PH_3 y unas pocas especies del oxígeno (H_2O , CO_2 y CO). Además, presentan productos de la fotodisociación del metano como C_2H_2 , C_2H_6 .

5. Resultados iniciales

La Tabla 1 muestra una síntesis de los elementos químicos detectados, al presente, en los espectros de enanas marrones de tipos *L*, *T* e *Y*, en planetas con tránsitos y en los planetas gigantes del Sistema Solar. El análisis de los espectros estudiados indica la existencia de una continuidad de ciertos componentes químicos que constituyen las atmósferas de los objetos considerados, tal como ocurre con las moléculas de vapor de agua (H_2O) y de metano (CH_4). Sin embargo, la intensidad de ambas puede aumentar o disminuir conforme la temperatura varíe. Notar que si bien las temperaturas decrecen, desde las enanas *L* hasta Saturno, existen rangos de temperatura comunes, en particular entre las enanas *L* tardías, *T* e *Y* y los exoplanetas, por lo cual la presencia de los mismos elementos en las atmósferas de enanas marrones y planetas no resulta llamativa. Además, resulta posible identificar compuestos típicos de cada una de las atmósferas de los objetos seleccionados en particular, tal como sucede con el monóxido de carbono (CO) y el dióxido de carbono (CO_2), los cuales son elementos que se observan principalmente en las atmósferas planetarias. Otro elemento que llama la atención es la molécula de NH_3 , presente en las atmósferas de las enanas *Y* y en las de los planetas Júpiter y Saturno, aunque no detectada en la actualidad en los exoplanetas.

Cabe mencionar que también ha sido posible obtener espectros directos (i.e., espacialmente resueltos) de unos pocos exoplanetas detectados mediante imagen directa. Estos son los casos de 2M1207b (Patience et al. 2010) y HR 8799b (Barman et al. 2011) y HR 8799c (Janson et al. 2010). Dado el pequeño número de planetas de este tipo y la pobre calidad de los espectros disponibles, en la actualidad, postergamos su análisis para un futuro próximo. Sin embargo, vale la pena recalcar que no difieren significativamente de los espectros de los exoplanetas mencionados.

La comparación global de las propiedades espectroscópicas de las atmósferas de enanas marrones, por un lado, y planetas, por el otro, indica algunas continuidades en cuanto a la presencia de determinados elementos químicos (H_2O , CH_4). Esto es, principalmente, consecuencia de la coexistencia de objetos de diversas clases para temperaturas que van entre aproximadamente 600 y 1500 K. Otros compuestos (tales como, CO y CO_2) ocurren principalmente en atmósferas planetarias, por lo que su detección proporcionaría un indicio adicional sobre la naturaleza de este tipo de objetos. Nuestro próximo objetivo es realizar una confrontación más detallada de las atmósferas de estos grupos de objetos, para lo cual también se emplearán distintos modelos de atmósferas de enanas marrones y planetas (ver, por ejemplo, Allard 2010).

Tabla 1. Propiedades espectroscópicas de enanas marrones, exoplanetas de tipo “Hot Jupiter” y Júpiter y Saturno.

Elemento	Enanas <i>L</i>	Enanas <i>T</i>	Enanas <i>Y</i>	Exoplanetas	Júpiter	Saturno
Vapor de agua	si	si	si	si	si	si
Óxidos metálicos	TiO,VO	no	no	no	no	no
Hidruros metál.	FeH,CrH,MgH	no	no	no	no	no
Metales alcalinos	NaI,KI,CsI,RbI	no	no	NaI	no	no
Hidrocarburos	no	CH ₄	CH ₄	CH ₄	CH ₄	CH ₄
Óxid. no metál.	no	no	no	CO,CO ₂	CO,CO ₂	CO,CO ₂
Otros compuestos	no	no	NH ₃	no	NH ₃ ,PH ₃	NH ₃ ,PH ₃
Otr. elem. neutr.	no	no	no	no	H ₂ ,He	H ₂ ,He
Temperaturas [K]	2300 – 1500	1500 – 600	< 600	< 1500	152	147

Referencias

- Allard, F. 2010, *Highlights of Astronomy*, 15, 695
 Barman, T.S. et al. 2011, *ApJ*, 733, 65
 Burrows, A. & Orton, G. 2011, en *Exoplanets*, SSS, University of Arizona Press, ed. S. Seager
 Charbonneau, D. et al. 2002, *ApJ*, 568, 377
 Cushing, M. et al. 2011, *ApJ*, 743, 501
 Encrenaz, T. 2008, *Planet Space Sci*, 135, 11
 Janson, M. et al. 2010, *ApJ*, 710, L35
 Kirkpatrick, J.D. 2005, *ARA&A*, 43, 195
 Knutson, H. 2009, *IAU Symposium*, 253, 255
 Madhusudhan, N. et al. 2011, *ApJ*, 743, 191
 Patience, J., et al. 2011, *A&A*, 517, 76
 Seager, S. & Deming, D. 2010, *ARA&A*, 48, 631
 Southworth, J., 2008, *MNRAS*, 386, 1644
 Swain, M. et al. 2010, *Nature*, 463, 637
 Tinetti, G. et al. 2007, *Nature*, 448, 163

PRESENTACIÓN MURAL

CN and CH bands in exoplanet host stars

C. Saffe¹, E. Jofré¹ & R. Petrucci¹

(1) Instituto de Cs. Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (ICATE)

Abstract. We measured the strength of CN and CH molecular bands in a sample of stars with and without exoplanets (indices $\delta S3839$, $\delta S4142$ and $\delta CH4300$). The index $\delta S3839$ seem to present smaller values for stars without exoplanets. No correlation is found between molecular bands and exoplanet parameters, supporting the primordial hypothesis of planet formation. The CN band strength seem to increase with C, N and Fe abundances. This could explain at least in part the dissimilar distributions of CN observed for stars with and without exoplanets. We caution that this is an initial result based in relatively small number of objects.

Resumen. En este trabajo medimos la intensidad de las bandas moleculares CN y CH en una muestra de estrellas con y sin exoplanetas (índices $\delta S3839$, $\delta S4142$ y $\delta CH4300$). El índice $\delta S3839$ parece ser menor en estrellas sin exoplanetas. El hecho de que la banda CN aumente con la metalicidad, puede explicar al menos en parte las diferentes distribuciones observadas en estrellas con y sin exoplanetas. Advertimos que hasta el momento las muestras son relativamente pequeñas.

1. Introduction

Main-sequence exoplanet host (EH) stars are, on average, metal-rich in comparison to no-EH stars (e.g. Santos et al. 2004). Fischer & Valenti (2005) showed that the probability to present an exoplanet increase with the metallicity of the star. On the other hand, the molecular content in the atmospheres of EH stars does not received the same attention in literature. In particular, molecular bands of CN and CH are readily observed in the spectra of solar-type stars.

Different molecules are commonly detected in protoplanetary disks, such as bright lines of CO and HCO⁺. Also lines of DCO⁺, CN, HCN, CCH and other molecular species are observed (see e.g. the review of van Dishoeck 2009). Different works shows that molecules are present in protoplanetary disks and could be important ingredients in the planet formation.

Then, the aim of this work is to directly compare (to our knowledge, for the first time) the molecular strengths in the atmospheres of stars with and without low-mass companions or exoplanets. This study will help to determine if the strength of certain molecular bands observed in main-sequence stars could play a role in the planet formation process. Also we search for possible correlations between the molecular indices and exoplanet parameters (semi-major axis a , eccentricity e and planet mass m seni).

This comparison allow us to support the primordial scenario of planet formation, follow a reasoning similar to Bond et al. (2006). In this scenario the abundance content of the star is similar to their original parent cloud. However, we caution that the accretion hypothesis (i.e. the increase of abundances due to external pollution of material) could not be totally excluded.

2. Observational material

We observed 38 southern EH stars from the California and Carnegie and the Geneva Observatory planet search lists¹. The 38 stars we observed have V magnitude between 1.5 and 8.9 and spectral types FGK (5, 26 and 7 objects, respectively), as specified in the Hipparcos database. We also observed a sample of 19 stars not known to have any planetary-mass companions (Santos et al. 2004, Bond et al. 2008, Gilli et al. 2006). The 19 stars we observed have V magnitude between 2.8 and 8.3 and spectral types FGK (2, 11 and 6 objects, respectively). The stars studied in this work do not present IR excess indicative of circumstellar dust.

The spectra were obtained at Complejo Astrónomico El Leoncito (CASLEO) between April 21 and 25, 2008 and October 10 and 15, 2010. We used the 2.15 m telescope equipped with a REOSC echelle spectrograph and a TEK 1024x1024 CCD detector. We have used a grating with 400 lines mm⁻¹. The spectra cover a range 3500-6500 Å and the S/N ratio is ~150. The data were reduced using IRAF procedures and the *sbands* task was used to measure the strength of the molecular bands.

3. Spectral indices

We measure the strength of 2 CN bands at ~3883 Å, ~4215 Å and a CH band at ~4300 Å using the spectral indices S3839, S4142 and CH4300 defined in literature (e.g. Harbeck et al. 2003). The index definitions are:

$$\begin{aligned} S3839 &= -2.5 \log \frac{F_{3861-3884}}{F_{3894-3910}}, \\ S4142 &= -2.5 \log \frac{F_{4120-4216}}{0.5F_{4055-4080} + 0.5F_{4240-4280}}, \\ CH4300 &= -2.5 \log \frac{F_{4285-4315}}{0.5F_{4240-4280} + 0.5F_{4390-4460}}, \end{aligned}$$

where $F_{3861-3884}$, for instance, is the summed spectral flux in ADU counts from 3861 to 3884 Å. To determine the uncertainty, we assumed pure photon noise statistics and added the dispersion of the indices derived from individual spectra. The average dispersions are 0.151, 0.098 and 0.064 for S3839, S4142 and CH4300, respectively. We applied a temperature and gravity correction similar to Harbeck et al. (2003) and referred the corrected indices to as $\delta S3819$, $\delta S4142$ and $\delta CH4300$.

There is a general agreement between the $\delta S3839$ and $\delta S4142$ values, however S4142 is less sensitive to the intensity of the CN molecule (Harbeck et al. 2003, Pancino et al. 2010). Then, we adopt the index S3839 to measure the strength of the CN band, similar to these literature works.

¹<http://exoplanets.org>, <http://obswww.unige.ch/exoplanets>

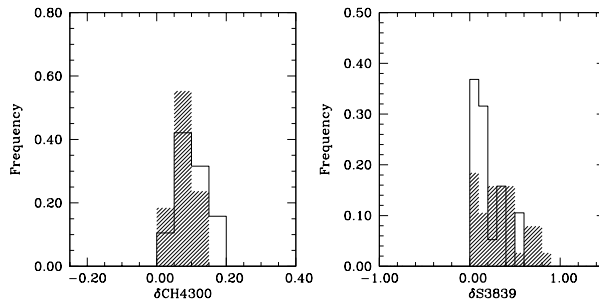


Figure 1. Distribution of the indices δCH4300 and δS3839 . EH and no-EH stars are showed by filled and empty histograms, respectively.

4. Molecular bands in EH and no-EH stars

We present in the Figure 1 the distribution of the indices δCH4300 and δS3839 . EH and no-EH stars are showed by filled and empty histograms, respectively. In the Table 1 we present the average and dispersion of the indices. The Figure 1 and the Table 1 shows that the distribution of δCH4300 values for EH and no-EH stars are similar. However, for δS3839 no-EH stars seem to concentrate in relatively smaller values ($\delta\text{S3839} < \sim 0.6$). The difference is also present in the values of Table 1. A Kolmogorov-Smirnov test gives a probability of %20 that both distributions represent the same population. We caution that this is an initial result and more stars are needed to verify a significative difference.

No clear relation is apparent between molecular indices and exoplanet parameters (a, e and m seni), which is naturally explained by the primordial scenario of planet formation (e.g. Bond et al. 2006). However, the accretion hypothesis could not be totally excluded.

5. Carbon abundances from atomic lines

The stellar parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and ξ (microturbulence velocity) have been derived by requiring excitation and ionization equilibrium of Fe lines with the program FUNDPAR (Saffe 2011). The C I abundances are determined from equivalent widths of 2 lines (5380.34 \AA and 5052.17 \AA) measured with the SPLIT task of IRAF. Our spectra do not include relatively intense N I lines, then we collect N I abundances from literature (Ecuivillon et al. 2004b). There is a good agreement between the C I abundances and literature (Ecuivillon et al. 2004a) for 26 stars in common (average difference ~ 0.05 dex).

Tabla 1. Average and Dispersion of molecular indices for EH and no-EH stars.

	EH stars (n=38)	no-EH stars (n=19)
$\delta\text{CH4300} \pm \sigma$	0.08 ± 0.04	0.10 ± 0.05
$\delta\text{S3839} \pm \sigma$	0.34 ± 0.24	0.20 ± 0.17

The strength of the CN molecular band seem to increase with the abundances of C, N and Fe, as showed in the Figure 2. Then the CN molecule depends on their individual

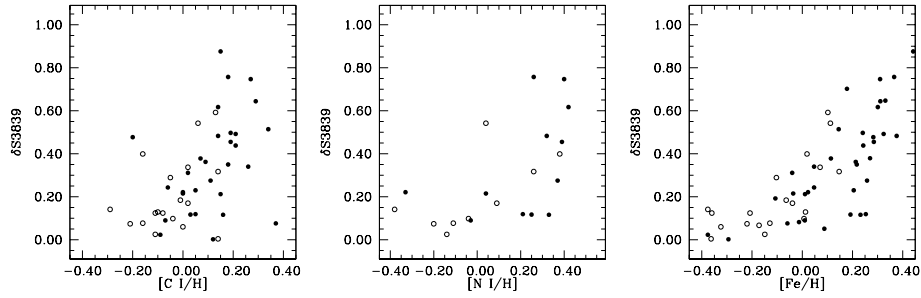


Figura 2. Index $\delta S3839$ vs abundances of C I, N I and Fe, respectively. EH and no-EH stars are showed by filled and empty points, respectively.

components C and N, and both abundances scales with Fe. If EH stars are metal-rich, then we could expect different distributions for the CN molecule. This could explain, at least in part, the dissimilar distributions of CN presented in the Figure 1 and Table 1. The dependence between the molecular intensity and abundance of their elements is expected in the case of molecular equilibrium. We caution again that these results are based on relatively small samples.

6. Summary

We measured the strength of the CN and CH molecular bands in a sample of EH and no-EH stars. The index $\delta S3839$ seem to present a different distribution for EH and no-EH stars. The difference in the distributions could be explained, at least in part, with the fact that the strength of the CN molecule scales with Fe (EH stars are metal-rich). We expect to increase the number of stars to verify the tendencies observed in this work.

Referencias

- Bond, J. C., Laretta, D. S., Tinney, C. G., et al., 2008, ApJ 682, 1234
 Bond, J. C., Tinney, C. G., Butler, R., et al., 2006, MNRAS 370, 163
 Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N., et al., 2004, A&A 418, 703
 Ecuivillon, A., Israelian, G., Santos, N., et al., 2004, A&A 426, 619
 Fischer, D. A., Valenti, J., 2005, ApJ 622, 1102
 Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., et al., 2006, A&A 449, 723
 Harbeck, D., Smith, G. H., Grebel, E. K., 2003, AJ 125, 197
 Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, A&A, 415, 1153
 Pancino, E., Rejkuba, M., Zoccali, M., et al., 2010, A&A 524, 44
 Saffe, C., 2011, RevMexAA 47,3
 van Dishoeck, E., 2009, Astrophysics in the Next Decade, Astrophysics and Space Science Proc., Springer Netherlands, p. 187

PRESENTACIÓN ORAL

Characterizing the atmosphere of exoplanets with Spitzer secondary eclipse observations

P. Cubillos¹, J. Harrington¹, N. Madhusudhan², K. B. Stevenson¹, J. Blečić¹,
C. J. Campo¹ & R. Hardy¹

(1) *Planetary Sciences Group, Department of Physics, University of Central Florida, Orlando, FL 32816-2385*

(2) *Department of Astrophysical Sciences, Princeton University, Princeton NJ, 08544*

Abstract. We present our analysis of six *Spitzer Space Telescope* secondary eclipse observations of WASP-8b at 3.6, 4.5, and 8.0 μm . We derived light-curves, determined the planet's day-side infrared emission, and characterized the planet's atmosphere. We found a solar chemical composition, the absence of a thermal inversion layer, and a low energy redistribution over its surface.

Resumen. En este trabajo presentamos el análisis de las observaciones de seis eclipses secundarios del exoplaneta WASP-8b en 3.6, 4.5, y 8.0 μm obtenidas con el *Telescopio Espacial Spitzer*. Derivamos las curvas de luz, determinamos la emisión térmica del planeta en el infrarrojo correspondiente a su cara iluminada, y caracterizamos la atmósfera planetaria. Encontramos una composición química solar, la ausencia de una capa de inversión térmica, y una baja redistribución de energía sobre su superficie.

1. Introduction

When transiting exoplanets pass behind their stars, a secondary eclipse event, the observed drop in flux provides a direct measurement of the planetary thermal emission. Since the first detections (Charbonneau et al. 2005; Deming et al. 2005), near thirty of the closest orbiting exoplanets have been observed at secondary eclipse, most of them with the *Spitzer Space Telescope* (Werner et al. 2004). Among them, WASP-8b is the coolest Hot Jupiter with an equilibrium temperature of 942 K. Each observed waveband samples the temperature at a specific altitude in the planet's atmosphere. By combining them, we can estimate a broadband spectrum and thermal profile of the planet (Madhusudhan & Seager 2009). In general we see that the most irradiated planets show an inversion layer in their atmosphere (Fortney et al. 2008; Burrows et al. 2008) in contrast with those less irradiated (like WASP-8b), but exceptions (e.g., Madhusudhan et al. 2011; Blečić et al. 2011; Fressin et al. 2010; Machalek et al. 2008) indicate that the picture is not completely understood yet.

Queloz et al. (2010) announced the discovery of WASP-8b, the planet orbits the brighter A component of a binary stellar system in an eccentric ($e = 0.31$) and retrograde 8.16-day orbit. With a mass of $2.18 M_{Jup}$ and radius $1.08 R_{Jup}$, WASP-8b is a

relatively dense planet (1.92 g cm^{-3}). The unusually large eccentricity along with a detected drift in the radial-velocity curve suggest the presence of a planetary companion.

2. Observations

Using the Infrared Array Camera (IRAC, Fazio et al. 2004), in December 2008 and July 2010, the *Spitzer Space Telescope* observed one secondary eclipse at $3.6 \mu\text{m}$, three at $4.5 \mu\text{m}$, and two at $8.0 \mu\text{m}$ of the WASP-8 system. During the observations the pointing showed a frame-to-frame jitter (~ 0.01 pixels) and hour-long periodic oscillations (~ 0.1 pixel amplitude). The separation between the centers of the target star (WASP-8A) and the secondary (WASP-8B) was ~ 3.7 pixels in the frames, making the analysis particularly challenging.

3. Data Analysis

We used our Photometry for Orbits, Eclipses and Transits (POET) pipeline to produce light-curves of the target using the Basic Calibrated Data images provided by *Spitzer*. Initially, POET creates a bad pixel mask for each image combining the *Spitzer* bad pixel masks and an iterative σ -rejection method. Then finds the center position of the target in the array with a double Point Spread Function (PSF) fitting routine. Following Crossfield et al. (2010), we created a PSF model with Tiny Tim software¹ to fit the positions, fluxes, and sky level to the target and the secondary star with a χ^2 minimizer.

We obtained the light-curves from interpolated circular aperture photometry (Harrington et al. 2007) after removing the secondary star flux, either by subtracting the PSF model of WASP-8B or discarding the pixels within a circular aperture centered at the secondary position. We tested a broad range of aperture radii. WASP-8b's eclipse depths are in the order of 0.1% of the system flux, comparable to the telescope systematics. They, largely observed and documented, can have both temporal (*ramp* detector) and spatial (*intrapixel*) components, and vary for each band (Agol et al. 2010; Charbonneau et al. 2005). The eclipse and both systematics variations entangle to produce the observed lightcurve, $F(x, y, t)$; to correctly account for their contribution we simultaneously modeled the light-curves as

$$F(x, y, t) = F_s I(x, y) R(t) E(t). \quad (1)$$

F_s is the out of eclipse system flux. $E(t)$ is the eclipse model (Mandel & Agol 2002). We empirically determined the ramp model, $R(t)$, testing dozens of combinations of exponential, logarithmic, and polynomial functions. We used our Bi-Linearly Interpolated Subpixel Sensitivity (BLISS) mapping technique (Stevenson et al. 2011) to trace the intrapixel variation, $I(x, y)$, on the surface of the detector. We used a χ^2 minimizer to find the best model parameters.

To determine the best aperture radius and WASP-8B subtraction method, we searched for the data set with minimum standard deviation of the normalized residuals (Stevenson et al. 2010; Campo et al. 2011). Then we selected best ramp model by minimizing

¹<http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysis/tools/contributed/general/stinytim/>

the Bayesian Information Criterion, $BIC = \chi^2 + k \ln N$, with k and N the number of free parameters and data points, respectively (Liddle 2007; Campo et al. 2011). We sampled the posterior distribution of the free parameters and estimated the uncertainties with a Markov-chain Monte Carlo (MCMC) Bayesian algorithm. We found an eclipse depth of $0.115 \pm 0.023 \%$ at $3.6 \mu\text{m}$ (Fig. 1), $0.0695 \pm 0.020 \%$ at $4.5 \mu\text{m}$, and $0.0930 \pm 0.023 \%$ at $8.0 \mu\text{m}$.

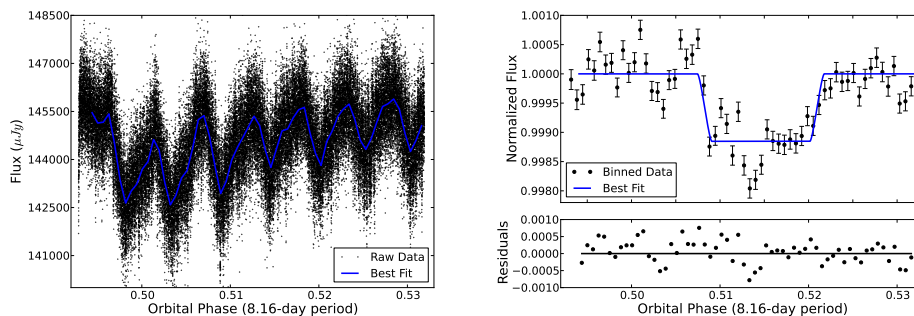


Figure 1. WASP-8b lightcurve at $3.6 \mu\text{m}$. *Left*: Raw (black) and best fit model (blue) photometry. The $\sim 2\%$ oscillations depend on the target center position (intrapixel effect). *Right*: Normalized eclipse light curve with the systematics removed. The eclipse depth (0.115%) is much deeper than our prediction.

4. Atmospheric Analysis

In each *Spitzer* band the eclipse depths are equivalent to the planet-to-star flux ratios. Using Kurucz models (Castelli & Kurucz 2004) for the star spectrum, we determined the planet emission. We used these measurements to statistically infer the molecular abundances and the pressure–temperature (P – T) profile of the day-side atmosphere by combining a one-dimensional atmosphere model with an MCMC sampler (Madhusudhan & Seager 2010). The radiative transfer code that calculates the atmosphere model assumes hydrostatic equilibrium and energy balance. The main molecules included are CO, CO₂, H₂O, and CH₄.

The higher emission at $3.6 \mu\text{m}$ than at $4.5 \mu\text{m}$ of WASP-8b indicates that the planet does not have a thermal inversion (Fig. 2). The fitted model spectrum has nearly solar composition. The $3.6 \mu\text{m}$ brightness temperatures ($T_b = 1554 \text{ K}$) was surprisingly larger than the equilibrium temperature, which is hard to fit without a high day-side emission and hence, low redistribution to the night side and almost zero albedo.

Acknowledgments. This work is based on observations made with the *Spitzer Space Telescope*, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology under a contract with NASA. Support for this work was provided by NASA through an award issued by JPL/Caltech.

References

Agol, E., Cowan, N. B., Knutson, H. A., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1861

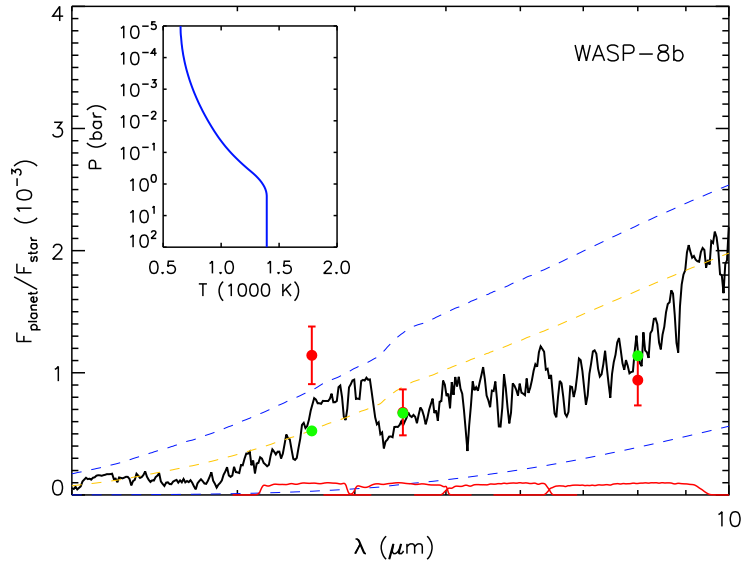


Figure 2. Atmospheric spectrum of the dayside of WASP-8b. The black curve is the model spectrum. The orange dashed line is a blackbody at $T = 1200$ K; the two blue dashed lines are the coolest- and hottest-temperature blackbody planet spectra. The green points are the channel integrated model points. The red points with error bars are the measured data points. The inset P - T profile of the model indicates a non-inverted atmosphere.

- Blecic, J., Harrington, J., Madhusudhan, N., et al. 2011, ArXiv e-prints
 Burrows, A., Budaj, J., & Hubeny, I. 2008, ApJ, 678, 1436
 Campo, C. J., Harrington, J., Hardy, R. A., et al. 2011, ApJ, 727, 125
 Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2004, ArXiv Astrophysics e-prints
 Charbonneau, D., Allen, L. E., Megeath, S. T., et al. 2005, ApJ, 626, 523
 Crossfield, I. J. M., Hansen, B. M. S., Harrington, J., et al. 2010, ApJ, 723, 1436
 Deming, D., Seager, S., Richardson, L. J., & Harrington, J. 2005, Nat, 434, 740
 Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., et al. 2004, ApJS, 154, 10
 Fortney, J. J., Lodders, K., Marley, M. S., & Freedman, R. S. 2008, ApJ, 678, 1419
 Fressin, F., Knutson, H. A., Charbonneau, D., et al. 2010, ApJ, 711, 374
 Harrington, J., Luszcz, S., Seager, S., Deming, D., & Richardson, L. J. 2007, Nat, 447, 691
 Liddle, A. R. 2007, MNRAS, 377, L74
 Machalek, P., McCullough, P. R., Burke, C. J., et al. 2008, ApJ, 684, 1427
 Madhusudhan, N., Harrington, J., Stevenson, K. B., et al. 2011, Nat, 469, 64
 Madhusudhan, N. & Seager, S. 2009, ApJ, 707, 24
 Madhusudhan, N. & Seager, S. 2010, ApJ, 725, 261
 Mandel, K. & Agol, E. 2002, ApJ, 580, L171
 Queloz, D., Anderson, D., Collier Cameron, A., et al. 2010, A&A, 517, L1+
 Stevenson, K., Harrington, J., Nymeyer, S., et al. 2010, Nat, 464, 1161
 Stevenson, K. B., Harrington, J., Fortney, J., et al. 2011, ArXiv e-prints
 Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., et al. 2004, ApJS, 154, 1

PRESENTACIÓN MURAL

Determinación de la velocidad del viento estelar en el sistema planetario HD 209458

C. S. Villarreal D'Angelo¹, M. Schneider^{1,2} & A. Costa^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)*

(2) *Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales (FCEFYN)*

Abstract. In this work we propose a method to indirectly determine the velocity of the stellar wind, v_e , of the G0 V star HD 209458 ($M_\star = 1,148M_\odot$) which is known to have a transiting planet HD 209458b ($M_p = 0,714M_J$).

To estimate the value of the stellar wind, we simulated the problem assuming different values of v_e and \dot{m}_p . For each model (different pairs of v_e and \dot{m}_p) we adjusted the value of \dot{m}_p to obtain the observed 5% of absorption in Ly- α for the whole line width. Then, we calculate the Ly- α absorption for different widths of the line.

The best fit model is determined by comparing with the observations.

Resumen. En este trabajo proponemos un método para determinar de manera indirecta el valor de la velocidad del viento estelar, v_e , en el sistema planetario HD 209458, el cual está conformado por una estrella de tipo espectral G0 V ($M_\star = 1,148M_\odot$) y un planeta del tipo Júpiter caliente denominado HD 209458b ($M_p = 0,714M_J$). Para estimar la velocidad del viento de la estrella HD 209458, se simuló el problema suponiendo diferentes valores de v_e y \dot{m}_p . En cada modelo se ajustó \dot{m}_p tal que se obtuviera una absorción del 5% para todo el ancho de línea Ly- α . Luego, se calculó la absorción en Ly- α usando distintos anchos de línea. El modelo que mejor ajusta es aquél para el cual los valores de absorción en los diferentes anchos, el tiempo de tránsito y el perfil de la línea, son consistentes con los valores obtenidos de observaciones.

1. Introducción

Las primeras observaciones obtenidas con el espectrógrafo STIS a bordo del telescopio espacial Hubble dieron lugar a la discusión acerca del porcentaje de absorción en la línea de emisión Ly- α que produce el tránsito del exoplaneta HD 209458b. Vidal-Madjar et al. (2003) encontraron una absorción del 15% en dicha línea, lo que sugiere la presencia de una atmósfera extendida mas allá del lóbulo de Roche del sistema. Por otro lado, Ben-Jaffel (2007) obtuvo una absorción del 8,9% en Ly- α y sugirió que el material no estaría escapando del planeta. Actualmente, estas discrepancias en las mediciones fueron resueltas. Absorciones encontradas en las líneas del C II, O I y Si III (Vidal-Madjar et al. 2004, Linsky et al. 2010) terminaron por confirmar el escenario predicho por Schneider et al. (1998). En el trabajo de Schneider et al. (2007) se simuló la exósfera cometaria de HD 209458b para un valor fijo de v_e , lo que lleva a un

único valor para la tasa de pérdida de masa del planeta. Utilizando el mismo código hidrodinámico (Raga et al. 2000), reproducimos el problema del sistema HD 209458 para diferentes valores de v_e , ajustando los valores de \dot{m}_p a un determinado valor de absorción en Ly- α .

2. Cálculo de absorción en Ly- α

De los parámetros obtenidos (densidad, velocidad y temperatura) en la simulación, se calculó la absorción en Ly- α , para un tránsito planetario inclinando la grilla computacional un ángulo $i = 86.87^\circ$.

La profundidad óptica τ_ν , para cada instante es:

$$\tau_\nu = \int n_{H1} \sigma_0 \phi(\Delta\nu) ds, \quad (1)$$

donde los límites de integración son la superficie de la estrella y el borde del dominio computacional, n_{H1} es la densidad numérica del hidrógeno neutro, ν es la frecuencia, $\Delta\nu = \nu - \nu_0$ es el "offset" del centro de la línea, σ_0 es la absorción en la sección transversal del centro de la línea y $\phi(\Delta\nu)$ es el perfil Doppler de la línea. Considerando que a una determinada ν , el disco estelar emite una intensidad uniforme $I_{\nu,*}$, se calcula la intensidad vista por un observador $I_\nu = I_{\nu,*} e^{-\tau_\nu}$. Integrando I_ν en todo el disco estelar, se obtiene el decaimiento de la intensidad como función de la frecuencia media debido a la presencia del planeta:

$$\frac{I}{I_*} = \frac{1}{\nu_1 - \nu_2} \int_{\nu_1}^{\nu_2} \langle e^{-\tau_\nu} \rangle d\nu, \quad (2)$$

donde ν_1 y ν_2 representan el rango de integración.

El cálculo se realizó dentro de 3 rangos de integración (es decir, para 3 $\Delta\nu$ distintos), los cuales corresponden a los empleados en los trabajos de Vidal-Madjar et al. (2003), Ben-Jaffel (2007) y Vidal-Madjar et al. (2008), donde se obtuvieron absorciones del $15 \pm 4\%$, correspondiente a $\Delta v = [-120 - 100]$ km/s, $8.9 \pm 2.1\%$, correspondiente a $\Delta v = [\pm 200]$ km/s y $5 \pm 2\%$, correspondiente a $\Delta v = [-320 - 200]$ km/s (ver Tabla 1).

2.1. Simulación

Se utilizó una grilla adaptiva de 6 niveles con un máximo de resolución de $1,8 \times 10^4$ km. Se empleó un dominio computacional de $7,4 \times 10^7$ km (0,49 UA), $1,85 \times 10^7$ km y $7,4 \times 10^7$ km en las direcciones x, y, z, respectivamente.

La estrella y el planeta se simularon como un viento isotrópico. La estrella se ubica en el centro del dominio computacional, con un \dot{M}_* de $9,0 \times 10^{-14} M_\odot/\text{año}$ (correspondiente a un flujo de iones de $5,2 \times 10^{-36} \text{ s}^{-1}$). El viento estelar se varió de 400 a 1200 km/s (ver Tabla 1). El planeta orbita en el plano xy y su viento tienen una velocidad de 42 km/s (velocidad de escape), orbitando en el plano xy.

3. Conclusiones

Los modelos propuestos barren valores de v_e dentro del rango aceptado para el Sol. A cada modelo se le ajustó el valor de \dot{m}_p , para obtener una absorción del 5% en Ly- α (semejante al $5 \pm 2\%$ obtenido en el trabajo de Vidal-Madjar et al. (2004)), dentro de

Modelo	v km/s	\dot{M}_p $10^{-16} M_\odot/\text{año}$ (10^{10}g/s)	Δt h	$1 - I/I_*$ (%)		
				$[-320 - 200]$ km/s	$[\pm 200]$ km/s	$[-120 - 100]$ km/s
M1A	400	0.4149 - (0.26)	29.4	5.1	6.6	11.5
M1B	400	0.7884 - (0.5)	30.5	9.5	12.2	20.2
M1C	400	1.1826 - (0.75)	31.7	11.9	15.3	25.4
M1D	400	1.5768 - (1)	32.2	13.4	17.3	28.8
M2A	800	0.82125 - (0.52)	4.4	4.7	6.1	10.6
M2B	800	1.5768 - (1)	7.8	9.6	12.3	19.8
M2C	800	3.1536 - (2)	12.2	16.1	20.6	30.8
M3A	1200	1.5768 - (1)	4.4	4.9	6.4	11.1
M3B	1200	2.3652 - (1.5)	6.1	9.1	11.6	18.3
M3C	1200	3.1536 - (2)	8.3	13.9	17.7	25.8

Tabla 1. Modelos de vientos estelares. Los rangos de velocidad hacen referencia al ancho de la línea considerado, donde $[-320 - 200]$ km/s es toda la línea y $[-120 - 100]$ km/s es el centro de la línea.

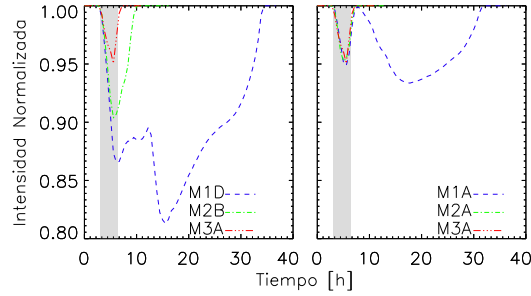


Figura 1. Intensidad normalizada de la línea Ly- α en función del tiempo para un valor fijo de \dot{m}_p (izquierda) y para distintos \dot{m}_p que proporcionan un valor de absorción del 5 % (derecha).

un rango de integración correspondiente a $\Delta v = [-320 - 200]$ km/s (todo el ancho de la línea). Seguidamente, se calculó la absorción para el centro de la línea ($[-120 - 100]$ km/s) y para un ancho intermedio ($[\pm 200]$ km/s), como en los trabajos de Vidal-Madjar et al. (2003) y Ben-Jaffel (2007), donde se encontraron absorciones del $15 \pm 4\%$ y $8,9 \pm 2,1\%$, respectivamente.

Los resultados obtenidos se presentan en la Tabla 1. Allí puede verse que todos los valores v_e contemplados pueden reproducir los valores de absorción observados dentro del error de los distintos anchos de línea.

Esto refuerza lo argumentado por Vidal-Madjar et al. (2008) sobre las discrepancias en los valores de absorción en Ly- α obtenidos por Vidal-Madjar et al. (2003) y por Ben-Jaffel (2007). Es decir, el valor de absorción depende del rango de integración usado para calcularla. La Figura 1 muestra la intensidad normalizada de la línea Ly- α para 3 modelos con el mismo \dot{m}_p (izquierda) y para distintos \dot{m}_p que ajustan el 5 % de absorción (derecha). Del panel izquierdo deducimos que el tiempo de tránsito y la profundidad de la línea aumentan a medida que crece el valor de v_e . En ambos paneles se aprecia que el modelo de $v_e = 400$ km/s presenta dos mínimos de absorción. Esto es debido a la estructura dinámica de la cola cometaria que, como se observa en el gráfico del escalár pasivo en el panel derecho de la Figura 2, presenta un estrangulamiento en la dirección de la visual.

Considerando aquellos modelos que ajustan las absorciones observadas para cada ancho de línea y teniendo en cuenta que el tiempo de tránsito planetario es de aproxima-

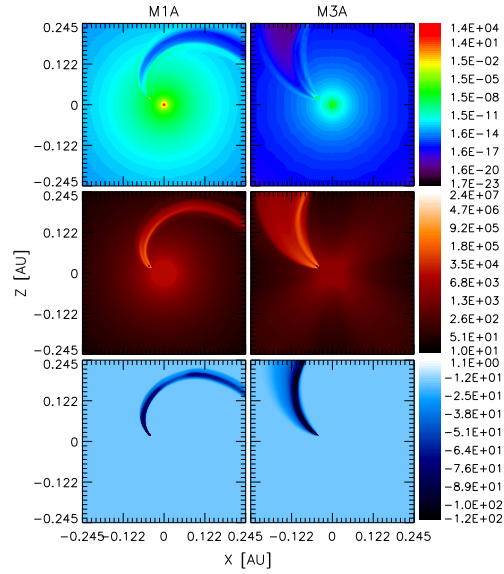


Figura 2. Cortes en el plano orbital de la simulación 3D correspondiente a los modelos M1A (derecha) y M3A (izquierda) donde se muestran los mapas de densidad (panel superior), temperatura (panel intermedio) y escalar pasivo (panel inferior).

damente 4 h, los modelos que mejor aproximan el escenario del sistema HD 209458 son: M2A y M3A. Una manera de discernir entre estos dos modelos sería utilizar la asimetría del perfil de absorción de $\text{Ly-}\alpha$.

Para los modelos elegidos, el rango de \dot{m}_p obtenido, $(0.5 - 1.0) \times 10^{10}$ gr/s, está por debajo del propuesto en la literatura $\sim (3 - 7) \times 10^{10}$ gr/s, a pesar de que las v_e barridas están en un rango muy acotado.

Referencias

- Ben-Jaffel, L. 2007, ApJ, 671, L61
 Linsky, J. L. et al. 2010, ApJ, 717, 1291
 Raga, A. C., Navarro González, R. & Villagran Muñoz. 2000, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 36, 67
 Schneider, J. et al. 1998, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 134, 241
 Schneider, M. et al. 2007, ApJ, 671, L57
 Vidal-Madjar, A. et al. 2003, Nat, 422, 143
 Vidal-Madjar, A. et al. 2004, ApJ, 604, L69
 Vidal-Madjar, A. et al. 2008, ApJ, 676, L57

PRESENTACIÓN MURAL

Tránsitos planetarios en estrellas del Hemisferio Sur

R. Petrucci¹, E. Jofré², M. A. Schwartz¹, A. P. Buccino¹, M. Gómez² & P. Mauas¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

Abstract. In this contribution we present 3 complete planetary transits observed with the 40-cm telescope “Horacio Ghilmetti” located in San Juan (Argentina). These objects correspond to a continuous photometric monitoring program of Southern planet host-stars that we are carrying out since mid-2011. The goal of this project is to detect additional planetary mass objects around stars with known transiting-planets through Transit Timing Variations (TTVs). For all 3 transits the depth and duration are in good agreement with the published values.

Resumen. En esta contribución presentamos las curvas de luz completas de 3 tránsitos planetarios observados con el telescopio “Horacio Ghilmetti” de 40-cm localizado en San Juan (Argentina). Estos objetos corresponden al programa de monitoreo fotométrico continuo de estrellas con planetas del Hemisferio Sur que estamos llevando a cabo desde mediados de 2011. El propósito de este proyecto es detectar objetos de masa planetaria adicionales alrededor de estrellas con planetas transitantes, ya conocidos por medio de variaciones en los tiempos de mínimo (TTVs). Para las 3 curvas de luz obtenidas, tanto la profundidad como la duración, están en buen acuerdo con los valores publicados.

1. Introducción

Hasta el momento, más de 700 planetas extrasolares han sido detectados por medio de diferentes técnicas. En particular, los métodos de velocidad radial y de tránsitos planetarios, son los que han provisto el mayor número de detecciones. Por un lado, la medición de variaciones en las velocidades radiales estelares permite conocer el período orbital, la excentricidad y la masa mínima del planeta; mientras que a partir de la observación de tránsitos se pueden derivar la inclinación y el radio planetario relativo (cociente entre el radio del planeta y el radio de la estrella). Luego, la combinación de mediciones espectroscópicas y fotométricas, permite calcular la densidad planetaria. Sin embargo, por el momento, la principal desventaja para llevar a cabo este tipo de cálculos, es que las mediciones espectroscópicas están limitadas por la magnitud de la estrella.

En la actualidad existe otro método para la detección de planetas. Esta técnica se basa en el hecho de que si la estrella alberga un único planeta, entonces el intervalo de tiempo entre tránsitos sucesivos será siempre el mismo. Por el contrario, la presencia de otro cuerpo de masa planetaria en el sistema puede producir variaciones en el período del planeta transitante debido a la interacción gravitacional entre ambos. Es-

tas variaciones en los tiempos de mínimo o TTVs (por sus siglas en inglés “Transit Timing Variations”) son las que dan el nombre a la técnica y pueden llegar a ser del orden de decenas de minutos (Holman & Murray 2005). Cuando un planeta transitante es perturbado por uno que no transita, la fotometría nos permite obtener sólo su radio, mientras que para el perturbador, no podemos obtener el radio pero sí la masa. Es decir, la densidad planetaria no puede ser determinada para ninguno de los planetas, excepto en el caso en que el perturbador también transite. Esto significa que la técnica de TTVs podría llegar a ser la única capaz de estimar la masa y, por lo tanto, la densidad de planetas terrestres, debido a que muchas de las estrellas que constituyen las muestras de futuros relevamientos, son demasiado débiles para permitir detecciones de planetas de tipo-Tierra por medio de velocidades radiales (Holman & Murray 2005).

Motivados por los resultados que promete esta técnica, comenzamos en junio de este año un programa de monitoreo fotométrico continuo de estrellas del Hemisferio Sur, con planetas que presentan tránsitos, con el fin de detectar variaciones en los tiempos centrales de los mismos. Específicamente, en esta contribución presentamos las curvas de luz completas de 3 tránsitos planetarios.

2. Adquisición y reducción de las imágenes

Para llevar a cabo este trabajo, estamos utilizando un telescopio MEADE de 40-cm de diámetro, localizado en el Cerro Bureck dentro del Complejo Astronómico El Leoncito (San Juan). Este instrumento, con razón focal $f/8$, consiste de un sistema óptico Ritchey-Cretien “advanced” que permite reducir la coma en las imágenes, y presenta una resolución teórica de 0.28 segundos de arco. El telescopio cuenta además con una rueda de filtros UBVRI de Johnson y una cámara Apogee Alta U16, con un tamaño de pixel de $9 \mu\text{m}$. Si bien el tamaño del campo es de $40' \times 40'$, el área útil se reduce a $\sim 34' \times 34'$ debido al viñeteo. Actualmente, el control del observatorio es completamente remoto.

Por cada noche de observación, tomamos imágenes de calibración que se utilizan para corregir las imágenes del objeto de interés. Luego, obtenemos magnitudes instrumentales por medio de la tarea *autofot*. Ésta es una tarea que estamos desarrollando en IRAF, la cual todavía no ha sido completamente automatizada. Inicialmente, *autofot* emplea una imagen de referencia (seleccionada previamente por el usuario) para identificar en cada una de las imágenes restantes los centros de las estrellas de interés del campo. Una vez que los centros fueron identificados correctamente, obtiene para cada imagen información sobre los alrededores de cada objeto y utiliza la técnica de curvas de crecimiento (Howell 1989) para evaluar cuál es el tamaño óptimo que debe tomar la apertura. Es decir, calcula la magnitud para distintas aperturas y cuando la diferencia entre las mismas es menor o igual a 0.001, adopta esa magnitud instrumental. Al ejecutar el programa, obtenemos un archivo de salida que contiene, entre otras cosas, la magnitud instrumental y el tamaño de la apertura utilizada para cada estrella de cada imagen.

3. Obtención de las curvas de luz

En la Figura 1 mostramos los 3 primeros tránsitos planetarios completos que obtuvimos en el marco de este proyecto. Estas curvas de luz corresponden a las estrellas con pla-

netas WASP-28, WASP-44 y WASP-4, las cuales fueron observadas durante las noches del 27/8, 28/8 y 17/10 de 2011, respectivamente. Todas las observaciones fueron tomadas en el filtro “clear” para mejorar la resolución temporal y los tiempos de exposición fueron elegidos de modo que ninguna de las estrellas del campo saturara el CCD. En todos los casos, para realizar la fotometría de apertura, escogimos un radio interno para el anillo de cielo de 5 pixeles medidos desde el radio de la apertura y un espesor para el mismo también de 5 pixeles. En cada caso, para llevar a cabo la fotometría diferencial, adoptamos como estrellas de comparación aquellos objetos del campo que no presentaron variaciones superiores a la centésima de magnitud y cuyo índice de color fuera, en lo posible, similar al de la estrella de interés. Agrupamos los puntos de la curva de luz en intervalos de fase de igual duración y luego realizamos el promedio de los mismos. Finalmente, para cada curva obtuvimos el mejor ajuste a los puntos (indicado con una línea negra continua) empleando el método iterativo descrito en Poddany et al. (2010). En la Tabla 1, mostramos los valores de profundidad y duración obtenidos a partir de nuestros datos y los extraídos de la base de datos de tránsitos de planetas extrasolares¹. Incluimos, además, el valor promedio del “seeing” de cada noche.

Tabla 1. Valores de profundidad (P) y duración (D) obtenidos en este trabajo (subíndice N) y publicados en la literatura (subíndice L). La segunda y tercer columna indican la dispersión de los datos correspondientes a cada curva y el valor promedio del “seeing” de la noche.

Objeto	σ_N [mmag]	Seeing ["]	P_N [mmag]	D_N [minutos]	P_L [mmag]	D_L [minutos]
WASP-28	3.0	4.4	19.2	199.4	19.4	182.5
WASP-44	3.0	3.5	18.4	148.3	18.3	134.8
WASP-4	3.6	2.9	31.2	126.9	19.4	129.9

4. Conclusión y pasos a seguir

En las 3 curvas de luz, tanto la profundidad como la duración de los tránsitos planetarios, concuerdan con los valores publicados en la literatura, lo cual indica que los procedimientos adoptados para realizar las observaciones y la reducción de los datos son correctos. El siguiente paso es investigar y probar diferentes algoritmos para remover efectos sistemáticos. Por otra parte, en futuros trabajos emplearemos el código de Mandel & Algol (2002) para ajustar las curvas de luz. Durante los meses siguientes continuaremos con las observaciones remotas de tránsitos planetarios y comenzaremos con el análisis de variaciones en los tiempos de mínimo.

Agradecimientos. Agradecemos a todo el personal técnico de CASLEO por colaborar con el mantenimiento del telescopio y también a Pablo Perna y Matías Pereyra por brindarnos asesoramiento en los temas vinculados al software.

¹<http://var2.astro.cz/ETD>.

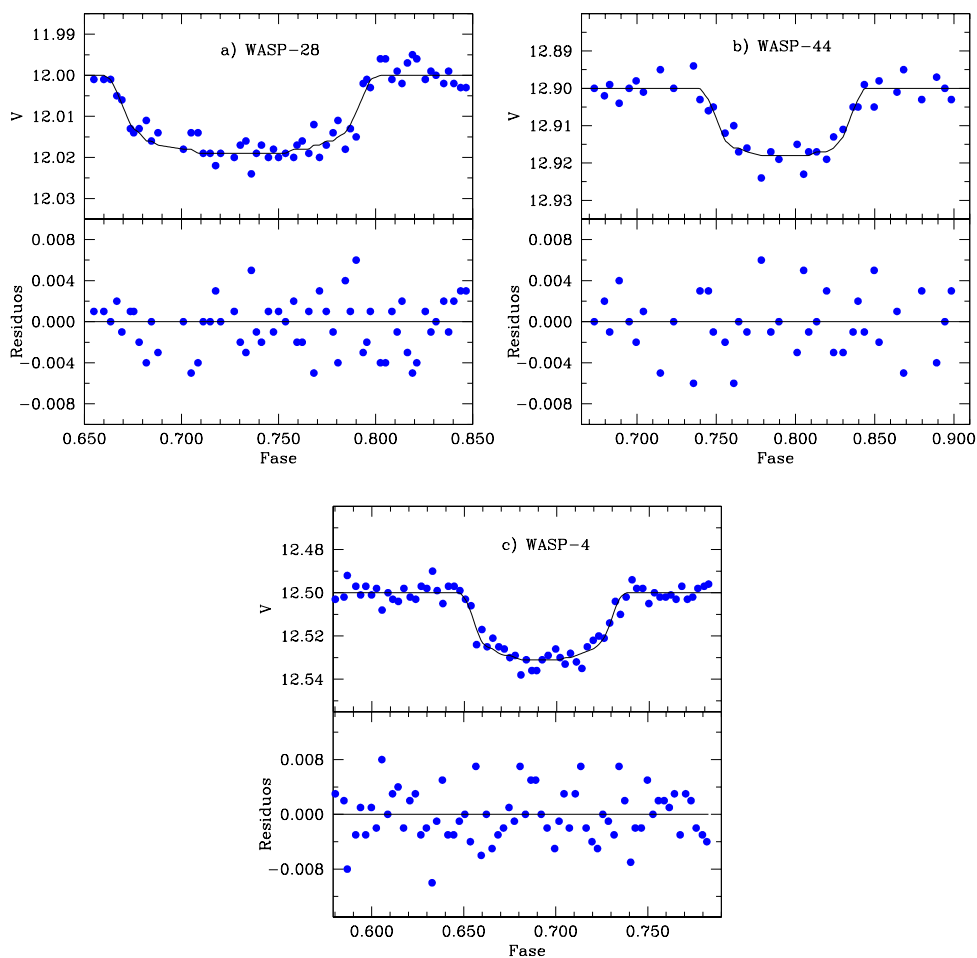


Figura 1. Curvas de luz y residuos para a) WASP-28, b) WASP-44 y c) WASP-4. En las curvas de luz, los puntos azules corresponden a las observaciones y la línea negra continua representa el mejor ajuste a los puntos.

Referencias

- Holman, M. J. & Murray, N. W. 2005, *Science*, 307, 1288
 Howell, S. B. 1989, *PASP*, 101, 616
 Mandel, K. & Agol, E. 2002, *ApJ*, 580, 171
 Poddany, S., Brat, L., Pejcha, O. 2010, *New Astron*, 15, 297

Parte IV

Astrofísica Estelar

TRABAJO INVITADO

The B[e] phenomenon and galactic dust formation

A. S. Miroshnichenko¹

(1) *University of North Carolina at Greensboro, Greensboro, NC, USA*

Abstract. Cosmic dust is very important in the evolution of the Universe, because it is used for creation of planets and ultimately life. It is partially produced in the interstellar space but also in the immediate environments of stars. Until recently, only cool stars and very luminous hot stars were considered to be dust producers. We found a new large group of Galactic hot stars with moderately low luminosities that seem to produce even more dust than the luminous hot stars. I review known types of stars that produce dust and describe properties of the newly discovered group. A detailed comparison with post-AGB objects that show some similar properties is presented. Hypotheses about the origin and the evolutionary status of this group is discussed.

Resumen. El polvo cósmico es muy importante en la evolución del Universo, porque es utilizado para la creación de planetas y de vida. Es parcialmente producido en el espacio interestelar pero también en el entorno de las estrellas. Hasta hace muy poco se consideraba que sólo las estrellas frías y las estrellas calientes muy luminosas eran responsables de producir polvo. Nosotros encontramos un nuevo grupo de estrellas calientes galácticas con luminosidades moderadas que parecen producir aún más polvo que las estrellas calientes muy luminosas. Se hace una revisión de los tipos de estrellas conocidos que producen polvo y se describen las propiedades del grupo descubierto. Se muestra una comparación detallada con objetos post-AGB que muestran similares propiedades. Se discuten algunas hipótesis sobre el origen y estado evolutivo de las estrellas de este nuevo grupo.

1. Introduction

Stars and stellar systems can be surrounded by circumstellar (CS) envelopes at various evolutionary stages. The envelopes may be a result of star formation, mass loss from a single star, or mass exchange between stellar companions in a multiple system. They may include only gaseous material or they may provide favorable conditions for dust formation. Studying the CS matter and processes that lead to its formation provide us with understanding of important issues, such as evolution of galaxies and planet formation, refine our knowledge of adjacent quiet evolutionary stages and explain the causes for evolutionary transitions. In particular, discoveries of Vega-type stars, which retain protostellar dust during most of their main-sequence lives, and Proto-Planetary Nebulae, post-AGB stars that drive earlier created CS dust into the interstellar medium,

done with the InfraRed Astronomical Satellite (IRAS) all-sky survey gave a tremendous impetus to studies of the stellar evolution and CS dust formation.

Nevertheless, not all evolutionary phenomena and not all reasons for the CS envelope formation are understood. A particularly interesting class of objects is intermediate-mass ($\sim 3\text{--}20 M_{\odot}$) stars. Many of them challenge the theory of stellar evolution by showing strong emission-line spectra and non-spherical CS envelopes. There is growing evidence that the majority of them are born in pairs (e.g., McSwain & Gies 2005) which play a key role in generating remarkable CS phenomena (e.g., in Be stars, Miroshnichenko 2011, and Planetary Nebulae, de Marco 2009), but mechanisms responsible for creation, accumulation, and temporal behavior of CS matter are still unclear. One of the long-standing puzzles of modern astrophysics is to explain the B[e] phenomenon (the simultaneous presence of forbidden lines and strong IR excess radiation due to CS dust in spectra of hot stars). This talk is mainly devoted to revealing the properties of one stellar group that exhibit this phenomenon and its possible connection to the Galactic dust production cycle.

2. Galactic dust and stars with dusty envelopes

It is currently thought that up to 90% of the dust in the Milky Way is produced by evolved cool stars. The origin of dust in these objects that have strong stellar winds is well understood. Low stellar temperatures ($T_{\text{eff}} \leq 3000$ K) allow dust sublimation (at 1500–2000 K) near the stellar surface, at high densities of CS matter (Gail & Sedlmayr 1986). Many low- and intermediate-mass stars pass through the red-giant and AGB stages, producing a lot of dust.

Dust formation may also occur near hot stars ($T_{\text{eff}} \geq 10000$ K) and has been understood only in three types of such objects: Wolf-Rayet, Luminous Blue Variables, and supergiants with the B[e] phenomenon. They are evolved massive ($\geq 30\text{--}40 M_{\odot}$) and luminous ($\log L/L_{\odot} \geq 5$) objects with extremely dense radiation-driven winds. Dust can form there due to the presence of already produced heavy elements and self-shielding of the wind parts (e.g., in clumps) from dust-destroying UV radiation (Bjorkman 1998; Curé, Rial, & Cidale 2005). However, the number of these objects is small in the Galaxy, and they cannot supply much dust even having mass loss rates comparable to those of cool stars.

There are several other classes of hot stars and stellar systems with a hot star that have CS dust in their envelopes. Pre-main-sequence Herbig Ae/Be and their descendants, main-sequence Vega-type stars retain dusty disks since the time of formation. Therefore these stars are not responsible for the formation of new dust. Symbiotic binaries (a cool giant and a degenerate companion, a neutron star or a white dwarf) and VV Cep type binaries (a cool supergiant and a hot dwarf) possess CS dust that is formed near the cool companion. Only about half objects of the latter two classes have dust in their CS envelopes.

3. Objects with the B[e] phenomenon

The largest known class of dusty objects with a hot star is objects with the B[e] phenomenon. The phenomenon was discovered by Allen & Swings (1976) in B-type stars that display forbidden (e.g., [O I], [Fe II], and [N II]) and permitted emission

lines (e.g., H I and Fe II) along with large IR excesses due to CS dust. Lamers et al. (1998) recognized four subgroups of B[e] objects with known evolutionary status, namely: pre-main-sequence Herbig Ae/Be, symbiotic binaries (a cool giant and a white dwarf/neutron star), compact Planetary Nebulae, and supergiants. They confirmed the discoverers' suggestion that the B[e] phenomenon is found in objects at very different evolutionary stages, but with similar conditions in their CS envelopes. However, $\sim 50\%$ of the originally selected 65 Galactic objects remain unclassified.

Mostly double-peaked permitted optically-thick lines in objects of all B[e] subgroups indicate that CS gas is non-spherically distributed (e.g., Zickgraf 2003). Optically-thin forbidden lines form in low-density outer parts of the gaseous disk. Their presence suggests that the disks are large (larger than those of Be stars which lack forbidden lines and have typical sizes of $\sim 20\text{--}30$ stellar radii, e.g., Bjorkman et al. 2002). The dust can form at distances of ≥ 100 stellar radii from the hot central star, but this process is only efficient if the stellar wind is strong or there is a mechanism of the material accumulation near the star.

Reasons for dust formation are known for all four above mentioned groups of objects with the B[e] phenomenon. It forms near cool giants in symbiotic binaries; in Planetary Nebulae it is left from the previous, AGB stage; B[e] supergiants have very dense stellar winds; and Herbig Ae/Be stars get it from ambient molecular clouds. Studies of the B[e] phenomenon suggest that the nature and evolutionary status as well as mass loss and dust formation mechanisms are the least understood in the unclassified objects.

4. FS CMA objects and their properties

The original unclassified objects (Miroshnichenko 2007) and ~ 40 new ones found by Miroshnichenko et al. (2007, 2011) form the FS CMA group. The main group properties are described below.

1. A steep decrease of the IR flux at $\lambda \geq 10\mu\text{m}$ (Figure 1), unusual in hot stars that emit enough high-energy photons to warm even distant CS dust. This suggests that the dusty envelopes are compact.
2. An extremely strong line emission. The H α line equivalent width is over 100 \AA in the spectra of the majority of the group objects, up to $\sim 700\text{ \AA}$ in a few strongest line emitters (e.g., MWC 17, FBS 0022–021, Figure 2). It is accompanied by free-free and free-bound radiation that veils the stellar spectra. In addition, the CS distortion of the optical brightness can be up to $\pm 1\text{mag}$, depending on the system's geometry and the tilt to the line of sight (Miroshnichenko et al. 2005, Carciofi et al. 2006).
3. The luminosity range. It was revealed primarily from our high-resolution spectroscopy that allowed us to derive kinematical distances toward ~ 20 FS CMA objects (Figure 3). Even taking into account the above mentioned effect of CS veiling, it becomes clear they can be intrinsically much less luminous than B[e] supergiants. Their location near main-sequence but over a wide range in luminosity ($2.5 \leq \log L/L_{\odot} \leq 4.5$) suggests that CS dust near hot stars is much more common than previously thought.

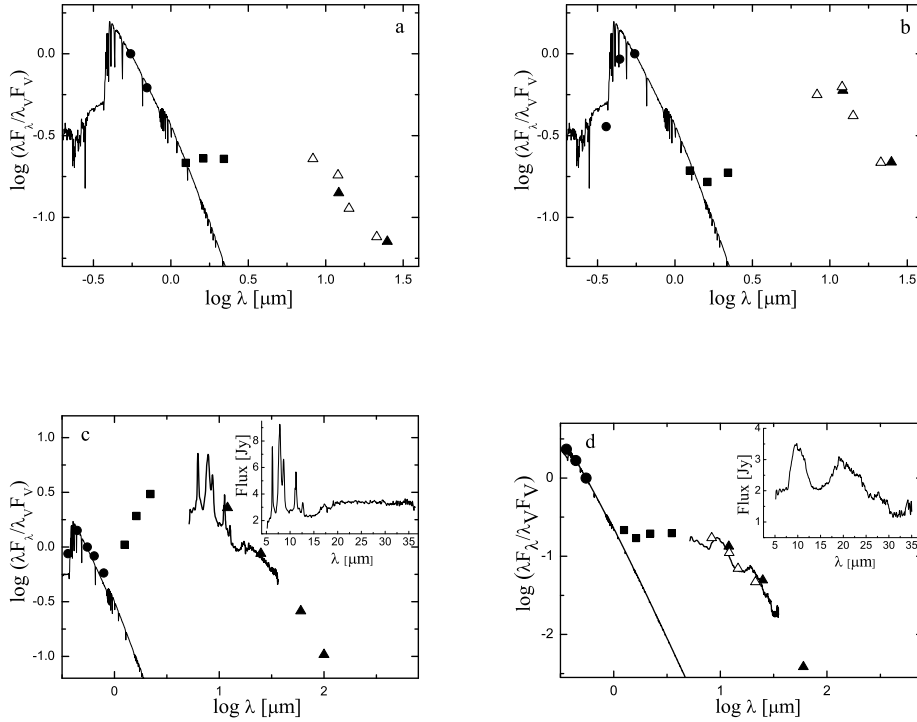


Figure 1. Upper panels: Spectral energy distributions of two recently discovered objects (a – IRAS 21095+4726, b – IRAS 02110+6212) with published photometric data. These data were first presented in Miroshnichenko et al. (2010). Lower panels: Spectral energy distributions of two group objects observed with the Spitzer Space Observatory (c – IRAS 07080+0605, d – IRAS 07370–2438). Symbols: filled circles – optical photometry, squares – near-IR *JHK* photometry from the 2MASS survey (Cutri et al. 2003), open triangles – MSX data (8–21 μm , Egan et al. 2003), and filled triangles – IRAS data (12 and 25 μm). Solid lines show a Kurucz (1993) model atmosphere for dwarfs with $T_{\text{eff}} = 8500$ K (panels a and b), 9500 K (panel c), and 16000 K (panel d). Spitzer data are also shown by solid lines in panels c and d (both main area and insets). The data are dereddened using an average Galactic interstellar extinction law (Savage & Mathis 1979) and spectral type estimates from the literature.

Let us now consider the major problem in understanding of this group – its evolutionary status. We have put some constraints on it by elimination of several possibilities. There are only two classes of hot dusty objects in their region of the Hertzsprung-Russell diagram: pre-main-sequence Herbig Ae/Be stars and post-AGB Proto-Planetary nebulae. Unlike the FS CMa objects, pre-main-sequence stars possess larger dusty disks/envelopes, exhibit stronger far-IR excesses and retain them longer than the near-IR excesses (Miroshnichenko et al. 1996, Malfait et al. 1998). Only exposure to UV radiation from nearby stars in star-forming regions could destroy cold dust first (Hollenbach & Adams 2004), and FS CMa objects are not found in such regions.

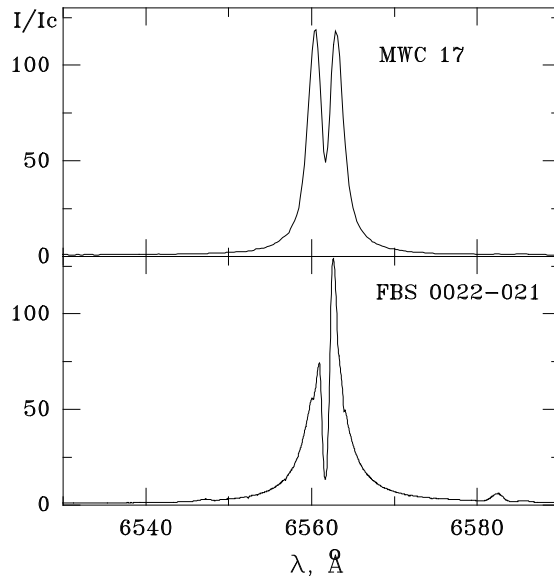


Figure 2. FS CMA objects with the strongest $H\alpha$ lines. The equivalent widths are over 700 \AA . Intensities are normalized to the continuum, and wavelengths are shown in Angströms. Most other group objects exhibit the line equivalent widths in excess of 200 \AA .

Similarly, post-AGB stars do not match well with the observed properties of FS CMA objects. Post-AGB stars with initial masses of $\geq 5 M_{\odot}$ evolve so fast that spectral changes due to increasing T_{eff} can be detected within a decade (Blöcker 1995, see Figure 3). Additionally, their IR spectral energy distributions (SEDs) typically peak at $\lambda \geq 30 \mu\text{m}$. Neither of these features is observed in FS CMA objects (Miroshnichenko 2007). Low-mass ($\leq 1 M_{\odot}$) post-AGB RV Tau stars evolve very slow and pass through the T_{eff} range of B-type stars still retaining hot dust. They even occupy the same region of the IRAS color-color diagram as the FS CMA objects. However, RV Tau stars exhibit much weaker line emission, and the groups can be separated using near-IR colors (Miroshnichenko et al. 2007). Furthermore, hot stars in the FS CMA objects do not show obvious signs of evolution, such as spectral lines of heavy elements as seen in post-AGB binaries (Gielen et al. 2009), and are unlikely to be descendants of cooler post-AGB objects with circumbinary dusty disks (Van Winckel 2007).

Until recently we thought that some FS CMA objects might be intermediate-mass post-AGB stars (Miroshnichenko et al. 2009). However, a study of 326 Proto-Planetary Nebulae (Szczzerba et al. 2007) shows that only seven out of 41 B- or A-type objects with IRAS data satisfy the photometric criteria for FS CMA objects (Miroshnichenko et al. 2007), but only one (that is also an FS CMA object candidate MWC 939) exhibits strong line emission.

An unlikely, but possible explanation is that the FS CMA group consists of unevolved $\sim 2\text{--}20 M_{\odot}$ single stars that undergo episodes of strong mass loss, the causes of which are not predicted by the current theory of stellar evolution. We found that mass loss rates of $\dot{M} \geq 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, which are predicted only for single supergiants with $L \geq 10^5 L_{\odot}$ (Vink et al. 2001), are required to explain the Balmer line strengths in most FS CMA objects (Miroshnichenko 2008, Carciofi et al. 2010).

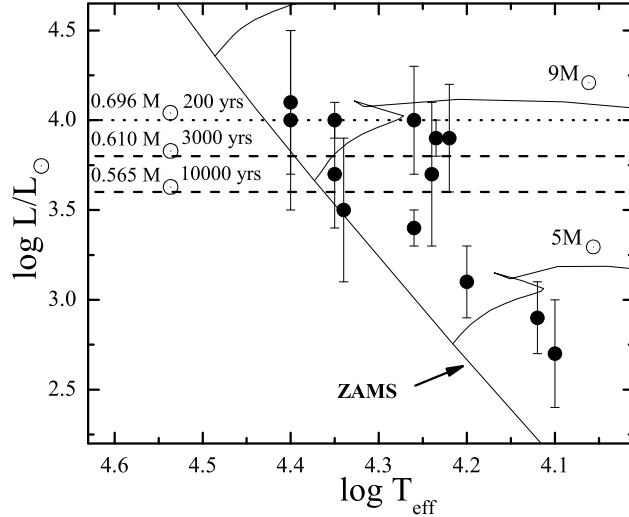


Figure 3. A part of the Hertzsprung-Russell diagram with positions of FS CMA objects with known fundamental parameters (Miroshnichenko 2007, Miroshnichenko et al. 2007a). Solid lines represent the Zero-Age Main-Sequence (ZAMS) and evolutionary tracks of single stars (Schaller et al. 1992) marked with initial masses. Dashed-lines show evolutionary tracks of post-AGB stars (Blöcker 1995). The post-AGB tracks are labeled with a stellar remnant mass and an approximate time period during which these objects cross the shown interval of effective temperatures.

5. Binarity

We believe that a more likely cause for the large amount of CS matter near the FS CMA objects is mass transfer in binary systems. It is currently unclear that this is the case, but our observations have already detected companion stars. Ten objects show signatures of a cool or a degenerate (neutron star or white dwarf, CI Cam) companion. Several other objects exhibit radial velocity variations or spectral features that may be attributed to orbital motion. Companions in a few more were detected through spectro-astrometry (e.g., FS CMA and HD 50138, Baines et al. 2006) or interferometry (HD 87643, Millour et al. 2009). In all cases but one (MWC 623, Zickgraf 2001), the B-type primaries are more luminous ($\Delta V \geq 2$ mag) than the secondaries.

There are additional arguments to support the binary nature of the FS CMA objects. In binaries, CS gas may accumulate in the companions' Roche lobes and circumbinary area, making the density sufficient for dust formation. Theoretical studies of intermediate-mass binaries (Wellstein et al. 2001, Van Rensbergen et al. 2008) predict periods of rapid mass transfer (up to $\sim 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ due to a Roche lobe overflow), when the star that gains mass cannot accept all of it. Nevertheless, FS CMA binaries do not seem to fill their Roche lobes. If the hot companion fills its Roche lobe, there is no space for CS gas that gives rise to the line emission (as in Be/X-ray binaries, Reig et

al. 1997). In the opposite case, the cool companion would be brighter than the hot one. Therefore, the group may represent a phase when the mass transfer is over, but the CS matter is still bound to the system.

6. Dust production

The contribution of hot stars to the Galactic dust production is estimated to be next to nothing (Gehrz 1989). For example, 24 known dust-producing Wolf-Rayet stars may account for $\sim 1\%$ of the dust, and B-type stars were not even considered as dust producers. However, these estimates have not been updated during the last 20 years. The large luminosity and mass range of the FS CMA objects suggests that they should largely (by a factor of 100) outnumber more massive Wolf-Rayet stars and create a noticeable amount of Galactic CS dust.

In order to find out how much dust is produced by FS CMA objects, their observed parameters (e.g., spectral energy distributions, spectral line profiles, polarization parameters) need to be carefully modeled. The first group object whose spectral energy distribution and Blamer line profiles we successfully modeled with the HDUST code introduced by Carciofi & Bjorkman (2006) is IRAS 00470+6429 (Carciofi et al. 2010).

The derived stellar parameters for a statistically significant sample of the group objects then need to be compared with evolutionary tracks for both single stars (e.g., Meynet & Maeder 2000) and binary systems (e.g., Van Rensbergen et al. 2006, 2008). The derived amount of CS dust produced by the objects will be added to recent data for dust production by various stellar populations to refine the relative dust production rates in the Galaxy, as it was done by Gehrz (1989) and by Matsuura et al. (2009) for the LMC.

In order to constrain the dust chemical composition in FS CMA objects, we observed 25 group members and candidates with the Spitzer Space Telescope IR spectrometer IRS. Silicate emission features were detected in all observed objects except for IRAS 07080+0605 (Fig. 1c). The structure of the $10\text{-}\mu\text{m}$ feature and presence of forsterite bands at 23.3, 27.8, and $33.7\ \mu\text{m}$ suggest that the dust was formed some time ago and already processed by stellar radiation. Objects with late-B/early-A spectral type stars also exhibit emission features which are attributed to Polycyclic Aromatic Hydrocarbons (Leger & Puget 1984) or to Small Carbonaceous Molecules (Bernstein & Lynch 2009). The IR flux level of all the objects is comparable with that of earlier observations (MSX, IRAS).

7. Conclusions and future studies

Summarizing our previous studies, it becomes clear that the FS CMA group is not the original “zoo” of emission-line stars with dusty environments (Allen & Swings 1976, Lamers et al. 1998). The above analysis shows that there are only two known possibilities for their nature and evolutionary status. Our results suggest that we discovered a new manifestation of the B[e] phenomenon and expanded the range of hot star luminosity that allows CS dust formation by ~ 2 orders of magnitude than previously thought.

The FS CMA group is already the largest (currently ~ 70 objects) among those of Galactic hot stars with CS dust (e.g., ~ 20 Luminous Blue Variables, ~ 50 Herbig

Be stars, ~ 40 B-type post-AGB stars are known) and will grow larger as we continue searching for its members in available catalogs. Initial selection of candidates is based on photometric criteria (Miroshnichenko et al. 2007). The candidates are then observed spectroscopically at low-resolution to check for the presence of the B[e] phenomenon. Properties of the objects that exhibit this phenomenon are further studied with high-resolution spectroscopy (spectral line content to constrain the temperature and luminosity, radial velocity to determine kinematical distance) and multicolor photometry (to determine the spectral energy distribution). Finally, the object's observed properties are modeled to determine physical parameters of the stellar and CS components (e.g., Carciofi et al. 2010).

Agradecimientos. I would like to acknowledge a great help from my colleagues who is making this research ongoing and productive. I thank Hugo Levato and Monica Grosso (ICATE-CONICET, San Juan, Argentina), Sergey Zharikov (Univ. National Autónoma de México, Ensenada, México), Nadine Manset (CFHT Corp., Kamuela, HI, USA), Alex Carciofi (Univ. of São Paulo, Brazil), Valentina Klochkova and Eugene Chentsov (Special Astrophysical Observatory, Nizhnyj Arkhyz, Russia), Richard Rudy (Aerospace Corp., Los Angeles, CA, USA), Corinne Rossi (Univ. La Sapienza, Roma, Italy), Francesco Polcaro (Inst. di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica, Roma, Italy), Karen and Jon Bjorkman (Univ. of Toledo, Toledo, OH, USA), Richard Gray (Appalachian State Univ., Boone, NC, USA), Konstantin Grankin (Crimean Astrophys. Obs., Nauchny, Ukraine), Anatoly Kusakin (Sternberg Inst. of the Moscow State Univ., Moscow, Russia), and Kenesken Kuratov (Fesenkov Astrophysical Inst., Almaty, Kazakhstan). I also acknowledge travel support from the American Astronomical Society.

References

- Allen, D.A. & Swings, J.-P. 1976, *A&A*, 47, 293
 Baines, D., Oudmaijer, R.D., Porter, J.M. & Pozzo, M. 2006, *MNRAS*, 367, 737
 Bernstein, L. & Lynch, D.K. 2009, *ApJ*, 704, 226
 Bjorkman, J.E. 1998, in *B[e] stars*, eds. A.-M. Hubert and C. Jaschek, 189
 Bjorkman, K.S., Miroshnichenko, A.S., McDavid, D.A. & Pogrosheva, T.M. 2002, *ApJ*, 573, 812
 Blöcker, T. 1995, *A&A*, 299, 755
 Carciofi, A.C. & Bjorkman, J.E. 2006, *ApJ*, 639, 1081
 Carciofi, A.C., Miroshnichenko, A.S., Kusakin, A.V. et al. 2006, *ApJ*, 652, 1617
 Carciofi, A.C., Miroshnichenko, A.S. & Bjorkman, J.E. 2010, *ApJ*, 721, 1079
 Curé, M., Rial, D.F. & Cidale, L. 2005, *A&A*, 437, 929
 Cutri, R.M., Skrutskie, M.F., van Dyk, S. et al. 2003, *CDS/ADC Collection of Electronic Catalogues*, 2246
 de Marco, O. 2009, *PASP*, 121, 316
 Egan, M.P., Price, S.D., Kraemer, K.E. et al. 2003, *AFRL-VS-TR-2003-1589*
 Gail, H.-P. & Seldmayr, E. 1986, *A&A*, 166, 225
 Gehrz, R.D. 1989, *Proc. IAU Symp.* 135, 445
 Gielen, C., Van Winckel, H., Min, M., Waters, L.B.F.M. & Lloyd Evans, T. 2009, *A&A*, 490, 725

- Hollenbach, D., & Adams, F.C. 2004, ASP Conf. Ser., 324, 168
- Kurucz, R.L. 1993, Smithsonian Astrophys. Observ., CD-ROM No. 13
- Lamers, H.J.G.L.M., Zickgraf, F.-J., de Winter, D., Houziaux, L. & Zorec, J. 1998, A&A, 340, 117
- Leger, A. & Puget, J.L. 1984, A&A, 137, 5
- Malfait, K., Bogaert, E. & Waelkens, C. 1998, A&A, 331, 211
- Matsuura, M., Barlow, M.J., Zijlstra, A.A. et al. 2009, MNRAS, 396, 918
- Meynet, G. & Maeder, A. 2000, A&A, 361, 101
- McSwain, M.V. & Gies, D.R. 2005, ApJS, 161, 118
- Millour, F., Chesneau, O., Borges Fernandes, M. et al. 2009, A&A, 507, 317
- Miroshnichenko, A.S. 2007, ApJ, 667, 497
- Miroshnichenko, A.S. 2008, ASP Conf. Ser., 388, 205
- Miroshnichenko, A.S. 2011, Proc. IAU Symp. 272, 304
- Miroshnichenko, A.S., Bergner, Yu.K., Kuratov, K.S., Mukanov, D.B. & Sheikina, T.A. 1996, Astron. Reports, 40, 509
- Miroshnichenko, A.S., Bjorkman, K.S., Grosso, M. et al. 2005, MNRAS, 364, 335
- Miroshnichenko, A.S., Manset, N., Kusakin, A.V. et al. 2007, ApJ, 671, 828
- Miroshnichenko, A.S., Chentsov, E.L., Klochkova, V.G. et al. 2009, ApJ, 700, 209
- Miroshnichenko, A.S., Polcaro, V.F., Rossi, C., Zharikov, S.V. & Gray, R.O. 2010, AAS, 215, 425.23
- Miroshnichenko, A.S., Manset, N., Polcaro, V.F., Rossi, C., & Zharikov, S.V. 2011, Proc. IAU Symp. 272, 260
- Reig, P., Fabregat, J., & Coe, M.J. 1997, A&A, 322, 193
- Savage, B.D. & Mathis, J.S. 1979, ARA&A, 17, 73
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. & Maeder, A. 1992, A&AS, 96, 269
- Szczerba, R., Siódmiak, N., Stasińska, G. & Borkowski, J. 2007, A&A, 469, 799
- Van Rensbergen, W., De Loore, C. & Jansen, K. 2006, A&A, 446, 1071
- van Rensbergen, W., De Greve, J.P., De Loore, C. & Mennekens, N. 2008, A&A, 487, 1129
- Van Winckel, H. 2007, Baltic Astronomy, 16, 112
- Vink, J.S., de Koter, A. & Lamers, H.J.G.L.M. 2001, A&A, 369, 574
- Wellstein, S., Langer, N. & Braun, H. 2001, A&A, 369, 939
- Zickgraf, F.-J. 2001, A&A, 375, 122
- Zickgraf, F.-J. 2003, A&A, 408, 257

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio de la binaria simbiótica CD -43°14304

B. Montané¹, C. Quiroga^{1,2}, E. Brandi^{1,2,3}, L. G. García^{1,2} & O. E. Ferrer^{1,4}

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica La Plata (IALP)- CCT La Plata-UNLP

(3) Comisión de Investigaciones Científicas de la Prov. de Buenos Aires (CIC)

(4) CONICET

Abstract. We present a spectroscopic study of the symbiotic binary CD -43°14304. We analyze flux and equivalent width variations along the orbital phases. Spectral changes also suggest a possible activity of the hot component. We discuss the structure of the profiles in the emission lines of H I, He I, He II, [O III], Raman band λ 6825 and ions of high excitation. Physical parameters of the hot component and the spectral type of giant are also presented.

Resumen. Se presenta un estudio espectroscópico de la binaria simbiótica CD -43°14304. Se analiza la variación de flujos y anchos equivalentes en función de la fase orbital. Se observan también algunos cambios espectrales que sugieren una posible época de actividad de la componente caliente. Se discute la estructura de los perfiles de las líneas de emisión de H I, He I, He II, [O III], la banda Raman λ 6825 y las emisiones de alta excitación. Asimismo se calcularon los parámetros físicos de la componente caliente y el tipo espectral de la gigante.

1. Introducción

Las estrellas simbióticas son binarias interactuantes de largo período compuestas por una estrella gigante fría que transfiere materia hacia una compañera caliente (en la mayoría de los casos una enana blanca) y una nebulosa ionizada que rodea el sistema.

CD -43°14304 es un sistema simbiótico amarillo tipo S, compuesto por una enana blanca y una gigante de tipo espectral entre K5-M0 (Schulte-Ladbeck, 1988) y K2 (Pereira & Roig, 2009). Distintos valores de extinción interestelar han sido propuestos, variando desde $E_{B-V} \leq 0.2$ (Schmid & Nussbaumer, 1993) hasta $E_{B-V}=0.76$ (Luna & Costa, 2005). Schmid & Nussbaumer (1993) determinaron una temperatura de la componente caliente de $T = 110\,000$ a partir de espectros en el ultravioleta y el óptico. Schmid et al. (1998) determinaron la curva de velocidad radial de la componente gigante, con un período de 1448 días.

2. Características espectrales

Las observaciones se realizaron entre 1995 y 2009 en CASLEO, utilizando el espectrógrafo Echelle REOSC (CCD TEK) en dispersión cruzada, adosado al telescopio de 2.15 m Jorge Sahade.

Los espectros muestran un continuo bien definido, con la presencia de bandas de absorción de TiO e intensas líneas de emisión de HI, HeI, FeII, HeII y las bandas Raman $\lambda 6825$ y $\lambda 7082$ (ésta última considerablemente más débil que la primera y desapareciendo en algunos espectros), y emisiones prohibidas de [OIII], [CaVII] y [FeVII]. Las dos últimas son comunes en sistemas que presentan las bandas de emisión Raman y/o en los casos que los sistemas simbióticos han sufrido algún tipo de erupción. En cada uno de los espectros se midió el ancho equivalente y el flujo para cada una de las líneas de emisión presentes. Para el análisis del sistema se utilizó la efemérides de Schmid et al. (1998), donde la fase cero corresponde a la época de máxima velocidad radial de la componente gigante.

3. Estructura de los perfiles de emisión

La mayoría de las líneas son relativamente angostas y simétricas. En esta sección se analizarán los perfiles de aquellas que no lo son.

La Figura 1 es una muestra representativa de la estructura de los perfiles de $H\alpha$. Estos muestran considerables cambios tanto en intensidad como en la forma de los mismos. Se observan dos claras componentes, siendo el pico azul más débil o de igual intensidad que el rojo. El pico azul permanece prácticamente constante a lo largo de todo el ciclo orbital, mientras que la intensidad del pico rojo parece estar relacionado con la fase orbital, mostrando las mayores intensidades entre las fases 0.110 y 0.347, excepto en agosto de 2001 (fase 0.284) donde se observa una intensidad mucho menor. Schmid et. al. (1998) observaron un comportamiento similar de $H\alpha$ y lo explican mediante un efecto de ocultamiento de esta línea, el cual depende de la orientación de la binaria.

Las bandas de emisión Raman $\lambda\lambda 6825, 7082$ se forman por dispersión Raman de fotones de OVI $\lambda\lambda 1032, 1038$ con átomos de HI (Schmid 1989). La Figura 2 muestra los perfiles más representativos de la banda $\lambda 6825$. Se observa que son asimétricos, siendo considerablemente más intensos hacia el rojo. La estructura de los perfiles no muestra grandes cambios en nuestras observaciones. El ancho equivalente está relacionado con el movimiento orbital, siendo máximo cuando la componente caliente está detrás de la gigante (en fase 0.75), y mínimo en la otra conjunción, con la componente caliente frente a la gigante (Figura 2). Sin embargo es de notar que esto no concuerda con el trabajo de Schmid et. al. (1998), quienes observan un máximo del ancho equivalente en las dos conjunciones.

Los perfiles de [OIII] muestran una estructura de doble pico cuyas intensidades relativas en la mayoría de los casos son iguales. Algunos de los perfiles observados parecen presentar una absorción tipo P-Cygni. Las intensidades son muy variables e independientes del movimiento orbital, llegando incluso a desaparecer en uno de nuestros espectros.

4. Parámetros estelares

Los espectros analizados en este trabajo permiten obtener el tipo espectral de la gigante usando el índice de absorción molecular TiO_1 dado por Kenyon & Fernández Castro (1987). Los resultados muestran variaciones que corresponden a tipos espectrales entre K2 y M0. Esta dispersión en los resultados puede explicarse por la influencia de la

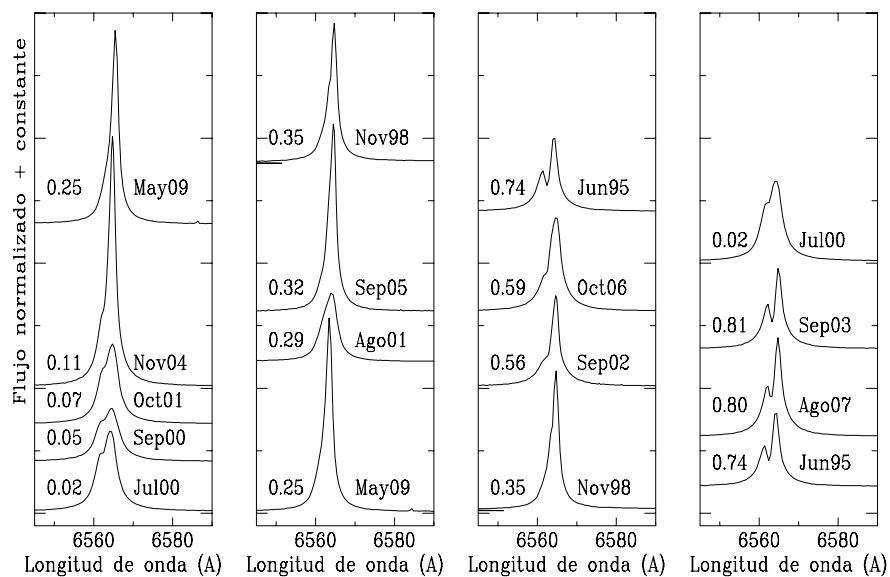


Figura 1. Muestra representativa de los perfiles de emisión de $H\alpha$ ordenados según la fase orbital. A la derecha de cada perfil se muestra la fecha de observación del espectro. Para una mejor visualización se los distribuyó en cuartos de la fase orbital.

componente caliente y de la nebulosa ionizada, así como también por la configuración geométrica del sistema.

A fin de determinar la temperatura y luminosidad de la componente caliente, se calculó primero la extinción interestelar usando las líneas de emisión de HeII (caso B), ya que ellas no son afectadas por efectos de autoabsorción, obteniéndose $E_{B-V}=0.29$. Luego, se corrigió por enrojecimiento los flujos de las emisiones de $H\beta$, HeII $\lambda 4686$ y HeI $\lambda 4471$, y usando los métodos sugeridos por Iijima (1981) Kenyon et. al. (1991), se obtuvo para la componente caliente una temperatura de 130 000 K y una luminosidad de $1400 L_{sol}$.

5. Discusión y conclusiones

A partir del análisis realizado, se puede concluir:

- Se confirma una correlación entre la intensidad del pico rojo de $H\alpha$ y el movimiento orbital del sistema.
- La diferencia que presenta entre este trabajo y los anteriores el comportamiento del ancho equivalente de la banda de Raman con la fase orbital, sugiere que las variaciones del mismo no pueden estar relacionadas sólo con el movimiento orbital sino con cambios en la región de formación de dicha banda. Además, los cambios en las emisiones de [OIII], que incluyen la desaparición de la misma, podrían ser atribuidos a algún tipo de actividad de la componente caliente.

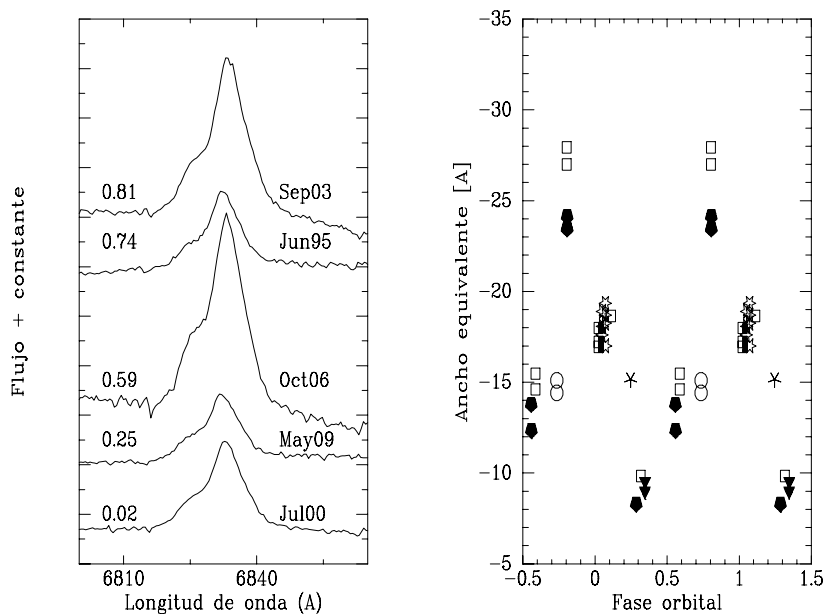


Figura 2. *Izquierda:* Muestra representativa de los perfiles de emisión de la banda Raman $\lambda 6825$.

Derecha: Anchos equivalente de la banda Raman en función de la fase orbital. Distintos símbolos corresponden a distintos ciclos orbitales.

- La componente gigante tiene un tipo espectral tan tardío como M0. La temperatura de la componente caliente es de 130 000 K y su luminosidad es de $1400 L_{sol}$. Estos valores están en buen acuerdo con los hallados por Schmid & Nussbaumer (1993).

Referencias

- Iijima, T., 1981, en *Photometric and Spectroscopic Binary Systems*, eds E. B. Carling, Z. Kopal, Reidel, p.517
- Kenyon & Fernández Castro, 1987, *AJ*, 93, 938
- Kenyon, S. J., Oliverson, N. A., Mikolajewska, J., et. al. 1991, *AJ*, 101, 637.
- Luna, G.J.M & Costa, R.D.D, 2005, *A&A*, 435, 1087
- Pereira, C.B & Roig, F., 2009, *AJ*, 137, 118
- Schmid H.M., & Nussbaumer, H, 1993, *A&A*, 268, 159
- Schmid H.M., Dumm, T., Murset, U., Nussbaumer, H., Schild, H.; Schmutz, W. 1998, *A&A*, 329, 986-990.
- Schulte-Ladbeck, R.E. 1988, *A&A*, 189, 97

PRESENTACIÓN MURAL

Formal proof of the Flowers-Ruderman instability mechanism in magnetic stars

P. Marchant¹, A. Reisenegger¹ & T. Akgün^{1,2}

(1) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Casilla 306, Santiago, Chile*

(2) *Barcelona Supercomputing Center - Centro Nacional de Supercomputación, C/ Gran Capità 2-4, Barcelona, 08034, Spain*

Abstract. It has been known for decades that stable magnetic fields exist on some stars. However, it has not been possible to construct analytically a field configuration that can be proved to be stable. It is then constructive to study general processes that can drive an instability, since this can provide clues on how to construct an equilibrium. An example of this was given in 1977, when Flowers and Ruderman described a perturbation that destabilized a purely dipolar magnetic field. They considered the effect of cutting the star in half along a plane parallel to the symmetry axis and rotating each half 90° in opposite directions, which would cause the energy of the magnetic field in the exterior of the star to be greatly reduced. We formally solve for the energy of the external magnetic field and check that it decreases monotonously along the entire rotation. Finally, we consider the stabilizing effect of adding a toroidal field by studying the internal energy perturbation when the rotation is not done along a sharp cut, but with a continuous displacement field that switches the direction of rotation across a region of small but finite width.

Resumen. Se ha sabido por décadas que campos magnéticos estables existen en algunas estrellas. Sin embargo, no ha sido posible construir analíticamente un campo cuya estabilidad pueda ser demostrada. Es entonces constructivo estudiar procesos generales que pueden conducir a una inestabilidad, ya que éstos pueden entregar claves sobre cómo construir un equilibrio. Un ejemplo de esto fue dado en 1977, cuando Flowers y Ruderman describieron una perturbación que desestabiliza un campo puramente dipolar. Ellos consideraron el efecto de cortar la estrella por la mitad a lo largo de un plano paralelo al eje de simetría, y rotar cada mitad en 90° en direcciones opuestas, lo cual reduciría la energía del campo magnético afuera de la estrella. Resolvemos formalmente la energía del campo magnético externo y verificamos que ésta decrece de forma monótona durante toda la rotación. Finalmente, consideramos el efecto estabilizante de añadir un campo toroidal estudiando la perturbación de la energía dentro de la estrella cuando la rotación no se realiza a través de un corte fino, sino con un desplazamiento continuo que cambia su dirección de rotación a través de una región de grosor pequeño, pero finito.

1. Introduction

Large-scale magnetic fields are present in many stellar objects, and they appear to be long-lived since they do not evolve in a timescale accessible to observations. This is contrary to our common experience with the magnetic field of the sun, where small scale structure and a dynamic nature are the norm. These objects are mostly stably stratified so dynamo effects are expected to be irrelevant in keeping the strength of the magnetic field, which should be in a state of stable equilibrium. It is then important to study possible equilibrium configurations that could be present in these objects, as magnetic fields can have an important impact on angular momentum transport and diffusion processes in stars.

Even though these long-lived fields have been known to exist for more than half a century, it has not been possible to find an analytic model for a field that has been shown to be in stable equilibrium. However, stable configurations have been found to exist via numerical calculations, where an initially random field usually evolves into an approximately axisymmetric configuration that is a combination of toroidal and poloidal components of similar energies (Braithwaite & Spruit 2004). In these simulations, once a stable configuration has been achieved, the decay of the field is driven by Ohmic dissipation, and it can be seen to evolve in a timescale comparable to the lifetime of the star.

The study of general instabilities that can affect magnetic fields can give us clues of the properties required by an equilibrium configuration. With regard to the stability of purely poloidal fields, Flowers & Ruderman (1977) argued that any poloidal field that has the shape of a dipole outside of the star should be unstable. In an analogous way to a couple of aligned magnets, one half of the star could turn with respect to the other producing a quadrupole (as shown in figures 1 and 2). In this contribution, we summarize our formal proof of the Flowers-Ruderman instability for a pure dipole and our study of the stabilizing effect of a toroidal field (Marchant et al. 2011).

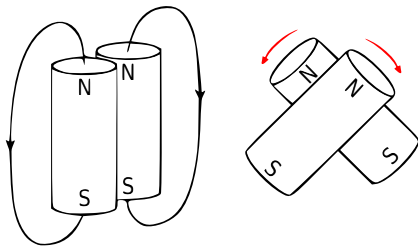


Figure 1. A couple of aligned magnets is in an unstable state of equilibrium. Figure adapted from Braithwaite & Spruit (2006)

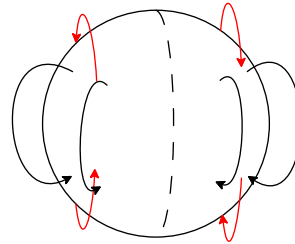


Figure 2. In a similar way to the aligned magnets, each half of a star with a dipole field could rotate in opposite directions, until it reaches a state of stable equilibrium.

2. Formal proof of the instability

To prove the Flowers-Ruderman instability, the following simplifying assumptions are made:

- The star is perfectly spherical, and all hydrodynamic quantities are functions only of r .
- Magnetic flux is completely frozen into the fluid.
- Outside the star there is a perfect vacuum.

Under these conditions, only the energy of the magnetic field outside the star changes, and this was calculated as

$$E = \frac{1}{8\pi} \int_{r>R} \mathbf{B}^2 dV = E_0 \left[1 + (A - 1) \sin^2 \Omega \right], \quad (1)$$

where E_0 is the initial energy of the dipole outside the star, Ω is the angle of rotation of each half of the star, and A is a numerical constant that results from an infinite series that could not be summed analytically. Also, a quantity Υ defined as

$$\Upsilon = \frac{R^3}{8\pi} \int_{4\pi} \left(B_r^2 \right)_{r=R} d\Omega, \quad (2)$$

was considered. Since the field is only displaced on the surface, Υ is a constant through the entire rotation. It was shown that due to the conservation of Υ , the final energy is smaller than the initial one, which implies that the constant A in (1) is smaller than 1, and the energy decreases monotonically with the angle of rotation. Moreover, the conservation of Υ allowed us to obtain lower and upper bounds for this number, $0.5463 < A < 0.5466$, but in principle this could be solved with arbitrary precision.

Using perturbation theory, it was seen that all the net work done was due to surface currents induced by the perturbation.

3. Stabilizing effect of a toroidal field

With a toroidal field, a sharp cut is not possible. However, one can take both halves of the star to rotate in opposite directions, with a thin transition region in which the direction of rotation switches continuously (see figure 3).

In this case, the ‘‘bending’’ of toroidal field lines opposes the displacement, so for a sufficiently strong toroidal field we would expect the field to be stable to the Flowers-Ruderman instability mechanism. We considered particular models for the poloidal and toroidal components with variable strength, which resulted in a dipole field outside the star. The poloidal field was given by

$$\mathbf{B}_P = \nabla\alpha \times \nabla\phi, \quad \alpha(r) = \frac{35B_p}{16} \left[r^2 - \frac{6}{5} \frac{r^4}{R^2} + \frac{3}{7} \frac{r^6}{R^4} \right] \sin^2 \theta, \quad (3)$$

and the toroidal field was modeled as contained in a torus, as shown in figure 4, with the strength of the field given by

$$\mathbf{B}_T = B_T \cos^2 \left(\frac{\rho\pi}{2\mu R} \right) \hat{\phi} \quad (4)$$

where the meaning of ρ and μ is illustrated in figure 4.

Under these conditions, we estimated that the system is stable when the ratio of poloidal to total magnetic energy satisfies $E_P/E_T \lesssim 0.96$. This means that a very weak toroidal field is sufficient to stabilize the star.

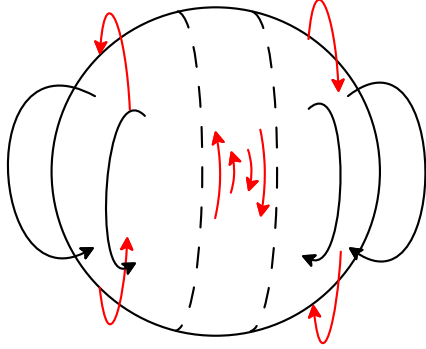


Figure 3. Performing a smooth cut to the star due to the presence of a toroidal field.

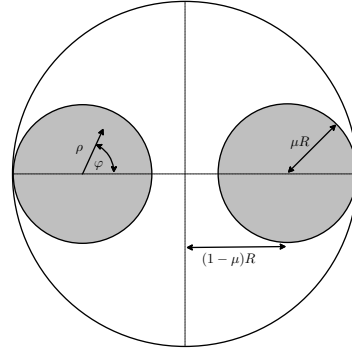


Figure 4. The toroidal field was modeled as contained in a torus of radius μR .

4. Conclusions

We showed that a pure dipole field is unstable to the Flowers-Ruderman instability mechanism by directly evaluating the external energy of the magnetic field for an arbitrary angle of rotation for each half of the star, and proving that it decreases monotonously along the entire rotation.

To study how a toroidal field could stabilize the star against the perturbation described by the Flowers-Ruderman instability, we considered particular models for the toroidal and poloidal components of the field. In this case, the cut had to be performed smoothly, as shown in figure 3. Under these conditions, the field was stable to the Flowers-Ruderman instability when the ratio of poloidal to total magnetic energy satisfies $E_P/E_T \lesssim 0.96$, so a very weak toroidal field is sufficient to stabilize the star.

Agradecimientos. This project was supported by FONDECYT Regular Project 1060644, FONDECYT Regular Project 1110213, FONDAP Center for Astrophysics (15010003), Proyecto Basal PFB-06/2007 and Proyecto Límite VRI 2010-15. We also thank SOCHIAS for providing funding to assist to the SOCHIAS-AAA meeting at San Juan, Argentina.

References

- Braithwaite, J. and Spruit, H.C., 2004, *Nat*, 431, 891
 Braithwaite, J. and Spruit, H.C., 2006, *A&A*, 450, 1097
 Flowers, E. and Ruderman, M.A., 1977, *ApJ*, **215**, 302
 Marchant, P., Reisenegger, A. and Akgün, T., 2011 *MNRAS*, 412, 2426

PRESENTACIÓN MURAL

Southern near-infrared photometric monitoring of Galactic young star clusters (*NIP of Stars*)

R. Barbá^{1,2}, N. I. Morrell³, G. Gunthardt^{2,4}, S. Torres Robledo², M. Jaque^{1,2}, M. Soto², G. Ferrero⁵, J. I. Arias², A. Roman-Lopes², R. C. Gamen⁵, & J. Astudillo Hormazabal²

(1) ICATE-CONICET, Av. España 1512 S, 5400 San Juan, Argentina

(2) Departamento de Física, Universidad de La Serena, La Serena, Chile

(3) Las Campanas Observatory, Colina El Pino, La Serena, Chile

(4) Observatorio Astronómico de Córdoba, Universidad Nacional de Córdoba, Laprida 854, 5000 Córdoba, Argentina

(5) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque S/N, 1900 La Plata, Argentina

Abstract. We have performed a near-infrared photometric monitoring of 39 galactic young star clusters and star-forming regions, known as *NIP of Stars*, between the years 2009–2011, using the Swope telescope at Las Campanas Observatory (Chile) and the RetroCam camera. The primary objective of the campaign is to perform a census of photometric variability of such clusters and to discover massive eclipsing binary stars. In this work, we describe the general idea, the implementation of the survey, and the first preliminary results of some of the observed clusters. This monitoring program is complementary to the *Vista Variables in the Vía Láctea* (VVV), as the brightest sources observed in *NIP of Stars* are saturated in VVV.

Resumen. Hemos realizado un monitoreo fotométrico infrarrojo de 39 cúmulos jóvenes y regiones de formación estelar galácticas, conocido como *NIP of Stars*, entre 2009–2011, utilizando el telescopio Swope del Observatorio las Campanas (Chile) y la cámara RetroCam. El objetivo primario de la campaña es hacer un censo de variabilidad fotométrica de tales cúmulos, y descubrir binarias masivas eclipsantes. En este trabajo presentamos la idea general del proyecto, la implementación de un datoducto semiautomático, como así también resultados preliminares en uno de los cúmulos observados. Este programa de monitoreo es complementario al relevamiento *Vista Variables in the Vía Láctea* (VVV), dado que las fuentes más brillantes observadas en *NIP of Stars* saturan en VVV.

1. Motivation and sample selection

The mass, mass-loss and rotation are among the most important parameters that govern the stellar evolution. In the context of stellar masses, massive O and WR-type binaries are key objects because they enable us to determine minimum masses from the solution of their radial-velocity (RV) curves, and in the case to constrain the orbital inclination (for example through eclipsing binaries), we can get absolute masses. Knowing the

multiplicity of massive stars is important because this factor has a deep impact on stellar evolution, the initial mass function, and on the energy balance of its environment and helping with clues about their origins (Zinnecker & Yorke, 2007).

The ample majority of studies about massive eclipsing binaries comes from observations in the optical range, therefore the sample is limited to very few objects with relatively low reddening. Surprising to learn that of the 370 O-type stars which are counted in the *The Galactic O Star Catalog* (GOS, Maíz Apellániz et al. 2004), there are only 38 eclipsing or ellipsoidal variables. From this group, no more than fifteen systems have reliable light- and RV- curves. The panorama resulting in the infrared is much worse: there are only five massive eclipsing systems with published data. Conclusion: all our knowledge about the absolute masses of massive stars of O- and WN-type is derived from only few tens of objects. A situation which poses challenges.

The primary objective of this project is to conduct a census of photometric variability in a set of young galactic open clusters and star forming regions affected by large extinction ($A_V = 6 - 30$). From those variable stars, we are specially interested in the massive eclipsing binaries, which can be observed spectroscopically to determine absolute stellar parameters. We have selected thirty-nine galactic young clusters and star-forming regions following these criteria: a) clusters must be more or less resolved at scale of one arcsecond, with uncrowded background to get reliable photometry. Thus, clusters like Arches are discarded; b) some of its massive members must have spectral classification; c) previous studies must have indication of the presence of at least five stars with spectral type earlier than B0; d) such stars must be in the H -magnitude range $8 < H < 12$.

This NIR photometric monitoring program is very complementary to the *Vista Variable in the Vía Láctea* (VVV, Minniti et al. 2010) survey, as the brightest sources of *NIP of Stars* are saturated in VVV images.

2. Observing campaigns and pipeline

The observations were carried out using the RetroCam camera attached to the Swope 1-meter telescope at Las Campanas Observatory (Chile) during three seasons in 2009 to 2011. Thirty-eight observing nights presented photometric conditions, from a total of seventy-three nights. Ten nights were completely lost due to bad weather. The RetroCam camera (Hamuy et al. 2006) consists of an one-megapixel Rockwell Hawaii-1 HgCdTe array, with a spatial scale of $0''.54$ per pixel, which provides a $9' \times 9'$ field-of-view (FOV). This spatial resolution is about four times better than Two-Micron All Sky Survey images (2MASS, Cutri et al. 2003). The monitoring campaign was performed preferentially in the H_C filter, and occasionally in J_S and Y_C , as this camera does not have K -band filter.

For the reduction of hundreds of thousands of observations, we have implemented a semi-automated pipeline, which is based in part on the procedures used in the *Carnegie Supernova Project* (CSP, Hamuy et al. 2006). The requirements of our project are much more severe than CSP in terms of background subtraction in areas with high-density of stars and very bright nebulosities. The pipeline is based on a series of *IRAF* scripts, shell scripts in *gawk*, *FORTTRAN* code, and makes use of *SExtractor* code (Bertin & Arnouts, 1996). Furthermore, it is structured in *Python* programming language. In a second stage, we plan to obtain astrometric solutions using *Swarp* and *Scamp* codes (Bertin, 2006), and the photometric zero-points using 2MASS and VVV surveys. Re-

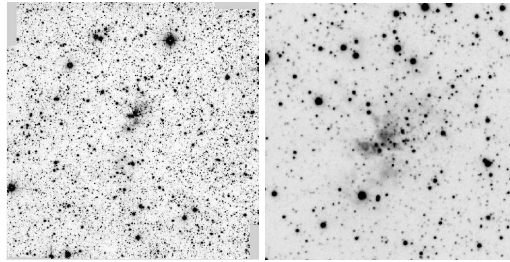


Figure 1. Left. RetroCam H_C image of the star-forming region IRAS 16177–5018 obtained in July 2009, the FOV is about $10'$. This is an example of an infrared cluster with relatively uncrowded background. Right: the core of this cluster.

duced images and metadata are being stored in a database managed by *MySQL*. Figure 1 shows an example of H_C images.

3. First steps in the photometric analysis

In a first stage, we are performing aperture photometry of a small set of objects in order to check the photometric stability of observations. From this process we are getting excellent results, which guarantee relative errors comparable to those obtained using well exposed CCD images in the optical range.

Figure 2 shows some results of the differential photometry for five H_C mosaics of the young clusters Danks 1 and 2. This differential photometry is relative to a H_C mosaic used as reference image. A mean- σ of 0.02 mag is obtained for the instrumental magnitude difference for twenty images of Danks 1 and 2, in the range 14 – 16 mag ($S/N > 200$). Thus, about 5% of the sources show variability greater than 2σ : these stars are potential variables. After this stage of photometric characterization of the sample, we plan to design a pipeline to perform automated *point-spread-function* photometry and we will start to test the *image-subtraction algorithm*, (Alard & Lupton, 1998).

As a pilot case, we have observed the massive eclipsing binary FO15 (O5.5 V + O9 V, $P = 1.41$ d) in the Carina Nebula, with the aim to evaluate the quality of the differential photometry procedures. Figure 3 shows the phased light-curve of FO15 in the Y_C band, which can be compared with that published by Niemela et al. (2006) using optical *All-Sky Automated Survey* (ASAS) (Pojmański 2003) observations. In spite of the fact that aperture photometry of FO15 was done without the appropriate photometric calibrations, it is clear the superior quality of the NIR light-curve.

Acknowledgments. We thank support from DIULS PR09101 and FONDECYT 3110188. We thank to Director and staff of LCO for the use of their facilities.

References

- Alard, C. & Lupton, R.H. 1998, ApJ, 503, 325.
- Bertin, E. 2006, ASP Conf. Ser., Vol. 351, Eds.: C. Gabriel et al., 112.
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, Astron. Astrophys. Supp. Ser., 317, 393.
- Cutri, R.M. et al. 2003, “2MASS All-Sky Catalog of Point Sources”, University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center, Pasadena.

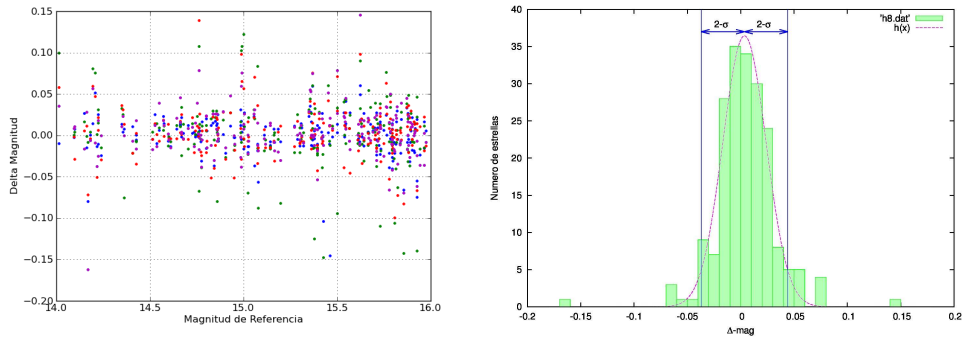


Figure 2. Left: differential instrumental magnitude for five H_C mosaics of Danks 1 and 2 clusters respect to a reference mosaic. The typical σ for each star is about 0.02 mag. Sources with $\Delta H_C > 2\sigma$ are potential variables. Right: distribution of σ (green histogram) for the differential photometry of twenty H_C images of the same clusters. Variable star candidates are those beyond the 2σ interval. The fitted curve (in red) correspond to a Gaussian function with $\sigma = 0.020$.

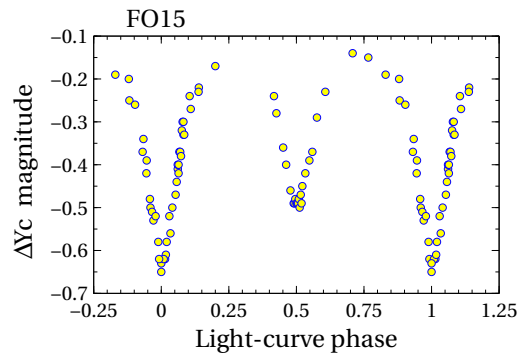


Figure 3. Near-infrared light-curve of the massive eclipsing binary FO15 in the Carina Nebula. The photometric data were phased using the ephemeris published by Niemela et al. (2006).

Hamuy, M. et al. 2006, PASP, 118, 2.

Maíz Apellániz, J., Walborn, N.R., Galué, H., Wei, L.H. 2004, ApJS, 151, 103.

Minniti, D. et al. 2010, New Astronomy, 15, 433.

Niemela, V.S. et al. 2006, MNRAS, 367, 1450.

Pojmański, G. 2003, Acta Astron., 53, 341

Zinnecker, H. & Yorke, H.W 2007, ARA&A, 45, 481.

PRESENTACIÓN ORAL

Búsqueda de objetos extensos en el Relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea)

L. Baravalle¹, M. V. Alonso^{2,3} & J. L. Nilo Castellón^{2,4}

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física, Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET), Córdoba*

(3) *Observatorio Astronómico de Córdoba, Universidad Nacional de Córdoba*

(4) *Departamento de Física, Facultad de Ciencias, Universidad de La Serena, Cisternas 1200, La Serena, Chile.*

Abstract. The systematic galaxy mapping behind the Milky Way is important for studying the distribution of galaxies to understand the dynamics of the Local Group and structures in the Universe. Our participation in the VVV survey provides us a great opportunity to perform extragalactic studies with this deep photometric survey in five passbands. We show preliminary results in our search for extended objects in selected fields of the VVV. In particular, we focus on the evaluation of different criteria involved in the separation between point and extended objects.

Resumen. El mapeo sistemático de galaxias oscurecidas por la Vía Láctea, es importante para estudiar la distribución de galaxias y entender la dinámica del Grupo Local y de las estructuras en el Universo. La participación en el relevamiento VVV, nos brinda una gran oportunidad para realizar una búsqueda de objetos extensos en la región de la Vía Láctea, por ser un relevamiento fotométrico profundo en cinco bandas. Se muestran resultados preliminares de una búsqueda de objetos extensos en campos seleccionados del VVV. En particular, se evalúan los criterios que definen la separación entre objetos puntuales y extensos.

1. Introducción

Debido a nuestra ubicación en la periferia de la Vía Láctea (VL), se observa en el cielo una franja de estrellas, polvo y gas. Esta franja nos impide realizar estudios de objetos distantes a causa de la absorción, disminución de la intensidad, y enrojecimiento de los mismos. En el rango óptico, este oscurecimiento es más importante, aumentando al acercarnos al ecuador galáctico (Schlegel et al. 1998).

La búsqueda de galaxias detrás de la VL, es importante para estudiar la distribución de galaxias en todo el cielo y, en particular, entender el Grupo Local. Los relevamientos de galaxias, en general, están incompletos en la llamada Zona de Exclusión

(ZoA en inglés), cubriendo un 25 % del cielo. Una de las pioneras de este tipo de estudios ha sido Renée Kraan-Korteweg quien lideró en la década del 90 relevamientos en distintas longitudes de onda, desde el infrarrojo cercano a las ondas de radio. Kraan-Korteweg et al. (1998) fueron quienes realizaron el primer trabajo en este sentido donde se discuten las muestras y sistematicidades inherentes a las diferentes longitudes de onda utilizadas. En el infrarrojo, las partículas de polvo del disco de la VL son menos opacas a la radiación de objetos de fondo. Uno de los relevamientos más importante en estas longitudes de onda es el 2 Micron All Sky Survey (2MASS, Skrutskie et al. 1997), el cual cubre todo el cielo en las bandas J, H y K. La distribución de cerca de 1.6 millones de galaxias observadas en este relevamiento, da una visión de las estructuras en gran escala en el universo cercano. En la ZoA, Jarrett et al. (2000) buscaron fuentes extensas en el 2MASS. Los pocos estudios de objetos extensos en la región de la VL y la participación en el relevamiento The Vista Variables in the Vía Láctea (Minniti et al. 2010), constituye una gran oportunidad para realizar este tipo de estudios.

2. Relevamiento VVV

El relevamiento VVV (<http://www.vvvsurvey.org>) comprende las observaciones en el infrarrojo cercano del “bulge” y de una región del plano medio de la VL en 5 bandas, cuyas magnitudes límites son: $Z=21.3$, $Y=20.7$, $J=20.2$, $H=19.3$ y $K_s=18.2$ mag. VVV cubre un área de 520 grados cuadrados, llevándose a cabo con el telescopio VISTA de 4m de diámetro, ubicado en el Cerro Paranal (Chile). Cuenta con una cámara en el infrarrojo cercano que está compuesta por 16 detectores de 2048×2048 píxeles y una escala de 0.35 arcsec/pix. El procesamiento de los datos es realizado por CASU (Cambridge Astronomy Survey Unit), generando catálogos fotométricos en las bandas observadas. El objetivo de VVV es el estudio de objetos estelares y la clasificación que proporciona CASU es simple, lo que motiva fuertemente el estudio que se está realizando.

3. Tratamiento de datos

Para este trabajo, se seleccionó el TILE d115 ($\alpha_{2000}=11^{\text{h}}50^{\text{m}}18.72^{\text{s}}$, $\delta_{2000}=-60^{\circ}21'9''$), con menor extinción, en la periferia del disco galáctico, evitándose campos altamente poblados. El TILE ($1^{\circ} \times 1^{\circ}3'$) se dividió en 18 partes iguales, en un arreglo de 3×6 para facilitar su análisis, eligiendo para este estudio preliminar, la región que llamamos d115-7 ($20' \times 15'$). Fueron analizadas las imágenes combinadas en las bandas Z, Y y K_s , utilizando SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) para el procesamiento de las mismas, y creándose un catálogo fotométrico en dichas bandas. La separación estrella-galaxia, punto crucial en este estudio, fue definida a través del parámetro Class-star, que es un índice de estelaridad, siendo menos confiable a medida que los objetos son más débiles. Teniéndolo en cuenta, se consideraron objetos puntuales a aquéllos con Class-star > 0.9 y extensos con Class-star < 0.9 . Estos últimos superan los 16.000, los más brillantes se están analizando a través de una inspección visual. A partir de otros parámetros generados por SExtractor como: magnitudes, elipticidad, índice de concentración ($C = 5 \log(\text{flux}_{80}/\text{flux}_{20})$, donde flux80 y flux20 corresponden al 80 y 20 % del flujo del objeto, respectivamente), radio que contiene la mitad de la luminosidad total ($r_{1/2}$), se fueron evaluando distintas regiones de interés en Diagramas Color Mag-

nitud, por ejemplo. En estos diagramas, se inspeccionaron visualmente aquellos objetos extensos con magnitudes $K_s < 12.5$ y $-0.8 < (K_s - Z) < 1.6$, correspondientes a estrellas saturadas y objetos con $12.5 < K_s < 15.5$ y $-0.3 < (K_s - Z) < 1$, a estrellas muy brillantes, los cuales fueron eliminados de nuestro catálogo de objetos extensos. En la Figura 1 puede verse un Diagrama Color Magnitud (Panel a) y correlaciones entre diferentes parámetros, como ser elipticidad, $r_{1/2}$ y C de esta muestra depurada. Cabe recordar que $1.5 < C < 2.5$ corresponde a galaxias Espirales y $2.5 < C < 3.5$ a galaxias Elípticas. $C > 5$ es encontrado para galaxias cD que se ubican en los centros de cúmulos de galaxias. Los paneles (a) y (c) son correlaciones típicas entre objetos extensos, como los encontrados en Alonso et al. (2008). Los otros (b) y (d) muestran que hay una variedad de elipticidades que se pueden encontrar para estos objetos, ya sea que sean brillantes o débiles, no existiendo una clara correlación. En el panel (d) pueden observarse objetos con $C > 5$ que fueron analizados con mayor detalle.

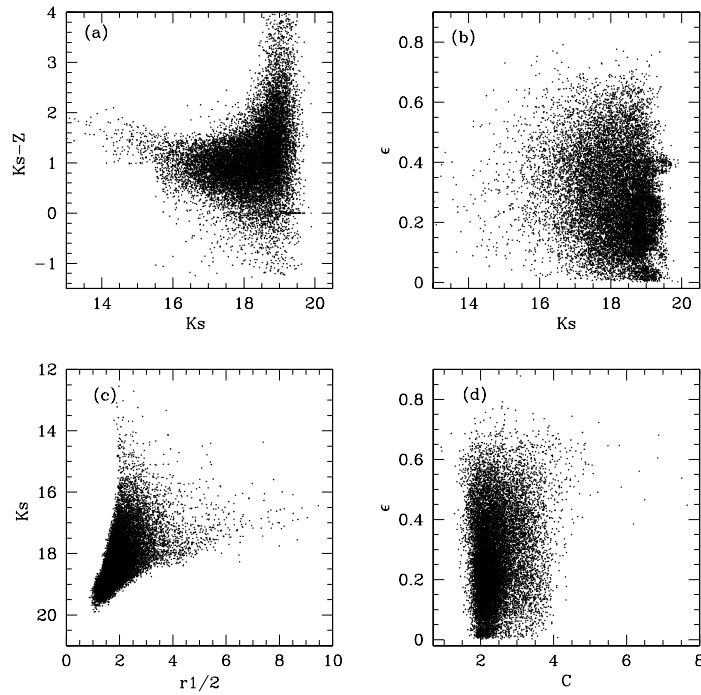


Figura 1. Relaciones entre parámetros fotométricos: Panel (a), Diagrama Color-Magnitud, Panel (b), relación entre elipticidad y magnitud K_s , Panel (c), relación entre $r_{1/2}$ y magnitud K_s y Panel (d), relación entre índice de concentración y elipticidad.

Se llevó entonces a cabo una inspección visual de estos objetos extensos con $C > 5$, analizando además sus otros parámetros fotométricos. La Tabla 1 presenta los parámetros fotométricos de estos objetos. Este es un primer análisis, nos resta continuar esta inspección visual, identificando otros grupos de interés en los diferentes gráficos.

Tabla 1. Selección de objetos extensos con $C > 5$.

α	δ	C	Ks-Z	Ks	Class-Star	ϵ	r1/2
11:50:00	-59:49:42	5.492	0.6717	18.35	0.18	0.646	2.265
11:50:10	-59:52:25	5.085	1.087	18.33	0.25	0.553	2.021
11:50:16	-59:51:09	7.66	1.502	17.71	0.83	0.448	1.754
11:40:19	-59:58:43	5.236	1.522	15.77	0.35	0.723	2.953
11:50:35	-59:56:27	5.005	0.1664	17.38	0.18	0.481	3.257
11:50:52	-59:51:31	6.347	1.274	18.31	0.06	0.561	2.724
11:50:49	-59:56:20	6.855	1.162	17.54	0.76	0.605	2.421
11:50:49	-59:58:03	6.191	1.128	19.00	0.69	0.385	1.689
11:51:15	-59:51:50	5.058	1.207	17.93	0.68	0.581	2.137
11:51:54	-59:59:35	6.498	1.158	18.16	0.23	0.466	2.107
11:52:06	-59:55:08	8.493	1.418	18.48	0.09	0.653	2.893
11:52:05	-60:00:48	4.959	1.123	17.93	0.08	0.584	2.991
11:52:15	-60:00:01	5.856	1.897	18.72	0.61	0.508	2.458
11:52:17	-60:04:30	6.88	2.047	18.58	0.09	0.681	2.588
11:52:38	-60:03:05	7.996	2.073	18.48	0.30	0.543	2.43
11:52:49	-59:57:32	5.212	0.8733	17.79	0.17	0.491	2.546
11:53:01	-59:58:45	5.802	1.504	17.14	0.04	0.647	5.486
11:53:19	-60:01:50	7.514	0.1041	18.37	0.02	0.538	2.486

4. Conclusiones

Utilizando SExtractor en 1/18 parte del TILE d115, se han evaluado diferentes parámetros fotométricos, lográndose, con buenos resultados, separar los objetos detectados en 3 grupos: estrellas, objetos extensos y objetos sin clasificar. Resultados preliminares y, a modo de ejemplo, muestran que se han encontrado entre los objetos clasificados como extensos, algunos con $C > 5$, posibles candidatos a sistemas de galaxias. Estos resultados sólo serán confirmados a través de estudios espectroscópicos. Por último, el TILE completo fué procesado con un procesador de 2 núcleos, detectando aproximadamente 600.000 objetos en 15 minutos, lo que hace a SExtractor una herramienta versátil para estos estudios.

Referencias

- Alonso, M. V., Coldwell, G. V., Söchtig, I., et al. 2008, MNRAS, 385, 2254
 Bertin, E. & Arnouts, S., 1996, A&A, 117, 393
 Jarrett, T. H., Chester, T., Cutri, R., et al. 2000, AJ, 120, 298
 Kraan-Korteweg, R. C., 1998, Sci. Am., 279, 28
 Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, NewA, 15, 433
 Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
 Skrutskie, M. F., Schneider, S. E., Stiening, R., et al. 1997, The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys, 210, 25

ORAL PRESENTATION

Lithium depletion boundary under rotation and spots coverage

D. Opitz¹ & J. Gallardo¹

(1) Universidad de Chile

Abstract. We present theoretical evolutionary models for very low mass pre-main sequence stars (VLMSs). These models take into account the effect of rotation and spots coverage. The results show that rotation and spots coverage change the internal structure of VLMSs significantly, producing among other things, lower central temperatures and by hence a slower rate of lithium depletion for a given stellar mass. We also have determined the location of the Lithium Depletion Boundary (LDB) of the modified models and we have compared our new estimations with recent LDB measurements of several young open clusters. One of the main results is that rotation and spots coverage effect lead to increase ages (from LDB) compared with the ages from H-R diagram isochrone fitting for the analysed young open clusters. Further analysis and details in a forthcoming paper by Gallardo & Opitz (2012).

Resumen. Presentamos modelos evolutivos modificados siguiendo análisis fenomenológico de manchas y campos magnéticos presentes en el interior de estrellas jóvenes de baja masa. En particular, estamos interesados en estimar edades de cúmulos jóvenes siguiendo los modelos acá presentados y en comparar con estimaciones recientes publicadas por diferentes grupos.

1. Introduction

There are several different methods to estimate the age of the young open clusters. One of them is to use isochrones to the pre-main sequence (PMS) population from the H-R diagram. Another way is to use the Lithium Depletion Boundary (LDB), a technique that shows the lithium depletion is a strong function of the age of stellar and sub-stellar objects (e.g. Soderblom et al. 1993b; Barrado y Navascués et al. 2004). However, there are significant differences in the derived ages of young stars determined by two mentioned methods when they are compared, i.e., the LDB age derivation is (almost) always much older than age estimation using isochrones fitting.

This work is devoted to study VLMSs evolution under the effect of rotation and spots coverage following the analysis done by Chabrier et al.(2007), where they introduced/modified two parameters: α and β , related to the standard length mixing parameter and a spot coverage factor, respectively. We have analysed the internal structure and the physical quantities such central temperature, effective temperature, lithium abundance, etc. Moreover, we present the relation between the luminosity and the age of these modified evolutionary models and in particular, we focus our attention on the

resulting lithium depletion boundary and the differences in age estimation from the standard LBD.

2. Results

We present the evolution of central temperature and the lithium abundance for a mass of $M=0.2 M_{\odot}$ and $M=0.8 M_{\odot}$. We compare three different models: $\alpha=1.9$ and $\beta=0.0$ (*spot free star*) in solid line (hereafter *standard model*), $\alpha=0.5$ and $\beta=0.0$ in the dashed line (hereafter *active rotation model*) and $\alpha=1.0$ and $\beta=0.3$ (70 % of the star free of spots), in the dotted line, (hereafter *active spots model*). The central temperature for a star of $0.2 M_{\odot}$ and $0.8 M_{\odot}$ are shown in Fig 1. As we can see the activity in both modified models yields a central temperature cooler than no modified model (a non-active star). The most biggest impact is produced by an active spots model.

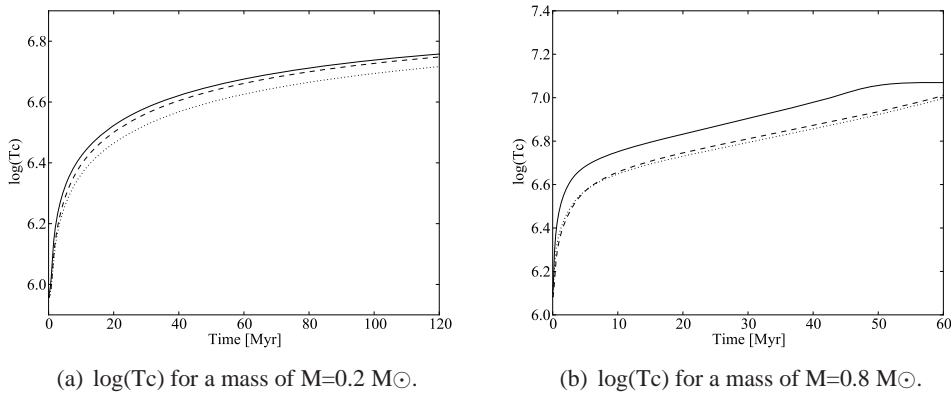


Figure 1. Evolution of the central temperature for a star of $0.2 M_{\odot}$ (left panel) and for a star of $0.8 M_{\odot}$ (right panel). The solid line shows the *standard evolution* ($\alpha=1.9$, $\beta=0.0$). The dashed line corresponds to a model using $\alpha=0.5$ and spot-free stellar surface, i.e. $\beta=0.0$. The dotted line represents a model with $\alpha=1.0$ and $\beta=0.3$.

Another important parameter is the lithium depletion evolution for the same masses showed in Fig. 1. These models are displayed in Fig. 2. As the central temperature for the *active rotation* and *active spots* model is colder, in both modified models the lithium burning starts at older ages. The effect on the change of the central temperature is more critical for the *active spots model*, where the depletion of lithium begins even at more older ages, as the dotted model displays. Very interesting is the model for an object of $0.8 M_{\odot}$, where practically lithium burning is not placed in the star, therefore, we are able to establish a preliminary conclusion which indicates that LDB is not a valid method for masses larger than $0.8 M_{\odot}$.

We have estimated the age for five clusters using the three models present in this paper: Pleiades, α Persei, IC 2391, NGC 2547 and IC 4665. We show the curves for the three modified models of the LDB as a function of age in the Fig. 3. The luminosities were calculated from the bolometric magnitudes showed in the Table 1. From the Table 1., another preliminary conclusion that can be established is that the age estimation of the LDB from active models is older than standard LDB, which can

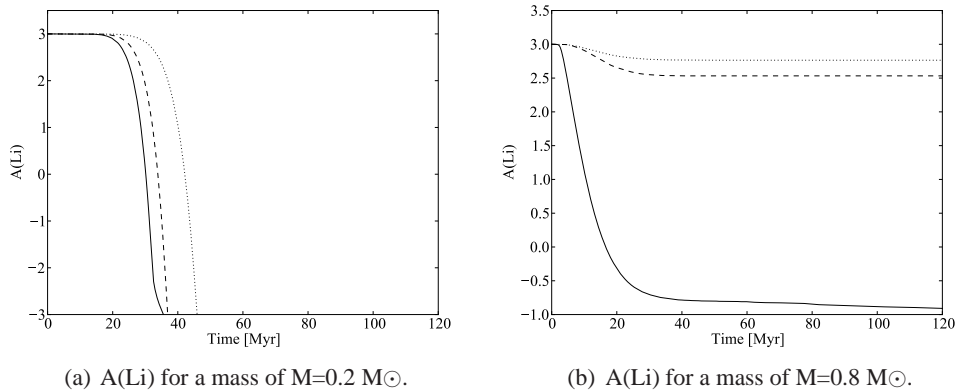


Figure 2. Lithium depletion evolution for a stellar object of $0.2 M_{\odot}$ (right panel) and $0.8 M_{\odot}$ (left panel). The solid line shows the *standard* evolution ($\alpha=1.9$, $\beta=0.0$). The dashed line corresponds to a model using $\alpha=0.5$ and spot-free stellar surface, i.e., $\beta=0.0$. The dotted line represents a model with $\alpha=1.0$ and $\beta=0.3$.

Table 1. Properties of the used young open clusters. The column 1 shows the name of the cluster. The column 2 corresponds to the bolometric magnitude. The column 3 gives the Luminosity. Columns 4 corresponds to the derived ages using the pre-main sequence isochrones from the models of Baraffe et al. 2002). The derived ages from the presented modified models are display in: column 5 (*standard model*), column 6 (*active rotation model*) and column 7 (*active spots model*).

Open Cluster Name	Bol Mag	$\log(l/l_{\odot})$ [Ergs]	PMS [Myr]	LDB [Myr]	Rotation LDB [Myr]	Spots LDB [Myr]
IC 2391 ^a	10.24	-2,20	35	52	55	60
α Persei ^b	11.31	-2.62	70	83	86	90
IC 4665 ^a	8.65	-1.56	25	24	26	29
NGC 2547 ^a	9.58	-1.93	25-35	37	39	41
Pleiades ^{b,c}	12.14	-2.96	100	131	133	145

^a Manzi et al. (2008), ^b Stauffer et al. (1999), ^c Stauffer et al. (2007).

be explained following the analysis done for the central temperature and the lithium depletion. A simple picture is when a star rotates faster and/or has spots, the convective flux is inhibited and the central temperature is reduced and therefore, star will take longer to start burning its lithium abundance than a star rotating slower.

Finally, we have also compared our ages derivation with the ages determination from other authors (See Fig. 3(b)). From this comparison, we can see that our three models fit with observational data from Pleiades, α Per and IC 4665. But only two of them (*standard and rotation models*) with the other two clusters, NGC 2547 and IC 2391.

Agradecimientos. Agradecemos a todos los miembros del Comité Organizador Local y del Comité Científico de la última Reunión de la AAA por su activa participación que permitió llevar a cabo una exitosa reunión. También se agradece a los participantes

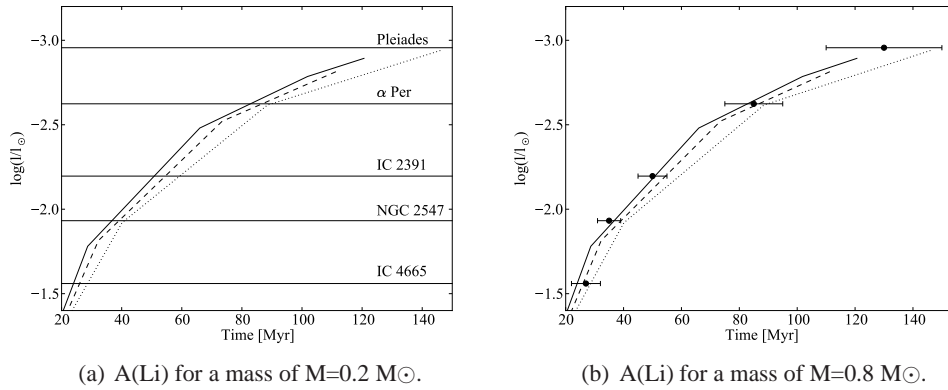


Figure 3. LDB as a function of age for the three presented models. The solid curve shows the *standard model*, the dashed curve, a *active rotation model* and the dotted curve a *model with spots*. (a) *Left panel*: The horizontal lines represent the luminosities for LDB of diverse clusters. (b) *Right panel*: Observational values are displayed with their error bars. The observational data are from Barrado y Navascués et al. (1999, 2004), Stauffer et al. (1998, 1999), Burke et al. (2004), Jeffries & Oliveira et al. (2005) and Manzi et al. (2008).

por contribuir a que este congreso se enriquezca con muchos trabajos interesantes y animadas discusiones.

References

- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., Haushildt, P. H., 2002, A&A, 382, 563
 Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., & Jayawardhana, R. 2004, ApJ, 614, 386
 Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., & Patten, B. 1999, ApJ, 522, L53
 Burke, C. J., Ponsonneault, M. H., & Sills, A. 2004, ApJ, 604, 272
 Chabrier, G., Gallardo, J. & Baraffe, I. 2007, A&A, 472, L17
 Jeffries, R. D., & Oliveira, J.M. 2005, MNRAS, 358, 13
 Manzi, S., Randich, S., de Wit, W. J., & Palla, F. 2008, A&A, 479, 141
 Soderblom, D. R., et al. 1993b, AJ, 106, 1059
 Stauffer, J. R., et al. 2007, ApJ, 172, 663
 Stauffer, J. R., et al. 1999, ApJ, 527, 219
 Stauffer, J. R., Schultz, G., & Kirkpatrick, J. D. 1998, ApJ, 499, L199

PRESENTACIÓN MURAL

Experiencias y avatares en la instalación local del programa ATLAS

D. C. Merlo¹ & L. A. Milone¹

(1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina.*

Abstract. In this paper we briefly describe the steps required for installation of ATLAS code by Robert Kurucz. Subsequently, we summarize its implementation and its comparison with our code MAPCOR, finding agreement on the structures of pressure when we look deeper layers, but some discrepancies in outer layers due to its limitations.

Resumen. En este trabajo realizamos una breve descripción de los pasos necesarios para la instalación del programa ATLAS desarrollado por Robert Kurucz. Posteriormente, resumimos su implementación y la posterior comparación con nuestro código MAPCOR, encontrando acuerdos en las estructuras de presión cuando analizamos capas profundas, apareciendo algunas discrepancias en capas más externas debido a limitaciones de nuestro programa.

1. Introducción

El código ATLAS y otros códigos asociados constituyen una de las herramientas más analizadas en variados contextos astrofísicos, tales como las atmósferas estelares y las síntesis de poblaciones estelares. Históricamente fue puesto en conocimiento público cuando su autor, Robert Kurucz (1970), realizaba su tesis doctoral en la Universidad de Harvard. Fue escrito originalmente en Fortran IV, cuando las computadoras de esa época eran estaciones de trabajo bajo sistemas operativos UNIX y VAX-VMS y las computadoras personales (PCs) estaban en fase de desarrollo.

Con el advenimiento de las PCs y de los sistemas operativos de código abierto (principalmente Linux), los programas de uso científico fueron migrando progresivamente hacia ellos, si bien ya existían sistemas operativos propietarios que disponían de compiladores Fortran, C y C++. Asimismo, fueron apareciendo versiones de compiladores de uso no comerciales que eran compatibles con estos sistemas operativos libres y, en consecuencia, permitieron la utilización de estos paquetes científicos en las PCs.

2. Procesos de Instalación

2.1. Instalación del IFC

A la hora de programar en cualquier lenguaje necesitamos un sistema operativo de trabajo y un compilador. Sbordone *et al.* (2004, 2006) desarrollaron una versión del código ATLAS9 y software relacionados para ser compilado utilizando el *Intel Fortran Compiler* (IFC), versión 8.1 y actualizaciones, las cuales pueden disponerse libremente

para aplicaciones científicas desde el sitio web:

<http://software.intel.com/en-us/articles/non-commercial-software-development/>

Nosotros elegimos como sistema operativo la distribución Ubuntu (v.11) de Linux y la versión 2011 (*updated 4*) del IFC; el primero tiene la ventaja de instalarse automáticamente, incluyendo el particionado del disco duro. La figura 1 resume la secuencia de instalación del IFC.



Figura 1. Secuencia esquemática de instalación del IFC.

El IFC tiene licencia académica y dispone de mucha documentación, por lo que debería agradecerse de alguna manera por ello.

2.2. ATLAS bajo Linux

El código ATLAS dispone de un conjunto de líneas de comandos (*scripts*) y de los archivos masivos binarios ODF (*Opacity Distribution Function*), necesarios para el cálculo de los modelos de atmósfera. También incluye algunos ejemplos (*templates*) que se pueden tomar como referencia para realizar la ejecución, como así también de tutoriales. Estos archivos se pueden acceder libremente en:

<http://wwwuser.oat.ts.astro.it/atmos/Download.html> y se encuentran disponibles en formato *tar.bz2*. Ellos se indican en la figura 2. Para su instalación, se debe trabajar como *superusuario* y seguir la secuencia mostrada en la figura 3.

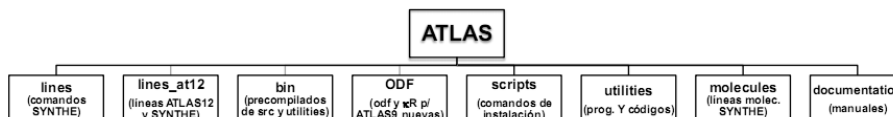


Figura 2. Archivos constitutivos del ATLAS9.

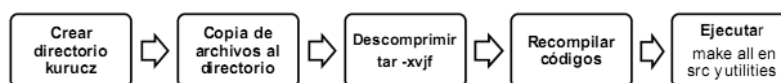


Figura 3. Pasos para la instalación del ATLAS9.

3. Resultados Numéricos

3.1. ATLAS9 vs. ATLAS6

Primeramente, efectuamos nuestras primeras corridas de control comparando con los modelos clásicos calculados con ATLAS6 (Kurucz, 1979); para ello elegimos un modelo convectivo solar de $T_{ef} = 5500$ K y $\log g = 4$. Como el código ATLAS9 requiere un modelo inicial a partir del cual comenzar la iteración, utilizamos la grilla $[M/H] = 0.0$;

$v_{turb}=0.0$ km/s; $l/H=1.25$; (5000K;4.0) de Castelli & Kurucz (2003) (<http://wwwuser.oat.ts.astro.it/castelli/grids.html>), adaptando la abundancia solar del *paper* y codificando 3 bloques de 15 iteraciones en cada uno. La figura 4 muestra la comparación realizada.

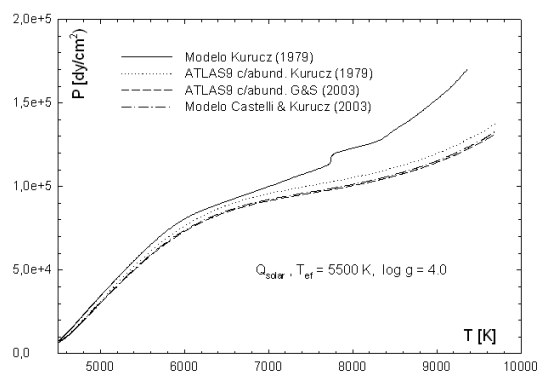


Figura 4. Comparación de un modelo solar (5500 K; 4.0) utilizando los calculados por Kurucz (1979) y por Castelli & Kurucz (2003), y las calculadas mediante ATLAS9 con las abundancias de Kurucz (1979) y Grevesse & Sauval (1998) (utilizada por Castelli & Kurucz (2003)).

3.2. ATLAS9 vs. MAPCOR

También comparamos un modelo solar (5500 K; 4.0), calculado con ATLAS9, con un modelo de similares características utilizando nuestro código MAPCOR (Merlo, 2007), utilizando una composición química más simple dada por Anders & Grevesse (1989). La figura 5 muestra esta comparación, donde se observa un muy buen acuerdo en las capas profundas, no así en las capas superficiales, con diferencias porcentuales promedios del 30 %, las cuales crecen a medida que se ingresa en la atmósfera, alcanzan un valor máximo en $T=5500$ K para luego decrecer y siendo despreciable a partir de $T=6500$ K. Esto se debe, por un lado, a que nuestro código corrige la distribución de temperatura utilizando las variaciones en el flujo y no la derivada del mismo, la cual resulta ser más apropiado en capas superficiales debido al desacople entre la radiación y la materia que ocurre aquí; por otra parte, el tratamiento convectivo que utiliza nuestro código es el clásico y merece un análisis más realista. Todo estas limitaciones se encuentran en etapa de revisión actual.

4. Conclusiones

Luego de la instalación e implementación del código ATLAS9, advertimos los cuidados que se deben tener al comparar modelos calculados con los tabulados utilizando códigos similares, como queda reflejado en la figura 4, debido a diferencias menores en las abundancias químicas utilizadas. Al utilizar nuestro código como generador de modelos preliminares, se obtuvieron resultados aceptables en capas profundas, no así en las capas superficiales, como lo muestra la figura 5. Una vez superados estos problemas, nuestro siguiente paso será utilizarlo como generador de modelos preliminares

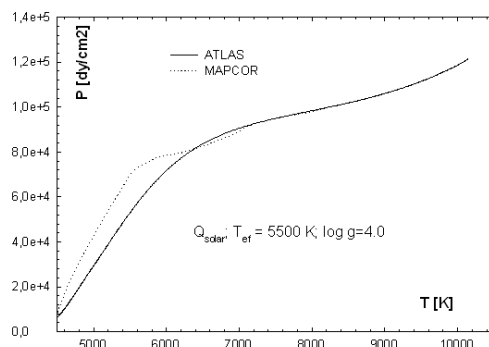


Figura 5. Comparación de un modelo solar (5500 K; 4.0) calculado con ATLAS9 (trazo discontinuo) y con MAPCOR (trazo continuo). Notar el buen acuerdo en las capas profundas, no así en las superficiales.

con abundancias arbitrarias para ser utilizado en el código ATLAS 12, este último en proceso de instalación.

Agradecimientos. Agradecemos a Luca Sbordone, Piercarlo Bonifacio y Fiorella Castelli la posibilidad de disponer (en su sitio web) del código ATLAS, archivos relacionados y de toda la información necesaria para llevar adelante este trabajo; asimismo, hacemos lo propio con INTEL por hacer posible contar con una versión académica del compilador FORTRAN y toda la documentación necesaria para su instalación. También agradecemos al referí anónimo por las sugerencias que permitieron optimizar la presentación de este trabajo.

Referencias

- Anders, S. & Grevesse, N. 1989, *Geoch. et Cosmoch. Acta*, 53, 197.
 Castelli, F. & Kurucz, R. 2003, *Proc. 210th IAU Symp.*, p.A20, Piskunov *et al.* eds.
 Grevesse, N. & Sauval, A.J. 1998, *Space Sci. Rev.*, 85, 164.
 Kurucz, R.L. 1979, *ApJS*, 40, 1.
 Merlo, D.C. 2007, *Bol.A.A.A.*, 50, 121.
 Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F. & Kurucz, R.L. 2004, *Mem.Soc.Ast.It.Suppl.*, 5, 93.
 Sbordone, L., Bonifacio, P. & Castelli, F. 2006, ATLAS, SYNTHÉ and WIDTH Linux Porting.

PRESENTACIÓN MURAL

Búsqueda de variaciones de las abundancias químicas con la edad en las estrellas CP de HgMn

N. L. Maza^{1,2}, O. H. Levato^{1,2}, Z. López-García^{1,2} & C. Saffe^{1,2}

(1) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y el Espacio (ICATE), Argentina*

(2) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Argentina*

Abstract. The purpose of these project is to verify if some relation exist between chemical abundances of some critical elements and the age of the stars. We selected HgMn stars in different clusters and field stars with data in the Hipparcos catalog to provide the correct position in the HR diagram. In these report we show some results obtained analyzing the possible trends observed in the chemical abundance vs age relation for 4 sample stars: HD 129174, HD 186122, HD 78316 and HD 53244. The observations were done with the CASLEO EBASIM spectrograph between the years 2007 and 2010.

Resumen. El propósito del proyecto es verificar si existe alguna relación entre las abundancias químicas de elementos críticos de las estrellas de HgMn y la edad de las mismas. Hemos seleccionado estrellas de HgMn de diferentes cúmulos y estrellas de campo que posean datos en el catálogo Hipparcos, para posicionarlas adecuadamente en el diagrama HR. En esta comunicación mostramos algunos resultados obtenidos analizando las posibles tendencias observadas en la relación Abundancias Químicas vs. Edad, para cuatro de las estrellas de nuestra muestra: HD 129174, HD 186122, HD 78316 y HD 53244. Las observaciones se realizaron con el espectrógrafo EBASIM del CASLEO entre los años 2007 y 2010.

1. Introducción

Las estrellas químicamente peculiares (CP) según Preston (1974), son aquéllas que presentan cierta anomalía química en algunas líneas de absorción (intensificada o debilitada) de sus espectros. Las estrellas de HgMn pertenecen al subgrupo CP3, para las cuales son sobreabundantes principalmente el Hg (claramente visible en la línea λ 3984 Å) y el Mn, además de otros elementos como P, Y, Pt, Ga, entre otros. Sus campos magnéticos suelen estar ausentes o muy débiles. Algunas mediciones de campos longitudinales fueron realizadas por Mathys & Hubrig (1995) y de campos magnéticos radiales por Nesvacil et al. (2004). Las temperaturas de las CP3 se encuentran en un rango de T_e de 10000 a 15000 K; sus tipos espectrales entre B6 y A1 y clase de luminosidad en III o V (Wolf 1974). La tasa de binarias es superior al 50 % y tienen períodos entre 3–20 días (Gerbaldi 1985).

2. La muestra

Las estrellas HD 129174, HD 186122, HD 78316 y HD 53244 fueron seleccionadas de los catálogos de Renson et al. (1991) y Schneider et al. (1981). Las observaciones fueron realizadas en el Complejo Astronómico El Leoncito con el telescopio "Jorge Sahade" de 2.15 m y el espectrógrafo echelle de banco EBASIM, entre Diciembre de 2007 y Julio de 2010. La resolución de este espectrógrafo es de ~ 39000 . La reducción de los espectros fue realizada de manera estándar utilizando los paquetes de IRAF¹, cubriendo el rango entre 3700 a 6500 Å aproximadamente, alcanzando una relación S/N del orden de 250.

3. Las abundancias químicas

Para determinar abundancias químicas, empleamos el método clásico de determinación de abundancias que consiste en medir anchos equivalentes de las distintas especies químicas (usamos la tarea *splot* de IRAF). Los parámetros fundamentales, T_e y $\log g$, se determinaron en primera aproximación en base a fotometría $ubv\gamma\beta$ de Strömgren y luego se mejoraron mediante síntesis espectral. Obtuvimos los modelos de atmósfera (utilizamos como modelo inicial los de Castelli (1997) elegido con metalicidad solar) y las abundancias químicas con los programas ATLAS9 y WIDTH9 (Kurucz 1992), respectivamente.

Para este trabajo, realizamos recientemente una búsqueda en la base de datos del ESO (European Southern Observatory) y pudimos obtener espectros calibrados en flujo UVES para 3 de las estrellas, mientras que nos fue cedido por un investigador un espectro FEROS para la restante estrella, pudiendo realizar la síntesis espectral de $H\gamma$.

En la tabla 1 se presentan los parámetros atmosféricos obtenidos junto con otros datos de interés para realizar el análisis, los cuales fueron seleccionados de distintos catálogos. Las velocidades de rotación ($v \sin i$) fueron obtenidas de Abt et al. (2002), las paralajes del catálogo de Hipparcos & Tycho (ESA 1997), las edades se determinaron con el programa PARAM 1.1 (da Silva et al. 2006) al cual se accede de forma interactiva por internet².

Para corroborar los valores obtenidos con este programa, ubicamos a las estrellas en el diagrama HR y le ajustamos las isócronas correspondientes para cada caso. Utilizamos las isócronas de Padova (Girardi 2000), asumiendo los excesos $E(B-V)$ especificados en la tabla 1. Pudimos observar que las edades estimadas con las isócronas están dentro del rango de los valores obtenidos con el programa PARAM 1.1. Sin embargo, sería necesario realizar un ajuste más preciso de las isócronas, por lo que los cálculos necesarios para analizar las posibles tendencias entre abundancia y edad fueron realizados con los valores tabulados en la tabla 1. En la Figura 1 se muestra el diagrama HR y el ajuste de las isócronas correspondientes.

¹Image Reduction and Analysis Facility.

²<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/param>.

Tabla 1. Parámetros de las estrellas estudiadas.

HD	V	vsini	T_e	log g	Velocidad Micro. (ξ)	Paralaje	E(B-V)	Log(edad)
129174	4.49	25	12400	3.75	0.0	10.28	0.030	8.12
186122	6.33	13	12500	3.40	0.0	4.53	-0.045	8.05
78316	5.23	15	12900	3.75	0.0	6.74	0.008	8.03
53244	4.11	30	13400	3.55	0.2	8.11	-0.012	8.03

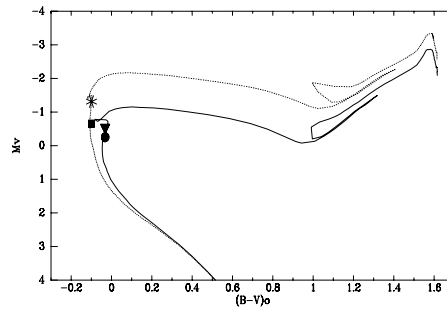


Figura 1. Estimación de edades mediante el ajuste de isócronas teóricas. Los símbolos corresponden a: asterisco HD 53244, cuadrado lleno HD 78316, triángulo lleno HD 129174, círculo lleno HD 186122. Las líneas corresponden a las isócronas teóricas: en línea punteada la correspondiente a Log(edad)= 8.25 y la línea continua a Log(edad)= 8.50.

4. Resultados

A continuación, mostramos en la Figura 2 las relaciones obtenidas entre abundancias y edades para algunos de los elementos críticos en las estrellas de HgMn analizadas.

Si comparamos las abundancias obtenidas respecto al sol encontramos que los elementos Hg, Xe y Ga se presentan muy sobreabundantes en todas las estrellas analizadas, excepto para HD 53244 que no presenta Ga. Los elementos Mn, Zr, Y se presentan sobreabundantes en las cuatro estrellas, mientras que Sc y P se presentan levemente sobreabundantes para todos los casos.

De los gráficos mostrados podemos decir que, como resultado preliminar, puede sospecharse una tendencia *creciente* en abundancias químicas a medida que la estrella evoluciona para los elementos Mn, Y y Sc. En el caso del Sc se tuvo en cuenta una línea para determinar la abundancia para HD 53244 (asterisco), por lo que este valor se considera dudoso. Se sospecha una tendencia opuesta a la anterior, es decir una tendencia *decreciente* de la abundancia con la evolución de la estrella para los elementos P y Zr. No se observa, sin embargo, tendencia alguna para los elementos Hg, Xe y Ga.

No podemos considerar concluyentes las tendencias observadas ya que es necesario incluir más puntos en los gráficos de manera de poder contar con una mayor cantidad de estrellas que cubran un rango más amplio en edades.

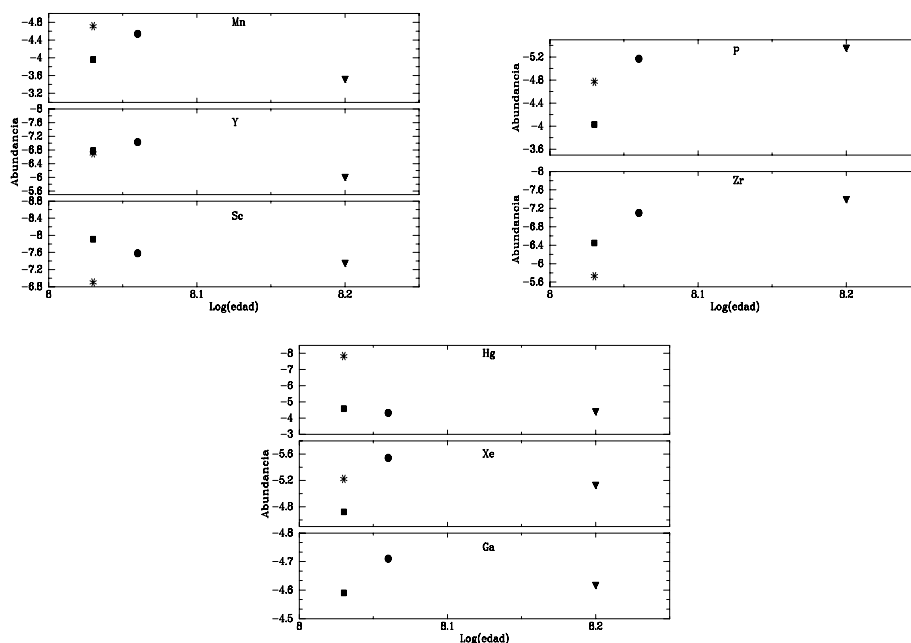


Figura 2. Relación Abundancias Químicas vs. Edad. *Panel Superior Izquierdo:* Tendencia creciente de las abundancias para el Mn, Y, Sc. *Panel Superior Derecho:* No se observa tendencia de las abundancias para el Hg, Xe, Ga. *Panel Inferior:* Tendencia decreciente de las abundancias para P, Zr. Los símbolos siguen los detalles explicados en la Figura 1.

Referencias

- Abt, H. A., Levato, O. H. & Grosso, M., 2002, ApJ, 573,359
 Engleman, R. 1989, ApJ, 340, 1140
 ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA SP-1200) (Noordwijk:ESA)
 Hauck, B. & Mermilliot, M., 1998, A&A, 129, 431
 Girardi, L.O., Bressan, A., Bertelli, G. & Chiosi, C. 2000, A&A, 141, 371
 Gerbaldi M. et.al., 1985, A&A, 146, 341
 Kurucz, R. L. 1992, comunicación privada.
 Mathys G. & Hubrig, S., 1995, A&A, 293, 810
 Nesvacil N., Hubrig, S. & Jehin, E., 2004, IAUS, 224,61
 Preston G.W. 1974, ARA&A,12, 25
 Renson, P., Gerbaldi, M., & Catalano, F. A. 1991, Astron. Astroph. Suppl. , 89, 42
 Schneider, H. 1981, Astron. Astroph. Suppl. , 44, 137
 Wolff S. & Wolff, R. J., 1974, ApJ, 194, 65

PRESENTACIÓN ORAL

The giant jet from the enigmatic Sanduleak's star

R. Angeloni¹, F. Di Mille^{2,3}, J. Bland-Hawthorn² & D. J. Osip³

(1) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, 7820436 Macul, Santiago, Chile*

(2) *Sydney Institute for Astronomy, School of Physics, University of Sydney - NSW 2006 Sydney, Australia*

(3) *Las Campanas Observatory, Carnegie Observatories - Colina El Pino, Casilla 601, La Serena, Chile*

Abstract. Here we report on the discovery of a giant, highly-collimated jet from Sanduleak's star in the Large Magellanic Cloud (LMC). With a physical extent of 14 parsecs at the distance of the LMC, it represents the largest stellar jet ever discovered, and the first resolved stellar jet beyond the Milky Way.

Resumen. En este estudio presentamos el descubrimiento de un jet gigante desde la estrella de Sanduleak, en la Gran Nube de Magallanes. Con una extensión física de 14 parsecs a la distancia de la Nube, éste es el mayor jet estelar que se haya descubierto, y el primero claramente resuelto afuera de la Vía Láctea.

1. Introduction

In 1977 N. Sanduleak reported on the discovery of a variable emission-line object in the direction of LMC ($\alpha=05:45:19.569$, $\delta=-71:16:06.72$ (J2000)). On the basis of the suspected spectral variability, he suggested that the source was "some type of eruptive variable star rather than a planetary nebula" (Sanduleak 1977). The object (since then simply known as Sanduleak's star) was included by Allen (1980) among the symbiotic stars candidates in the LMC, in spite of some conflicting evidence that is still waiting for a suitable explanation, mainly, the absence of any late-type stellar signatures in the optical spectra. Nowadays, the symbiotic nature of Sanduleak's star appears, if not well-established, at least less contradictory: among the strongest proofs favouring a symbiotic classification there is the optical emission line spectrum, reminding of a dusty-type symbiotic star (Belczynski et al. 2000; Munari & Zwitter 2002) and, even more constraining, the presence of the Raman bands at $\lambda\lambda 6825, 7082\text{\AA}$, observed only from *bona fide* symbiotic stars.

In this contribution, we report on the discovery of a giant, highly-collimated jet from Sanduleak's star in the LMC, obtained by using the Magellan Telescopes at the Las Campanas Observatory, Chile (Angeloni et al. 2011).

2. The observations

As part of a systematic observational campaign aimed at characterizing the symbiotic phenomenon outside the Milky Way, we have used the Las Campanas Observatory (LCO) Magellan Telescopes to obtain medium-resolution images and spectra of a representative sample of symbiotic stars in the Magellanic Clouds. For one of our survey object, Sanduleak's star, we have discovered a giant highly-collimated outflow, which we show in Fig. 1. The discovery image was taken with the *Raymond and Beverly Sackler Magellan Instant Camera* (MagIC) at the Magellan-Clay Telescope on 2010 August 26. In order to constrain the kinematics in the jet of Sanduleak's star, spectroscopy has also been performed with the *Inamori-Magellan Areal Camera and Spectrograph* (IMACS - Dressler et al. 2011) on Magellan-Baade Telescope.

3. Analysis and results

3.1. Imaging

The images obtained through the $H\alpha+[NII]$ narrow-band filter clearly reveal a jet with an overall extent of 58 arcseconds. Using a distance modulus $\mu=18.5$ for the LMC (Schaefer 2008), this leads to a projected length of more than 14 pc. This makes it, to our knowledge, the *largest bipolar stellar jet* ever observed, as well as the *first resolved bipolar stellar jet beyond the Galaxy*.

The jet complex is made up of a fairly regular and exceptionally symmetric pattern of knots and apparent bow-shocks. The most notable features are the opposite and highly symmetric pairs of spear-like knots marking the very edge of the flow, which appear as its brightest regions in the $H\alpha+[NII]$ image. Both located at 29 arcseconds from the central source, they display a distinguished V-shaped configuration and have the remarkable size of 2 pc (NE knot) and 1.5 pc (SW knot), respectively. Two broad arcs of emission perpendicular to the flow axis are clearly visible in the proximity of the NE knots, extending for almost 5 pc. The SW lobe is characterized by a series of smaller, less collimated knots that seem to have cleared, or are still clearing, their way through an elongated nebula which, very close to the energy source and with a projected diameter of almost 3 pc, displays the characteristic of clumpy turbulence due to hydrodynamical (e.g., Rayleigh-Taylor) instabilities at the working surface.

The $H\alpha+[NII]$ luminosity of the brightest knots are of a few $10^{32} \text{ erg s}^{-1}$, still several order of magnitude larger than knot luminosities in typical Herbig-Haro objects (Raga & Noriega-Crespo 1998) and planetary nebulae (Gonçalves et al. 2009).

3.2. Spectroscopy

The IMACS spectrum mentioned in Sect. 1 shows [NII] tracing the global jet kinematics (with the NE lobe receding from, and the SW lobe moving toward us) which is characterized by a distinctive profile in which the flow radial velocity v_{rad} increases linearly with the distance r from the origin ($v_{rad} \propto r$). This behaviour is fairly common in proto-planetary nebulae (Corradi 2004, Huggins 2007) and eruptive stars (Weis et al. 1999). It is believed to indicate that the outflow is dictated by self-similar expansion, confirming the ballistic character of the knot trajectory and the explosive dynamics of its ejection (Dennis et al. 2008). The high degree of symmetry in the point-velocity

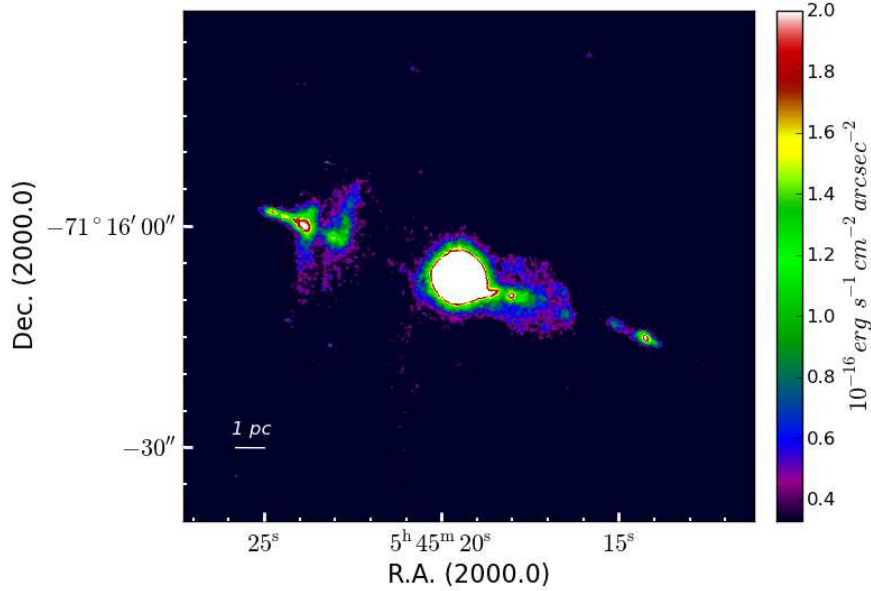


Figure 1. $H\alpha$ + $[NII]$ emission line image of Sanduleak's star taken with the Raymond and Beverly Sackler Magellan Instant Camera (MagIC) at the Magellan-Clay Telescope, Las Campanas Observatory, Chile. The image is the result of the sum of three exposures of 900 sec each, through an interference filter which isolates the $H\alpha 6563$ + $[NII] 6548, 6584$ emission lines along with the underlying continuum. The equatorial coordinates and the absolute spatial scale of the image are also indicated.

distribution of the knots gives weight to the hypothesis of recurrent outbursts from the central source at the origin of Sanduleak's star jet.

A careful examination of the long-slit spectrum across the jet reveals that the bulk of the knot emission comes from $[NII]$, unusually strong (e.g., $[NII]/H\alpha \sim 6$ in knot A, $[NII]/H\alpha \sim 4$ in knot C), providing incontrovertible evidence of shock-ionized gas (Sabbadin & D Odorico 1976). No traces of $[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007$ and $[OI] \lambda 6300$, nor of the $[SII] \lambda\lambda 6717-6731$ doublet are detected from the knots, preventing us from giving any reliable estimate of the physical conditions (e.g., electron temperature and density) in the flow. Nonetheless, the upper limits in the line ratios that one can derive on the basis of these non-detections ($[OIII]/H\alpha \lesssim 0.2$; $[SII]/H\alpha \lesssim 0.2$) suggest a fairly extreme chemistry, in which nitrogen is strongly enhanced over oxygen, and where sulphur (a valuable tracer of low electron density in shocked environments) seems virtually absent.

4. Concluding remarks

The true nature of Sanduleak's star remains a mystery, especially so in light of our discovery of the largest stellar jet to date. The size and luminosity of the individual knots in the jet; their high collimation, maintained at distances beyond 7 pc from the central source despite a not-relativistic flow speed; the overall size of the jet itself: all this represents observational evidence that challenges our current understanding of these fascinating structures. In this respect, and whatever its origin, we think that the Sanduleak bipolar outflow is destined to turn into a crucial test-bed for future modeling of astrophysical jets. As part of our follow-up study, we are now applying to collect further data over the entire electromagnetic spectrum to build a complete, self-consistent view of this unique object.

Agradecimientos. RA is supported by the Proyecto Fondecyt #3100029 and by the Ministry for the Economy, Development, and Tourism's Programa Iniciativa Científica Milenio through grant P07-021-F, awarded to The Milky Way Millennium Nucleus. He would like to thank both the Asociación Argentina de Astronomía (AAA) and the Sociedad Chilena de Astronomía (SOCHIAS) for the financial support that made his participation to the *Reunión* possible. Australian access to the Magellan Telescopes was supported through the National Collaborative Research Infrastructure Strategy of the Australian Federal Government. The authors would like to acknowledge the Las Campanas staff.

Referencias

- Allen, D. A. 1980, *ApL*, 20, 131
Angeloni, R., Di Mille, F., Bland-Hawthorn, J., & Osip, D. J. 2011, *ApJL*, 743, L8
Belczyński, K., Mikołajewska, J., Munari, U., Ivison, R. J., & Friedjung, M. 2000, *A&AS*, 146, 407
Corradi, R. L. M. 2004, *Asymmetrical Planetary Nebulae III: Winds, Structure and the Thunderbird*, 313, 148
Dennis, T. J., Cunningham, A. J., Frank, A., et al. 2008, *ApJ*, 679, 1327
Dressler, A., Bigelow, B., Hare, T., et al. 2011, *PASP*, 123, 288
Gonçalves, D. R., Mampaso, A., Corradi, R. L. M., & Quireza, C. 2009, *MNRAS*, 398, 2166
Huggins, P. J. 2007, *ApJ*, 663, 342
Munari, U., & Zwitter, T. 2002, *A&A*, 383, 188
Raga, A., & Noriega-Crespo, A. 1998, *AJ*, 116, 2943
Sabbadin, F., & D Odorico, S. 1976, *A&A*, 49, 119
Sanduleak, N. 1977, *Information Bulletin on Variable Stars*, 1304, 1
Schaefer, B. E. 2008, *AJ*, 135, 112
Weis, K., Duschl, W. J., & Chu, Y.-H. 1999, *A&A*, 349, 467

PRESENTACIÓN MURAL

SN 2010ev: detailed study of a high-velocity type Ia Supernova

C. Gutiérrez¹, G. Folatelli², G. Pignata³, M. Hamuy¹ & S. Taubenberger⁴

(1) *Departamento de Astronomía - Universidad de Chile, Camino el Observatorio 1515, Santiago, Chile*

(2) *Institute for the Physics and Mathematics of the Universe (IPMU) - University of Tokyo, 5-1-5 Kashiwanoha, Kashiwa, Chiba 277-8583, Japan*

(3) *Departamento de Ciencias Físicas - Universidad Andrés Bello, Avda. República 252, Santiago, Chile*

(4) *Max-Planck-Institut für Astrophysik, Karl-Schwarzschild-Straße 1, 85741 Garching, Germany*

Abstract. We present intensive monitoring of the Type Ia Supernova (SN Ia) 2010ev, discovered by the Chilean Automatic Supernova Search (CHASE). Multi-band optical photometry was obtained, along with spectroscopy ranging from 7 days before to 20 days after the time of B-band maximum light, plus a spectrum obtained 9 months after the explosion, during the nebular phase. From the light curves we infer that this is a SN Ia of normal brightness, which suffered significant reddening. Spectroscopically, this SN belongs to the subclass of high velocity gradient (HVG) events.

Resumen. Presentamos el seguimiento intensivo de la supernova de tipo Ia (SN Ia) 2010ev, descubierta por el CHilean Automatic Supernova sEarch (CHASE). Se obtuvo fotometría óptica multi-banda y gran cobertura espectroscópica entre 7 días antes y 20 días después del máximo de la curva de luz, más un espectro obtenido 9 meses después de la explosión, durante la fase nebular. De las curvas de luz concluimos que se trata de una SN Ia de brillo normal, que ha sufrido un significativo enrojecimiento. Espectroscópicamente, esta supernova pertenece a la subclase de eventos de alto gradiente de velocidad (HVG).

1. Introduction

There is a general consensus that SNe Ia are thermonuclear explosions of carbon-oxygen white dwarfs that occur when the Chandrasekhar mass limit is approached via accretion in a binary system (see Hillebrandt & Niemeyer 2000). The nature of the companion star as well as the details of the flame propagation are, however, under debate. Despite this, SNe Ia are used as distance indicators in cosmology due to their homogeneous peak luminosities, as calibrated from the shape of the early light curve.

Spectroscopically, however, SNe Ia exhibit some diversity that does not correlate with light-curve parameters such as the post-maximum decline rate $\Delta m_{15}(B)$ (Phillips 1993). The diversity is seen, for example, in the expansion velocity gradient, \dot{v}_{Si} , com-

puted from the evolution of the Si II $\lambda 6355$ line. Benetti et al. (2005) separate SNe Ia into low velocity gradient (LVG; with $\dot{v}_{\text{Si}} < 70 \text{ km s}^{-1} \text{ d}^{-1}$) and high velocity gradient (HVG; $\dot{v}_{\text{Si}} > 70 \text{ km s}^{-1} \text{ d}^{-1}$). Maeda et al. (2010) argued that velocity gradients vary as a consequence of different viewing directions towards the same axisymmetric model. This *unification model* also explains the observed correlation between \dot{v}_{Si} and the shift of lines from ashes of the deflagration phase measured in late-time spectra.

We investigate SN 2010ev in the context of this physical picture. The object was discovered by the Chilean Automatic Supernova Search (CHASE) Pignata (2009) on 2010 June 27.05 UT, located at $1^{\prime}.6$ East and $12^{\prime}.4$ South of the center of NGC 3244 (Pignata et al. 2010) (Table 1). In this paper we show the photometric and spectroscopic analysis of SN 2010ev. We present the spectroscopy sequence from one week before maximum to three weeks later and we examine a nebular spectrum taken about 270 days after maximum. Also, we present the light curves in *BVRI*.

Table 1. Main parameters of SN 2010ev and its host galaxy.

Host galaxy	NGC 3244 ^a
Host galaxy type	SA(rs)cd ^a
Redshift	0.0092 ^a
RA _{SN}	10 ^h 25 ^m 28 ^s .99
Dec _{SN}	−39°49′51″.2
Date of <i>B</i> maximum	JD = 2455385 (July 7 UT)
Magnitude at maximum	$B = 14.50 \pm 0.02 \text{ mag}$
$\Delta m_{15}(B)$	$1.08 \pm 0.02 \text{ mag}$
$E(B - V)_{\text{Host}}$	$0.27 \pm 0.02 \text{ mag}$
$E(B - V)_{\text{Gal}}$	0.10 mag^a

^aSource: NED (NASA/IPAC Extragalactic Database).

2. Photometry

Optical, multi-band BVRI photometry was obtained with the Panchromatic Robotic Optical Monitoring and Polarimetry (PROMPT) telescopes at CTIO¹. The light curves and the fits to *B* and *V* bands are shown in Figure 1. The data range from -7 to $+68$ days with respect to *B*-band maximum light. We obtain $B_{\text{max}} = 14.50 \pm 0.02 \text{ mag}$, $V_{\text{max}} = 14.29 \pm 0.01$ and $\Delta m_{15}(B) = 1.08 \pm 0.02 \text{ mag}$. Comparing ($B_{\text{max}} - V_{\text{max}}$) with the calibration by Folatelli et al. (2010), we obtain a host-galaxy reddening of $E(B - V)_{\text{max}} = 0.27 \pm 0.02 \text{ mag}$. With z , we calculated the absolute magnitude in *B*, $M_B = -19.3 \pm 0.04 \text{ mag}$. This leads to is a photometrically normal SN Ia that suffered significant reddening.

¹<http://www.physics.unc.edu/reichart/prompt2.html>.

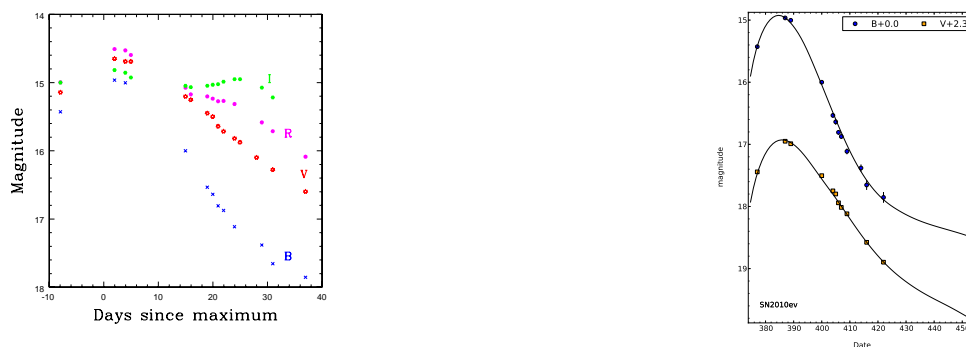


Figure 1. *Left:* BVR light curves of SN 2010ev. *Right:* Fits to the *B*- and *V*-band light curves.

3. Spectroscopy

Optical spectra were obtained between -7 and $+19$ days with three different instruments: **X-Shooter** at the ESO Very Large Telescope (VLT), **GMOS-S** at the Gemini Observatory, and **WFCCD** at Du Pont Telescope of the Las Campanas Observatory. Data reduction for the GMOS-S and WFCCD was performed with IRAF² while for X-Shooter the dedicated pipeline was employed for most of the process, leaving the telluric line correction and flux calibration to be done with IRAF. Figure 2 shows the spectroscopic evolution covering 26 days around *B*-band maximum.

The spectra show that SN 2010ev is a normal SN Ia, with large and rapidly decreasing Si II $\lambda 6355$ expansion velocities. Around maximum the velocity is about $13,300 \text{ km s}^{-1}$, and from its subsequent evolution, we obtain a gradient of $\dot{v}_{\text{Si}} = 164 \text{ km s}^{-1} \text{ d}^{-1}$. This places SN 2010ev among the high velocity gradient (HVG) SNe Ia (Benetti et al. 2005). The intensity ratio of the Si II $\lambda 5972$ and Si II $\lambda 6355$ absorptions is $\mathcal{R}(\text{Si II}) = 0.2$ (Nugent et al. 1995), which is consistent with the ones found by Benetti et al. (2005) for HVG SNe Ia.

A spectrum obtained around 270 days past maximum light with VLT shows redshifted lines produced by ashes of the initial deflagration. Within the picture of Maeda et al. (2010), this means that the explosion was ignited off-center on the opposite side of the observer. As shown in Figure 2, the redshift is consistent with the object being an HVG SN. SN 2010ev appears to be an extreme case in this diagram.

4. Conclusions

We studied the photometric and spectroscopic properties of SN 2010ev. We found that this event is a photometrically normal SN Ia that suffered significant reddening. Spec-

²IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories (NOAO), which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

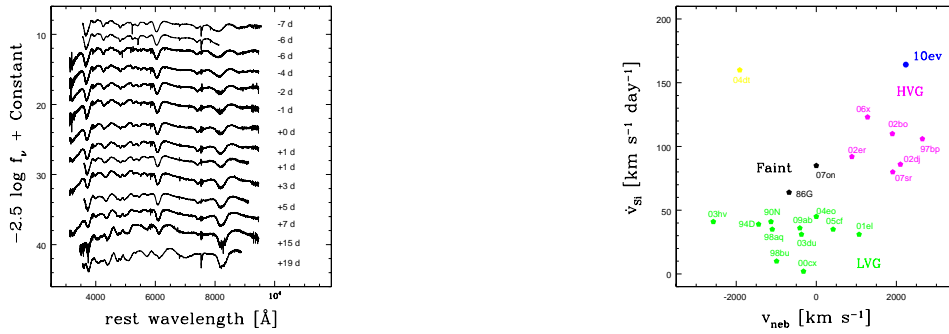


Figure 2. *Left:* Spectroscopic sequence of the Type Ia SN 2010ev, covering 26 days around maximum light. Reddening correction has not been applied. *Right:* Silicon velocity gradient versus nebular velocity for 20 SNe from the sample of Maeda et al. (2010) plus SN 2010ev, which stands out in the diagram as the object with the largest velocity gradient.

tropically, this object shows a very large silicon velocity gradient and, consistently with the picture of Maeda et al. (2010), redshifted lines of the deflagration ashes in the nebular phase.

Acknowledgments. Núcleo Milenio de Supernovas (P10-064-F), Centro de Astrofísica FONDAF 150100003, Centro BASAL CATA (PFB-06) and Sociedad Chilena de Astronomía (SOCHIAS).

References

- Benetti, S., et al. 2005, *ApJ*, 623, 1011
 Folatelli, G., et al. 2010, *AJ*, 139, 120
 Hillebrandt, W. & Niemeyer, J. C. 2000, *ARA&A*, 38, 191
 Maeda, K., et al. 2010c, *Nature*, 466, 82
 Nugent, P. et al. 1995, *ApJ*, 455, 147
 Phillips, M. M. 1993, *ApJ*, 413, 105
 Pignata, G., et al. 2009, in *AIP Conf. Proc.* 1111, Probing Stellar Populations Out to the Distant Universe, ed. L. A. Antonelli et al. (Melville, NY: AIP), 551
 Pignata, G., et al. 2010, *Cent. Bur. Electron. Telegram*, 2344, 1

PRESENTACIÓN MURAL

Abundancias químicas de dos binarias de HgMn

E. J. Gonzalez¹, J. F. González^{1,2} & A. E. Collado^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales, Universidad Nacional de San Juan*

(2) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (CONICET-UNSJ)*

Abstract. We present the results of the abundance analysis of two HgMn single-line binary systems: NGC 2287-106 and NGC 6025-14. The spectroscopic observations have been carried out at the *Complejo Astronómico el Leoncito* (CASLEO) with the REOSC spectrograph in cross-dispersion mode, covering the spectral range 3800-5800 Å. Compared to the Sun, NGC 6025-14 shows great overabundances of Hg, Mn, P, Ga and Xe, while Hg, Mn, Sr, Pt and Zr are overabundant in NGC 2287-106.

Resumen. Presentamos los resultados del análisis de abundancias químicas de dos sistemas binarios de líneas simples de HgMn: NGC 2287-106 y NGC 6025-14. Las observaciones fueron obtenidas con el espectrógrafo REOSC en dispersión cruzada en el *Complejo Astronómico el Leoncito* (CASLEO) y cubren un rango espectral de 3800-5800 Å. En comparación con el Sol, NGC 6025-14 muestra grandes sobreabundancias de Hg, Mn, P, Ga y Xe, mientras que Hg, Mn, Sr, Pt y Zr son sobreabundantes en NGC 2287-106.

1. Introducción

Las estrellas de HgMn son estrellas químicamente peculiares caracterizadas por líneas intensificadas del HgII y/o del MnII. En general, estas estrellas presentan grandes sobreabundancias de elementos tales como Mn, Ga, Y, Pt, Hg y Xe, mientras que elementos tales como He, Mg, Ni y Al suelen ser deficientes (Takada-Hidai, 1991). Las abundancias observadas pueden ser el resultado de una compleja combinación de varios procesos físicos, incluyendo campos magnéticos de estructura topológica compleja, distribución no homogénea de ciertos elementos en la atmósfera, anomalías isotópicas, efectos de compañeras binarias y bajas velocidades de rotación.

En este trabajo presentamos la determinación de abundancias de dos sistemas SB1 pertenecientes a cúmulos abiertos: la estrella 106 del cúmulo NGC 2287 (numeración de Harris et al. 1993) y la estrella 14 de NGC 6025 (numeración de Kilambi 1975). La presencia de estrellas peculiares en cúmulos es particularmente útil porque en esos casos es posible conocer la edad de la estrella, su luminosidad absoluta y su composición química original a partir del estudio de las estrellas normales del cúmulo. Sin embargo la información sobre estrellas de HgMn en cúmulos es escasa. En la literatura sólo existen catalogadas 22 estrellas de HgMn pertenecientes a 13 cúmulos abiertos, de las

cuales sólo dos poseen determinaciones de abundancias (Niemiczura 2009, Cowley et al. 2010).

Las observaciones utilizadas fueron obtenidas con instrumental del CASLEO. Se usó el espectrógrafo tipo *echelle* REOSC montado en telescopio de 2.15 metros. Los espectros resultantes cubren un rango espectral de 3800 a 5800 Å, poseen una relación S/N de aproximadamente 60 y una resolución de ~ 13000 para $\lambda = 5000\text{Å}$. Los espectros usados para la determinación de abundancias son el resultado del promedio de los espectros observados (en total 15 observaciones de NGC 2287-106 y 53 observaciones de NGC 6025-14) y poseen una relación S/N ~ 270 en una región cercana a 4700 Å.

2. Identificación de líneas espectrales y medición de anchos equivalentes

Con el fin de determinar las especies atómicas presentes en los espectros, se identificaron las líneas utilizando listas de líneas típicas de estrellas normales de los tipos espectrales analizados, además de las frecuentemente observadas en estrellas de HgMn. La mayoría de éstas pertenecen a la tabla de Moore (1945); el resto se encuentra entre las utilizadas por Castelli & Hubrig (2004). Una vez identificadas las especies atómicas presentes en los espectros, se obtuvieron los anchos equivalentes a partir del ajuste de una función gaussiana a cada línea individual utilizando la tarea *splot* del programa IRAF. Las líneas tenidas en cuenta para el cálculo de las abundancias químicas fueron aquéllas utilizadas por Castelli & Hubrig (2004), Adelman et al. (2006) y Zavala et al. (2007).

3. Determinación de los parámetros atmosféricos y cálculo de abundancias

Se estimaron los parámetros atmosféricos fundamentales, temperatura efectiva y gravedad superficial, usando el código TempLogG (Rogers, 1995). Para ello se utilizaron los índices fotométricos del sistema de Ginebra, obtenidos de la base de datos de estrellas en cúmulos abiertos WEBDA.

Los valores obtenidos se mejoraron mediante el ajuste del perfil de la línea de Balmer, H_{β} , usando una observación de alta relación S/N y perfiles sintéticos calculados utilizando el programa SYNTH (Kurucz, 1993a). Para NGC 2287-106, el mejor acuerdo entre el perfil teórico y el observado se obtuvo para una temperatura de 12 000K y $\log g$ igual a 4.0. En el caso de NGC 6025-14, el mayor acuerdo entre los perfiles se obtuvo para una temperatura de 13 100 K y $\log g$ igual a 3.90 (ver Figura 1).

Finalmente, se seleccionó la temperatura teniendo en cuenta la condición del balance de ionización para los elementos presentes en dos estados de ionización. En el caso de NGC 6025-14, con la temperatura obtenida a partir del ajuste de la línea de Balmer, se cumple el balance de ionización para los dos estados de ionización en los que se encuentra el Fe. Por su parte, en NGC 2287-106, para satisfacer dicho balance el modelo requiere una temperatura menor, adoptando para esta estrella una $T_{\text{eff}} = 11900$ K.

Se calcularon los modelos de atmósfera utilizando el programa ATLAS 9 (Kurucz, 1993b) y se determinaron las abundancias usando el programa WIDTH 9 (Kurucz 1970). La velocidad de microturbulencia, ξ , se determinó de forma tal que las abundancias del Fe sean independientes de los anchos equivalentes y que el error cuadrático medio con respecto al promedio sea mínimo (Blackwell et al. 1982). Adoptamos velocidades de microturbulencia $\xi = 1.1 \text{ km s}^{-1}$ y $\xi = 0.8 \text{ km s}^{-1}$ para NGC 2287-106 y NGC 6025-14,

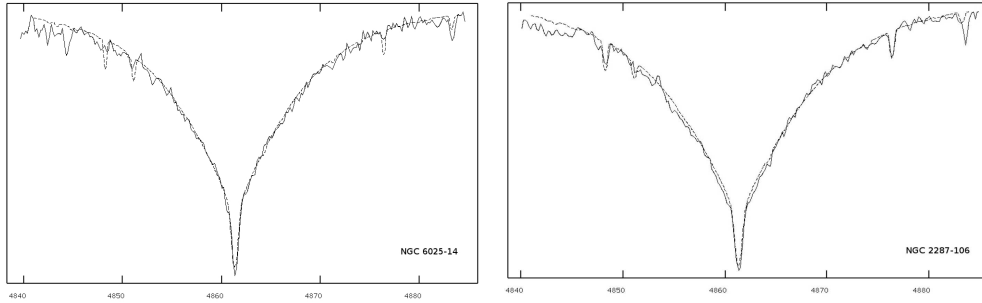


Figura 1. Comparación entre los perfiles sintéticos (línea a trazos) y los perfiles observados (línea continua) de la línea H_{β} para los cuales se logró la mayor concordancia, para NGC 2287-106 (izquierda) y NGC 6025-14 (derecha).

respectivamente.

Se calcularon las abundancias de todos los elementos identificados en el espectro, exceptuando H y He. Los valores de abundancias obtenidos ($\log N_{elemento}/N_{total}$) con los errores cuadráticos medios y el número de líneas utilizado para su determinación se muestran en la Tabla 1, junto con los valores de las abundancias solares dados por Grevesse & Sauval (1998).

4. Resultados

NGC 2287-106 mostró sobreabundancias de Mn, Y, Sr, Zr, Pt y Hg. Las abundancias del Hg y el Pt alcanzaron valores de [+6.5] y [+3.2] dex con respecto al valor solar, respectivamente. Sin embargo, estos valores no son confiables dado que fueron calculados a partir de una única línea y que las estrellas de HgMn suelen poseer una composi-

Tabla 1. Abundancias obtenidas $\log N_{elemento}/N_{total}$.

Elemento	NGC 2287-106		NGC 6025-14		Sol
	$\log N_{elemento}/N_{total}$	Nº de líneas	$\log N_{elemento}/N_{total}$	Nº de líneas	
C II	-3.85 ± 0.10	2	-3.78 ± 0.14	2	-3.52
O I	-3.02	1	-	-	-3.21
Mg I	-4.60 ± 0.02	2	-	-	-4.46
Mg II	-4.64	1	-4.88	1	-4.46
Si II	-4.46 ± 0.15	8	-4.37 ± 0.15	8	-4.49
P II	-	-	-4.50 ± 0.27	3	-6.59
S II	-5.02 ± 0.08	2	-	-	-4.71
Ca II	-5.31	1	-4.93	1	-5.68
Ti II	-6.45 ± 0.19	24	-6.30 ± 0.19	18	-7.02
Cr II	-5.87 ± 0.13	20	-6.08 ± 0.19	9	-6.37
Mn I	-4.58 ± 0.21	2	-	-	-6.65
Mn II	-4.64 ± 0.23	28	-4.68 ± 0.23	29	-6.65
Fe I	-4.18 ± 0.15	6	-4.07 ± 0.31	5	-4.54
Fe II	-4.24 ± 0.20	79	-4.08 ± 0.18	76	-4.54
Ga II	-	-	-6.19 ± 0.18	3	-9.16
Sr II	-7.62 ± 0.14	2	-	-	-9.07
Y II	-7.40 ± 0.12	7	-	-	-9.80
Zr II	-7.38 ± 0.15	11	-	-	-9.44
Xe II	-	-	-5.47 ± 0.12	3	-9.83
Pt II	-6.96	1	-	-	-10.20
Hg II	-4.37	1	-5.57	1	-10.91

ción isotópica peculiar de estos elementos. Por su parte, las abundancias de Mn, Y y Zr resultaron 100 veces superiores al valor solar, mientras que el Sr presentó una sobreabundancia de [+1.4]. Por otro lado, S y C mostraron leves deficiencias, Ca, Ti y Fe son levemente sobreabundantes y, O y Mg presentaron abundancias similares a las solares. NGC 6025-14 presentó sobreabundancias de P, Mn, Ga, Xe y Hg. Los tres últimos elementos presentaron las mayores anomalías, con excesos de [+3.0], [+4.3], [+5.3] dex para Ga, Xe y Hg, respectivamente. Mn y P presentaron abundancias de [+2.0] dex. Sin embargo, Ca, Ti y Fe mostraron abundancias levemente superiores al valor solar, Mg y C resultaron ser levemente deficientes y para el Cr y el Si obtuvimos abundancias similares a las solares.

Los resultados de abundancias obtenidos para ambos sistemas son consistentes con las abundancias determinadas para estrellas de HgMn con temperaturas entre los 11000 y 13000 K, como HD 191110 (Catanzaro et al. 2003), 112 Her (Ryabchikova et al. 1996). Además, si se consideran las abundancias de las estrellas de HgMn dadas por Takada-Hidai (1991), las abundancias obtenidas en este trabajo se encuentran entre los valores típicos observados para estas estrellas.

Referencias

- Adelman, S. J., Caliskan, H., Gulliver, A. F., Teker, A. 2006, *A&A*, 447, 685
 Blackwell, D. E., Shallis, M. J., Simmons, G. J. 1982, *MNRAS*, 199, 33
 Castelli, F. & Hubrig, S. 2004, *A&A*, 425, 263
 Catanzaro, G., Leone, F., Leto, P. 2003, *A&A*, 407, 669
 Cowley, C. R., Hubrig, S., Palmeri, P., Quinet, P., Biémont, E., Wahlgren, G. M., Schütz, O., González, J. F. 2010, *AAS*, 21542405C
 Grevesse, N., & Sauval, A. J. 1998, *Space Sci. Rev.*, 85, 161
 Harris G.L.H., FitzGerald M.P.V., Mehta S., Reed B.C., 1993, *Astron. J.* 106, 1533
 Kilambi G.C. 1975, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 87, 975
 Kurucz, R. L., 1970, *ATLAS*, SPECIAL REPORT 309, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge
 Kurucz, R. L. 1993a, CD-ROMs 1, 15 y 18, *SYNTHE* (Cambridge: Smithsonian Astrophys. Obs.)
 Kurucz, R. L. 1993b, CD-ROM 13, *ATLAS 9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid* (Cambridge: Smithsonian Astrophys. Obs.)
 Moore, C. E. 1945, *A Multiplet Table of Astrophysical Interest* (Princeton: Princeton Univ. Obs.)
 Niemczura, E., Morel, T., Aerts, C. 2009, *A&A*, 506, 213
 Rogers, N. Y. 1995, *Communications in Asteroseismology*, 78, 1
 Ryabchikova, T. A., Zakharova, L. A., Adelman, S. J. 1996, *MNRAS*, 283, 1115
 Takada-Hidai, M. 1991, *IAUS*, 145, 137
 WEBDA Navigation <<http://www.univie.ac.at/webda/navigation.html>>
 Zavala, R. T., Adelman, S. J., Hummel, C. A., Gulliver, A. F., Caliskan, H., Armstrong, J. T., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Pauls, T. A. 2007, *ApJ*, 655, 1046

PRESENTACIÓN MURAL

Separación de espectros en sistemas múltiples espectroscópicos

M. E. Veramendi¹ & J. F. González¹

(1) Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (ICATE)

Abstract. As a result of a spectroscopic survey of early-type multiple stars, we detected subsystems with three or more components which are radial velocity variables. In order to analyze these complex spectra we developed an extension of the disentangling method by González y Levato (2006). We describe the principles of this new technique. It allows to obtain the individual spectra of the components and to measure their radial velocities in triple or higher-order systems. Also we present the application of the method to the analysis of the quadruple system HD 44333.

Resumen. Como parte de los resultados de un relevamiento espectroscópico de sistemas estelares múltiples de tipo temprano, se han detectado subsistemas con tres o más componentes que varían en velocidad radial. Para abordar el análisis de estos espectros morfológicamente complejos, se ha desarrollado una generalización del método de separación de espectros binarios de González y Levato (2006). En este trabajo se describen las características principales de esta nueva técnica, la cual permite obtener los espectros de las componentes y medir sus velocidades radiales en sistemas de orden mayor a dos. También se presenta su aplicación en el análisis del sistema cuádruple HD 44333.

1. Introducción

Es bien sabido que la superposición de las líneas espectrales de las componentes en binarias de doble línea dificulta la medición de velocidades radiales y el análisis espectral de cada estrella. Como es de esperar, este problema se agrava en sistemas múltiples con más de dos componentes visibles en el espectro. En los últimos veinte años, se han desarrollado varios métodos para separar los espectros de las componentes y/o medir velocidades radiales en sistemas binarios espectroscópicos de doble línea (ver, por ejemplo, Bagnuolo y Gies 1991, Zucker y Mazeh 1994, Simon y Sturm 1994, González y Levato 2006, en adelante GL06). En particular, el método GL06 es un procedimiento iterativo que involucra poco tiempo de cálculo, es flexible y proporciona muy buenos resultados.

A partir del seguimiento espectroscópico de una muestra de sistemas múltiples con componentes tempranas, se han detectado subsistemas con más de dos componentes que varían en velocidad radial. Para obtener los espectros separados de cada una de ellas y medir sus velocidades radiales, se ha desarrollado una generalización del método GL06, la cual puede aplicarse a sistemas con un orden de multiplicidad arbitraria.

2. Descripción de la técnica

La separación de espectros múltiples se divide en dos etapas que se repiten iterativamente. Éstas se implementaron a través de dos scripts de IRAF, los cuales se ejecutan mediante las tareas *spbina_N* y *rvbina_N*. De la misma forma que los scripts originales para binarias, ambos involucran cálculos simples entre los espectros observados y contruïdos, que se efectúan con las tareas usuales de IRAF para manipulación de espectros (*dopcor*, *sarith*, *scombine*).

spbina_N calcula los espectros separados. Para ello, los *headers* de los espectros incluidos en la lista de entrada deben contener velocidades preliminares para todas las componentes que se desea separar. Para calcular el espectro de la componente C_i , se desplazan todos los espectros C_j ($j \neq i$) en VRC_j y se sustraen de los espectros originales. Las diferencias obtenidas se desplazan de acuerdo al valor de $-VRC_i$ y se combinan para formar el espectro C_i . Cabe mencionar que no es necesario contar con espectros de entrada para las componentes para comenzar a iterar.

rvbina_N mide la velocidad radial de cada componente en los espectros de entrada mediante correlaciones cruzadas unidimensionales. Para ello, la tarea resta los espectros calculados previamente para las restantes estrellas desplazados de acuerdo a sus velocidades radiales y mide la velocidad de la componente de interés mediante correlaciones cruzadas con el *template* asignado a ésta. Para cada conjunto de espectros calculados para las componentes, la tarea se ejecuta iterativamente hasta alcanzar la convergencia de las velocidades. Luego se repite la primera etapa ejecutando nuevamente *spbina_N*.

3. Aplicación al sistema cuádruple HD 44333

HD 44333 forma parte de una muestra de sistemas australes incluidos en el Multiple Star Catalogue (MSC, Tokovinin 1997, 2010) que se está analizando. Este sistema está clasificado en la literatura como una binaria visual, cuya órbita tiene un período de 102.34 años (Seymour y Mason 2000). Sin embargo, Heintz (1981) detectó diferencias de velocidad radial de aproximadamente 30 km/s con respecto a mediciones anteriores, a partir de lo cual el sistema está clasificado como triple en el MSC. Recientemente, Royer et al. (2007) atribuyeron un tipo espectral A4.5V y una velocidad de rotación $v_{\text{ini}}=191$ km/s a la componente primaria.

Se obtuvieron 23 espectros de este sistema, en los que se detectaron las líneas de tres estrellas de baja rotación que varían en velocidad radial, superpuestas a la componente más brillante de líneas anchas. En la separación de espectros, se emplearon *templates* sintéticos (Bertone et al. 2008) convolucionados con perfiles rotacionales adecuados. Los espectros obtenidos para las componentes (C_i) son muy similares a los *templates* seleccionados para cada una de ellas, lo cual indica que la separación de espectros es apropiada y permite estimar el tipo espectral de cada componente del sistema. Por otra parte, se obtuvieron muy buenos resultados en la reconstrucción de los espectros observados mediante la suma de los espectros de las componentes desplazados de acuerdo a sus velocidades radiales. En la Figura 1 se comparan secciones de un espectro observado con la superposición de los espectros separados de las componentes.

3.1. Ajustes orbitales y características del sistema

Las dos componentes de baja rotación de mayor temperatura (C_1 y C_2) forman un subsistema SB2. En el panel izquierdo de la Figura 2 se presenta el ajuste de sus veloci-

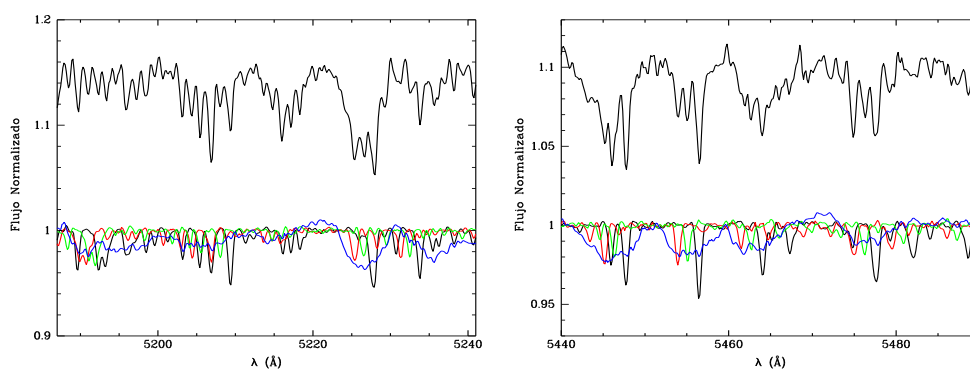


Figura 1. Comparación de secciones de un espectro observado con la superposición de los espectros separados de las componentes. Las tres estrellas de baja rotación se indican en color negro (C1), rojo (C2) y verde (C3), mientras que la componente de líneas anchas se presenta en color azul.

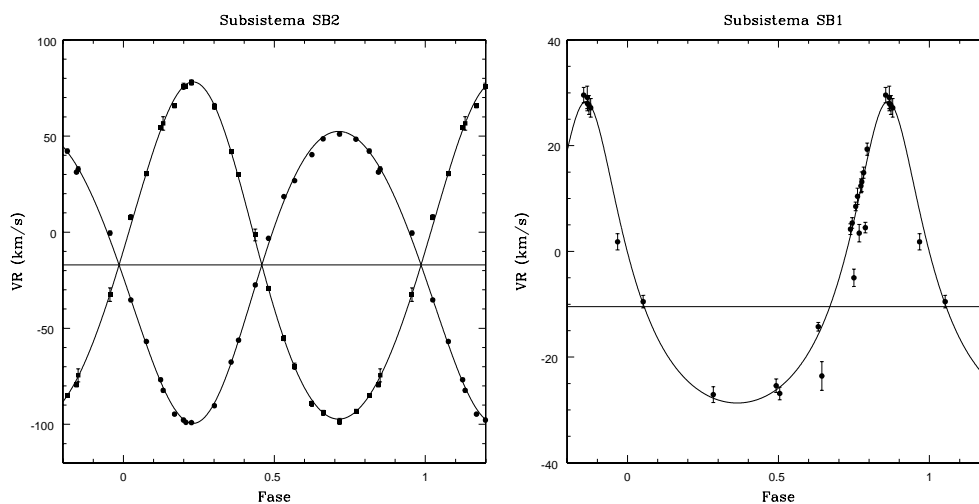


Figura 2. Ajustes orbitales de las componentes de HD 44333.

Tabla 1. Parámetros orbitales de los subsistemas binarios de HD 44333.

Subsistema	SB2 (C1-C2)	SB1 (C3)
P(días)	5.564189	171.797714
T ₀ (HJD-2450000)	5083.906016	5123.342403
V _γ (km/s)	-17.18	-10.47
K ₁ (km/s)	75.72	28.50
K ₂ (km/s)	87.86	
e	0.09	0.36
ω(°)	197.5	359.6

dades radiales obtenido empleando mínimos cuadrados. La dispersión cuadrática media de los datos con respecto al ajuste orbital es de 1.6 km/s para ambas componentes. La tercera componente de líneas finas (C3) es una SB1 cuyo ajuste orbital se presenta en el panel derecho de la Figura 2. Los cuatro puntos que se apartan más del ajuste corresponden a espectros en que las líneas de esta componente estaban totalmente solapadas con las de C1 y C2. En la Tabla 1 se listan los parámetros orbitales de los subsistemas binarios. Se obtuvieron masas mínimas de $1.34 M_{\odot}$ y $1.16 M_{\odot}$ para las componentes de la SB2. Los espectros separados conducen a estimar tipos espectrales F6V, F9V y G2V.

La componente espectroscópica más brillante es una estrella de líneas anchas cuya temperatura y velocidad de rotación son consistentes con los valores publicados para la componente A del sistema visual. Para ésta se obtuvo una velocidad radial media de -40 km/s, con una dispersión cuadrática media de 9 km/s.

Con los datos disponibles al presente, no resulta clara todavía la configuración del sistema múltiple. Una posibilidad es que se trate de un sistema cuádruple en el que A esté formada por C3 y C4 y B por C1 y C2. Otra alternativa es que B esté compuesta de dos binarias y no se haya detectado la compañera de C3. Las relaciones de brillos entre las componentes estimadas en base a sus espectros, junto con la diferencia de magnitudes publicada para el par visual (WDS, Mason et al. 2001), indican que la primera configuración es más probable. Sin embargo, la diferencia de velocidades entre los centros de masa de los subsistemas espectroscópicos y la componente de alta rotación es un resultado llamativo.

Referencias

- Bagnuolo, W.G. & Gies, D.R. 1991, *ApJ*, 376, 266
Bertone, E. et al. 2008, *A&A*, 485, 823
González, J.F. & Levato, H. 2006, *A&A*, 448, 283
Heintz, W.D. 1981, *ApJS*, 46, 247
Mason, B.D. et al. 2001, *AJ*, 122, 3466
Royer, F. et al. 2007, *A&A*, 463, 671
Seymour, D. & Mason, B.D. 2000, *IAU Com. 26. Information Circular*, 140, 1
Simon, K.P. & Sturm, E. 1994, *A&A*, 281, 286
Tokovinin, A. 1997, *A&AS*, 124, 75
Tokovinin, A. 2010, actualización MSC, www.ctio.noao.edu/~atokovinin
Zucker, S. & Mazeh, T. 1994, *ApJ*, 420, 806

PRESENTACIÓN MURAL

Bibliographic compilation of NIR spectroscopy for stars in the Galactic O-Star Catalog

S. Torres Robledo¹, R. Barbá^{1,2}, J. I. Arias¹ & N. I. Morrell³

¹ *Departamento de Física, Universidad de La Serena, Av. Cisternas 1200 Norte, La Serena, Chile*

² *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio, CONICET, Casilla 467, 5400 San Juan, Argentina*

³ *Las Campanas Observatory, Observatories of the Carnegie Institution of Washington, La Serena, Chile*

Abstract. We are carrying out a bibliographic compilation of near-infrared (NIR) ($0.7 - 5.0 \mu\text{m}$) spectroscopic studies available for stars in the Galactic O Star Catalog (GOSC, Maíz Apellániz et al. 2004). This compilation allows us to quantify the precise degree of knowledge about NIR spectral information for GOSC sources, such as band coverage, spectral resolution, equivalent-width measurements, etc. This bibliographic compilation has a clear next step toward the development of a new catalog of O-type stars observed only in the NIR, which will be annexed to the GOSC. In this poster paper we present preliminary results derived from a set of different attributes extracted from the retrieved papers.

Resumen. Estamos llevando a cabo una recopilación bibliográfica de los estudios espectroscópicos en el cercano infrarrojo ($0.7 - 5.0 \mu\text{m}$) disponibles para las estrellas del Catálogo de Estrellas O Galácticas (GOSC, Maíz Apellániz et al. 2004). Esta recopilación nos permite cuantificar de forma precisa el grado de conocimiento acerca de la información espectral en el cercano infrarrojo para las estrellas del GOSC, tales como banda de cobertura, resolución espectral, medidas de anchos equivalentes, etc. Este proyecto tiene un próximo paso definido que es el desarrollo de un nuevo catálogo de estrellas de tipo O observadas sólo en el cercano infrarrojo, el cual será anexado al GOSC. En este trabajo presentamos resultados preliminares de un conjunto de atributos extraídos de las publicaciones recolectadas.

1. Motivation

There are many open questions about the spiral structure and stellar distribution in the Milky Way (MW). While the structure outlined by star forming regions (SFR) and molecular clouds is relatively well known, it is difficult to be drawn using only massive stars and young open clusters. In spite of the progress made, the spiral structure beyond 2 kpc from the Sun, as well as that on the far side of the Galaxy, is poorly determined. Lépine et al. (2011) show how dramatic is this situation. Their Figures 7 and 9 plot the

distribution of CS and maser sources (tracers of SFRs) in the Galactic Plane, in contrast with stellar optical/NIR tracers like Cepheids and young open clusters. Comparing these two distributions, we can infer that about 90% of the spiral structure as traced by the youngest stellar populations is still completely unknown.

On the other hand, the knowledge of the number and distribution of massive stars is intrinsically important because these stars play a crucial role in the dynamic and chemical evolution of the MW.

Modern deep NIR sky surveys (e.g. VVV, Minniti et al. 2010; UKIDSS, Hewett et al. 2006) are opening a new window of galactic explorations. We now have the opportunity to discover an abundant population of hidden massive stars from the stellar candidates selected from those surveys. Thus, NIR spectroscopy, through spectral classification, is an indispensable tool allowing us to determine the nature of these candidates.

At present, the primary source of knowledge about massive stars (with 99% completeness at $B < 8$), is the *Galactic O Star Catalog* (GOSC, Maíz Apellániz et al. 2004). The GOSC collects information for the optically brightest galactic O-type stars (370 objects), providing coordinates, spectral types, optical and near-infrared photometry, and other useful information. Sota et al. (2008) presented the second version of GOSC, which seeks to extend the catalog to $B < 14$. Moreover, we are part of the *Galactic O-Stars Spectroscopic Survey* (GOSSS, Maíz Apellániz et al. 2011), this all-sky intermediate-resolution spectroscopic optical survey of all O-type stars, is designed to revolutionize the spectral classification system through high-quality and homogeneous spectroscopic observations of more than one thousand O-type stars. Based on GOSSS data, Sota et al. (2011) re-discussed the spectral classification system and presented a new atlas of O Stars.

In the NIR regime, the general spectroscopic classification system for O-type stars is based on a few atlases (e.g. Hanson et al. 1996, 2005). These atlases constitute the tool to perform a Morgan-Keenan (MK) process of spectral classification in the NIR regime in a similar way as in the optical. Unfortunately, the quality and incompleteness of the published NIR spectroscopic atlases is not enough to reproduce the MK system in this regime, and many ambiguities are detected.

We are planning a new NIR spectroscopic survey in order to establish the basis of a spectroscopic classification system for O-type stars in NIR comparable in quality and number of standards to that performed in the optical by Sota et al. (2011). As a first step, we are now retrieving bibliographic spectroscopic resources for the GOSC sources in the NIR domain, which allow us to quantify the precise degree of knowledge about NIR spectral information for GOSC entries, like band coverage, spectral resolution, equivalent-width measurements, etc. This bibliographic compilation has a clear next step toward the development of a new catalog of O-type stars observed only in the NIR (GOSC-IR), which will be annexed to the GOSC.

In this poster paper we present preliminary results derived from a set of different attributes extracted from the retrieved papers.

2. The bibliographic catalog

We retrieved the spectroscopic bibliographic information for 370 GOSCv1 sources using the NASA *Astronomical Data System* (ADS). We deployed different strategies to find papers which contain spectroscopic observations (from X-rays to IR) of GOSC

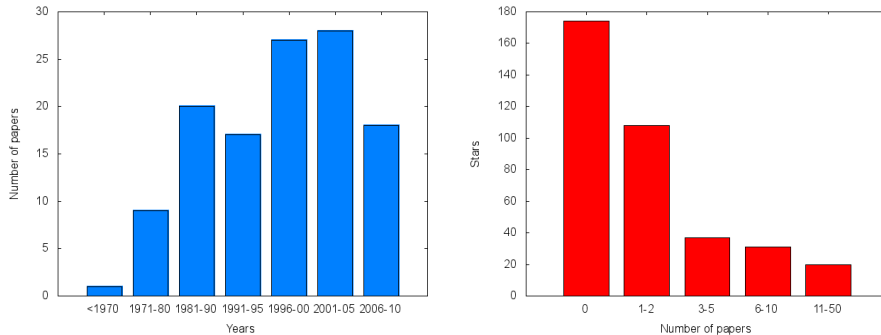


Figure 1. *Left:* Distribution of the number of published papers with NIR spectroscopy for O-type stars by year interval. The first published paper showing an *I*-band photographic spectrum of an O-type star corresponds to *Spectre infrarouges de quelques étoiles des premiers types entre 6500 et 8800 Å* by Andrillat & Houziaux (1967). *Right:* Distribution of the number of O-type stars by number of papers. Note that almost 50% of GOSC sources have no published NIR spectroscopic information.

entries. The total number of bibliographic entries counted is 28229 (including part of year 2010), from which 837 entries are related to NIR spectroscopy for 196 stars (Figure 1). These entries correspond to 123 independent papers. The first obvious result is that almost 50% of the GOSC stars have not published spectroscopic observation beyond $0.7 \mu\text{m}$. We must say that the definition of the NIR regime can be a bit tricky. We decided to include as a NIR spectroscopic observation those spectra obtained in the spectral range 7000 \AA to $5 \mu\text{m}$. Thus, the NIR lower limit can include many *optical* papers, as the *I* and *Z* bands are accessible using CCD detectors or photographic plates.

From the bibliographic compilation we defined a number of *attributes* to be developed in a catalog that lists the NIR spectroscopic information for GOSC entries. The selected attributes are: BAND, SPECTRAL RESOLUTION, SPECTRAL BANDWIDTH, SCIENCE CLASS, FLUX, PLOT, DIGITAL DATA, EQUIVALENT WIDTH, RADIAL VELOCITY, WIDTH PROFILE. The SCIENCE CLASS attribute refers to the primary purpose for which the spectrum was obtained, i.e., to study the star itself, the ISM or the nebular surrounding.

The catalog will be published following Virtual Observatory standards in the GOSC web page: <http://ssg.iaa.es/en/content/gosc-v2-query/>

Figure 2 shows some examples of the information which can be extracted from the catalog.

At the moment, we have collected 663 different NIR spectroscopic observations of 166 GOSC stars from 62 papers so far reviewed. Some interesting results are already emerging. We find that radial-velocity and rotational broadening studies are very scarce in the NIR, as well as ISM studies beyond $1 \mu\text{m}$. Also, most of the digital spectra available for researchers in astronomical databases come from just four papers.

Acknowledgments. We wish to acknowledge to the referee, Dr. Margaret M. Hanson, for constructive comments and suggestions which helped to improve the paper. We thank financial support from DIULS PR09101, the *Facultad de Ciencias* ULS, and DGAE-ULS. This research has made use of NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services and SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France.

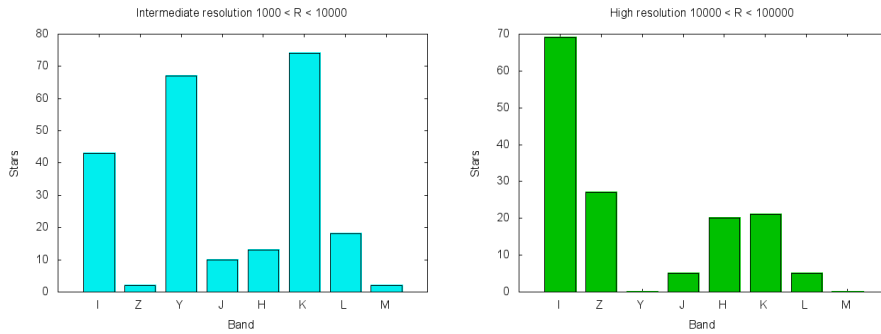


Figure 2. Number of stars observed in each NIR band at intermediate and high spectroscopic resolutions. The distributions clearly show how inhomogeneous is the knowledge of the O-type stars in the different spectral bands. This picture is even worst for specific spectral types, like O2, O3 or O6, which have never been observed at some resolutions. We note that there are only two observations of O-type stars at very-high spectral resolution ($R > 100000$) in the NIR.

References

- Andrillat, Y. & Houzieaux, L. 1967, *J. Obs.*, 50, 107
 Hanson, M.M. et al. 1996, *ApJS*, 107, 281
 Hanson, M.M. et al. 2005, *ApJS*, 161, 154
 Hewett, P. et al. 2006, *MNRAS*, 367, 454
 Lépine, J.R.D., Roman-López, A., Abraham, Z., Junqueira, T.C. and Mishurov, Yu.N. 2011, *MNRAS*, 414, 138
 Maíz Apellániz, J. et al. 2004, *ApJS*,
 Maíz Apellániz, J. et al. 2011, *Highlights in Spanish Astrophysics VI*, Proceedings of the IX Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society (SEA), held in Madrid, September 13 - 17, 2010, Eds.: M. R. Zapatero Osorio et al., 467
 Minniti, D. et al. 2010, *NewA*, 15, 433
 Sota, A. et al. 2008, *RMxAC*, 33, 56
 Sota, A. et al. 2011, *ApJS*, 193, 24

PRESENTACIÓN MURAL

Soluciones a modelos hidrodinámicos de vientos estelares en estrellas masivas

I. Araya¹, M. Curé¹, A. Santillán² & A. Ud-Doula³

(1) *Universidad de Valparaíso, Chile*

(2) *Universidad Nacional Autónoma de México, México*

(3) *The Pennsylvania State University, USA*

Abstract. Models from stellar winds in one dimension (1-D) from massive stars, rotating at high velocities show an equatorial flux slower and denser (e.g., Be stars) than the standard solution (CAK, FA, PPK, see below). We analyse the time dependent wind equations for rotating stars with the hydrodynamic numerical code ZEUS-3D. These simulations agree with wind's steady state models, and we confirm that for high rotational velocities the flux has a slower and denser acceleration. We compared our solutions with the ones from Madura et al. (2007) and we find differences. Finally, we show the first time dependent calculations for new slow solutions which may explain the winds of BA Supergiants stars.

Resumen. Los modelos de vientos estelares en una dimensión (1-D) para estrellas masivas rotando a altas velocidades muestran un flujo ecuatorial más lento y denso (por ejemplo, estrellas Be) que el mostrado por la solución estándar (CAK, FA, PPK). Nosotros analizamos las ecuaciones dependientes del tiempo para vientos de estrellas rotantes con un código numérico hidrodinámico llamado ZEUS-3D. Estas simulaciones concuerdan con los modelos estacionarios, confirmando que para altas velocidades rotacionales se obtiene un flujo con una aceleración más lenta y densa. Comparamos nuestras soluciones con las estudiadas por Madura et al. (2007) en donde encontramos diferencias atribuibles a la descripción de la fuerza de radiación. Finalmente mostramos nuestros primeros cálculos dependientes del tiempo para nuevas soluciones lentas que explicarían los vientos de estrellas BA Supergigantes.

1. Introducción

El continuo flujo de materia (partículas) que emite una estrella hacia el exterior es llamado *Viento Estelar*. Las partículas que componen estos vientos son aceleradas de diferente manera, dependiendo de la naturaleza de la estrella. Por ejemplo en una estrella como el Sol, los vientos surgen del gradiente de presión debido a la alta temperatura de la corona. Los vientos de estrellas calientes luminosas son impulsados por la absorción de líneas espectrales, denominándolos "*line driven winds*". Los dos más importantes parámetros (en lo que respecta a vientos estelares), son la tasa de pérdida de masa \dot{M} , la cual es la cantidad de masa perdida de una estrella por unidad de tiempo y la ve-

locidad terminal v_∞ , que es la velocidad del viento estelar a una gran distancia de la estrella. La teoría de la radiación que impulsa los vientos estelares es una herramienta estándar para describir las propiedades observadas de los vientos en estrellas calientes. Castor et al. (1975, **CAK**) obtuvieron un modelo analítico hidrodinámico para estas estrellas, basados en la aproximación de Sobolev. El modelo CAK fue mejorado por Friend & Abbott (1986, **FA**) y Pauldrach et al. (1986, **PPK**), dando un buen acuerdo con las observaciones. Vink et al. (2000) calculó, incluyendo los efectos de múltiple scattering, tasas de pérdidas de masas para una malla de modelos de vientos que cubría un amplio rango de parámetros. Ellos encontraron un mejor acuerdo entre la teoría y las observaciones. A la solución del modelo CAK mejorado (o modificado) se le denomina m-CAK. Modelos de vientos estelares en una dimensión (1-D) para estrellas masivas rotando a altas velocidades muestran un flujo ecuatorial más lento y denso (por ejemplo, estrellas Be) que el mostrado por la solución estándar (CAK, FA, PPK). Nosotros analizamos las ecuaciones dependientes del tiempo para vientos de estrellas que rotan rápidamente con el código numérico (magneto-)hidrodinámico ZEUS-3D. Nuestras simulaciones concuerdan con los modelos estacionarios calculados con el código de Curé (2004), confirmando que para altas velocidades rotacionales se obtiene un flujo con una aceleración más lenta y densa. Comparamos nuestras soluciones con las estudiadas por Madura et al. (2007, **MOF**) en donde encontramos diferencias atribuibles a la descripción de la fuerza de radiación que ellos utilizan. Finalmente mostramos nuestros primeros cálculos dependientes del tiempo para nuevas soluciones lentas que explicarían los vientos de estrellas BA Supergigantes (Curé et al. 2011).

2. Implementación

Para encontrar las soluciones al modelo hidrodinámico utilizamos el código computacional ZEUS-3D, el cual está desarrollado en Fortran y es de dominio público. ZEUS-3D requiere especificar los valores físicos para los parámetros básicos de la estrella (e.g., masa, radio y luminosidad) y del viento, además está configurado para trabajar en el sistema cgs. Cabe destacar que todos los cálculos realizados son hechos con el valor absoluto del gradiente de velocidad $\partial v/\partial r$ en el término de la aceleración de las líneas g^{line} , a diferencia de MOF (ver Caso 1) que utilizan en g^{line} el gradiente de velocidad definido por $\partial v/\partial r = \text{Max}(\partial v/\partial r, 0)$.

3. Resultados

Se encontraron soluciones para dos diferentes tipos de estrellas, a las cuales llamaremos Caso 1 y Caso 2. Además, las soluciones se comparan con las obtenidas por medio del modelo estacionario de estos vientos (Curé, 2004, Curé et al. 2011).

3.1. Caso 1

Nosotros hemos calculado las soluciones del modelo m-CAK utilizando los mismos valores dados por MOF, pero con una parametrización diferente, indicando que g^{line} no puede ser negativo (nuestro trabajo utiliza el valor absoluto). El gradiente de velocidades no debe ser negativo (dado que esto indica una desaceleración), ya que el modelo para estos vientos es monotómicamente creciente.

MOF muestra en su trabajo la existencia de un *kink* en el flujo de los vientos para estrellas con una rotación estelar alta. Los parámetros estelares son: $R_* = 4 R_\odot$, $M_* = 7.5 M_\odot$ & $L_* = 2310 L_\odot$ y los parámetros de la fuerza de radiación, específicamente del multiplicador de fuerza son: $k = 0.53$, $\alpha = 0.5$ & $\delta = 0$. Las soluciones encontradas se muestran en la figura 1 (*Izquierda*: modelo independiente del tiempo desarrollado por Curé (2004), *Derecha*: modelo dependiente del tiempo, ZEUS-3D). En ellas *no* observamos los *kinks* descritos en MOF.

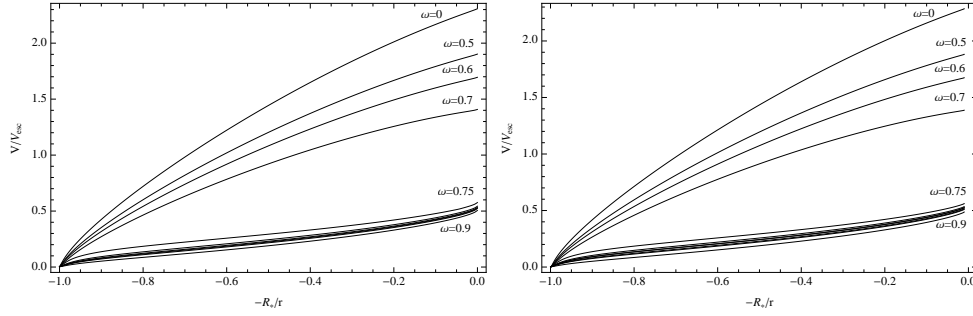


Figura 1. Perfil de velocidad V/V_{esc} como función de $-R_*/r$ para las soluciones encontradas con $\delta = 0$. *Izquierda*: utilizando el modelo estacionario. *Derecha*: utilizando ZEUS-3D.

3.2. Caso 2

Tratamos de reproducir los resultados obtenidos por Curé et al. (2011) para una estrella A Supergigante, cuyos parámetros del multiplicador de fuerza son: $k = 0.86$, $\alpha = 0.49$ & $\delta = 0.08$ y sus parámetros estelares son: $R_* = 60 R_\odot$, $M_* = 13.14 M_\odot$ & $L_* = 32470 L_\odot$. La figura 2 (*Izquierda*) nos compara la solución encontrada por ZEUS-3D y la solución estacionaria hallada por Curé et al. (2011), las cuales no concuerdan de la mejor manera, debido a que la solución encontrada por ZEUS-3D no convergió a una solución estacionaria. La figura 2 (*Derecha*) nos muestra casos de prueba para una estrella sin rotación y con $\delta \neq 0$ con su respectiva solución estacionaria y la encontrada por ZEUS-3D.

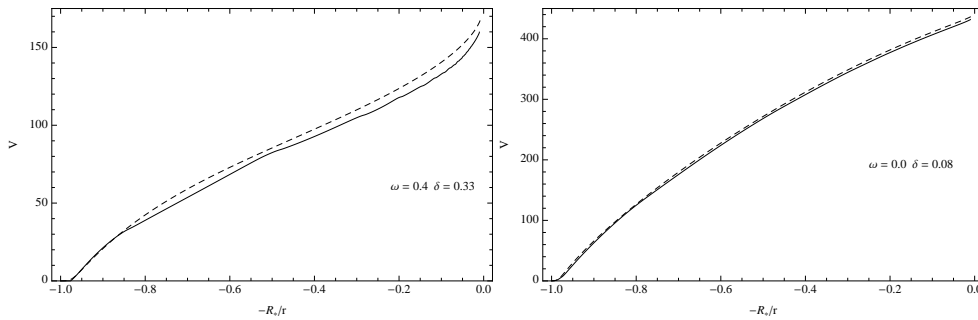


Figura 2. Perfil de velocidad V en $(km\ s^{-1})$ como función de $-R_*/r$ para las soluciones encontradas utilizando ZEUS-3D (línea continua) y el modelo estacionario (línea punteada). *Izquierda*: utilizando $\omega = 0.4$ y $\delta = 0.33$. *Derecha*: utilizando $\omega = 0.0$ y $\delta = 0.08$.

4. Conclusión

Para el Caso 1 hemos reproducido en gran parte los resultados de MOF, dado que no obtuvimos evidencia de los *kinks* nombrados por ellos. Pensamos que no se observan estos *kinks* debido a una serie de posibles razones: (1) la aproximación realizada por MOF para obtener las condiciones iniciales no es lo suficientemente buena como para encontrar la solución estacionaria, (2) nosotros no observamos evidencia de los *kinks* debido a que no usamos la misma parametrización de la fuerza de la línea propuesta por MOF. (3) posibles inestabilidades debido a las condiciones iniciales en las ecuación del modelo m -CAK provocarían estos *kinks*. Cabe destacar que nuestros cálculos fueron realizados para comparar las soluciones dependientes del tiempo con las estacionarias, en cambio, MOF realizaron los cálculos para obtener las ventajas de un tratamiento meramente local en el impulso de las líneas. Para el Caso 2 aunque aún no hemos logrado encontrar la solución estacionaria usando ZEUS-3D con los parámetros $\omega = 0.4$ y $\delta = 0.33$, creemos que el problema se deba a las condiciones de contorno usadas. Usando $\omega = 0.0$ y $\delta = 0.08$ encontramos una solución que se ajusta a la solución estacionaria, aunque aún posee algunas oscilaciones en la base del viento. Nuestro trabajo a futuro se concentrará en encontrar las soluciones estacionarias para este caso.

Agradecimientos. Los autores agradecen el financiamiento del Fondo GEMINI-CONICYT, asignado al proyecto N° 32100020 y al Centro de Astrofísica de Valparaíso (CAV). I. Araya agradece el financiamiento dado por SOCHIAS.

Referencias

- Castor, J.I., Abbott, D.C., Klein, R.: 1975, ApJ, 195, 157
Curé, M., Cidale, L. & Granada, A. 2011, ApJ, 737, 18
Curé, M. 2004, ApJ, 614, 929
Friend, D., Abbott, D.C.: 1986, ApJ, 311, 701
Madura, T., Owocki, S., Feldmeier, A.: 2007, ApJ, 660, 687.
Pauldrach, A., Puls, J., Kudritzki, R.P.: 1986, A&A, 164, 86
Stone, J. M., & Normanm, M. L. 1992, ApJS, 80, 753

Parte V

Sistemas Estelares

PRESENTACIÓN MURAL

Radial segregation among sub-populations of stars in intermediate-mass Galactic globular clusters

V. V. Kravtsov^{1,2}, G. Alcaíno³, F. Alvarado³ & G. Marconi⁴

(1) *Instituto de Astronomía, UCN, Antofagasta, Chile*

(2) *Sternberg Astronomical Institute, MSU, Moscow, Russia*

(3) *Isaac Newton Institute of Chile, Ministerio de Educación de Chile, Santiago, Chile*

(4) *European Southern Observatory, Santiago, Chile*

Abstract. We summarize our recent selected results obtained on the inhomogeneity (multiplicity) of stellar populations in three intermediate-mass Galactic globular clusters (GGCs), NGC 1261, NGC 3201, and NGC 6752. We rely on ground-based multi-color photometry including measurements in the U band in fairly extended ($14' \times 14'$) fields of these GGCs. We found for the first time an obvious radial segregation between the sub-populations of red giant branch (RGB) and main-sequence (MS) stars (in NGC 6752) bluer and redder in the color $U - B$, as well as between sub-giant branch (SGB) stars brighter and fainter in the U -magnitude. Moreover, both fainter SGB and redder RGB/MS stars are similarly more centrally concentrated than their brighter and bluer counterparts, respectively. A notable change in the proportion of the two mentioned sub-populations of SGB and RGB stars in NGC 6752 and NGC 3201 occurs at a radial distance very close to their half-mass radius, R_h .

Resumen. Resumimos nuestros resultados recientes obtenidos sobre la heterogeneidad (multiplicidad) de poblaciones estelares en tres cúmulos globulares Galácticos de masa intermedia: NGC 1261, NGC 3201 y NGC 6752. Se utiliza fotometría hecha en varias bandas espectrales incluso la U , en un campo bastante extenso ($14' \times 14'$) alrededor del centro de cada cúmulo, usando observaciones terrestres. Fue encontrada por primera vez una obvia segregación radial entre las sub-poblaciones de estrellas pertenecientes a la rama de gigantes rojas (RGR) y a la secuencia principal (SP, en NGC 6752), las cuales se distinguen en el color $U - B$. La misma segregación se encuentra entre las estrellas de la rama de sub-gigantes (RSG) de mayor y menor brillo en la banda ultravioleta. Además, tanto las estrellas de menor brillo de la RSG como las más desplazadas al rojo en el índice de color $U - B$ en la RGR/SP son más concentradas hacia el centro de los cúmulos en comparación con sus homologas de mayor brillo y de mayor desplazamiento al azul en el $U - B$, respectivamente. El cambio notable de la proporción de estas sub-poblaciones en NGC 6752 y NGC 3201 ocurre a distancia radial cercana al radio de semimasa, R_h .

1. Introduction

Study of the properties of stellar populations in Galactic globular clusters (GGCs) can shed more light on cluster formation and evolution. The so-called multiple stellar populations (MSPs) in GGCs is a fairly new subject of research. Beside ω Cen (Bedin et al. 2004) the manifestations of the presence of MSPs were initially reliably revealed thanks to accurate HST photometry in most massive GGCs, such as NGC 2808 (Piotto et al. 2007) and NGC 1851 (Milone et al. 2008) among others, caused by the splitting of the SGB or/and of the main sequence (MS). The splitting of the RGB in most massive GGCs was also shown by Lee et al. (2009) using ground-based observations. Spectroscopic evidence of MSPs in GGCs was obtained, as well (i.e., Carretta et al. 2009). However, because of the relatively small fields observed with HST in the central parts of the GGCs with the splitted sequences, no difference in radial distribution between the sub-populations of stars of the same splitted sequences was found. Recently we showed for the first time that sub-populations of stars of the same evolutionary sequences but with different photometric characteristics exhibit, at high confidence level, clearly different radial distribution in three GGCs, NGC 1261 (Kravtsov et al. 2010b), NGC 3201 (Kravtsov et al. 2010a), and NGC 6752 (Kravtsov et al. 2011). This result was obtained thanks to photometry (i) in the rarely used U band (ii) in a fairly wide cluster field.

2. Observations and data reduction

The observations were acquired in December/January of 1997/1998 (NGC 1261 and NGC 3201) and in October of 1999 (NGC 6752) with the 1.3 m Warsaw telescope, Las Campanas Observatory, using a set of UBVI filters and a 2048×2048 CCD camera. The array scale was $0''.417 \text{ pixel}^{-1}$, giving a field of view of $14' \times 14'$. The GGCs were approximately centered on the CCD. The seeing estimated from the observations was typically between $1''.1$ and $1''.2$. Stellar photometry was carried out using daophot/allstar (Stetson 1991). The instrumental magnitudes and colors ($v, u - b, b - v, v - i$) obtained for the measured stars were then transformed to the standard system by relying on standard stars situated in the observed fields of the GGCs.

3. Analysis of data and samples of stars

We first isolated a total sample of most probable SGB stars by using U -based CMD with the $B - I$ color-index, which provides a larger separation between the turnoff (TO) point and the lower RGB. Stars were selected in a box with the color range $\Delta(B - I)$ between these two reference points and in magnitude range ΔU (0.3 mag in NGC 6752 and 0.4 mag in NGC 1261 and NGC 3201) between the upper and lower borders of the branch, traced in the CMD and approximated by appropriate envelope curves. We then divided the obtained samples (122, 415, and 451 SGB stars in NGC 1261, NGC 3201, and NGC 6752, respectively) by sub-samples of brighter and fainter stars (36 and 49, 115 and 178, 189 and 143 stars, respectively), separated by stars of intermediate brightness. The selection boxes are marked in the upper panels of Fig. 1.

Then we fitted the mean locus of the RGB with a polynomial in CMDs with different color-indices and then linearized the RGB by subtracting for each star the color

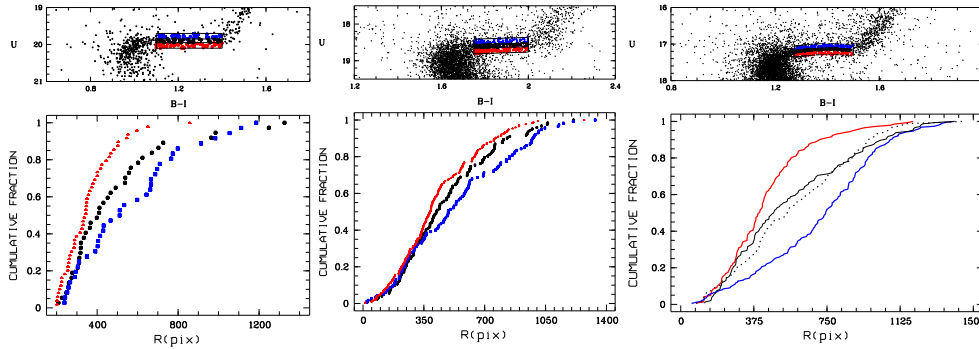


Figure 1. *Upper panels*, from left to right, show three sub-samples of the SGB stars isolated in three magnitude ranges in the $U-(B-I)$ CMDs of the GGCs NGC 1261, NGC 3201, and NGC 6752.

Lower panels: a comparison of the CRDs of the three sub-samples of SGB stars, except for right panel (NGC 6752) where shown by the black continuous and dotted lines are the CRDs for the sub-samples of fainter and brighter SGB stars, respectively, in the B magnitude (insignificant or no effect).

of the mean locus at its luminosity level from the star's color-index. We left only those stars that satisfied our selection criterion: their deviations from the mean locus did not exceed a certain limit in different colors. The linearized RGBs are shown in the $U-\delta(U-B)$ plane in the upper panels of Fig. 2 where the samples of RGB stars corresponding to NGC 3201 and NGC 6752 include 487 and 867 items, respectively.

4. The main results and conclusions

1. The cumulative radial distributions (CRDs) of the isolated sub-samples of brighter and fainter SGB stars, show that the fainter sub-giants in the U band are (much) more centrally concentrated than their brighter counterparts. These CRDs showed in the lower panels of Fig. 1 are essentially dissimilar, especially in NGC 6752. This apparent difference is supported by a Kolmogorov-Smirnov test: the radial distributions of the brighter and fainter SGB stars are different at a confidence level of 99.9%, 99.8%, and $> 99.9\%$ in NGC 1261, NGC 3201, and NGC 6752, respectively. At the same time there is no or insignificant difference in other bands (see comparison of the CRDs in the B band in the right lower panel of Fig. 1).

2. The lower panels of Fig. 2 show that RGB stars in NGC 6752 and NGC 3201 exhibit a systematically different location in the color-radial distance $R-\delta(U-B)$ diagram at different radial distances from the cluster center: the proportion of stars bluer in the $U-B$ increases towards the cluster outskirts. The same trend is found in NGC 1261.

3. Fig. 3 shows that RGB stars redder in the color $U-B$, like the fainter SGB stars, are much more centrally concentrated in NGC 6752 as opposed to both RGB stars bluer in the $U-B$ color and SGB stars brighter in the U band. We find virtually the same difference between photometrically distinct sub-populations both of RGB and SGB stars in NGC 3201. Also, we find in the two GGCs that the bulk of both the fainter SGB stars and redder RGB stars are confined within the cluster region with the

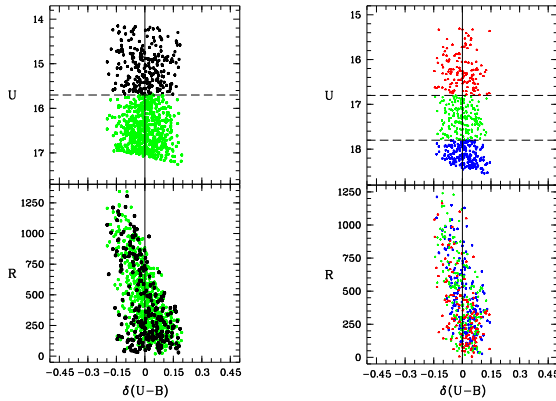


Figure 2. Trend of the $U - B$ color of RGB stars, as a deviation $\delta(U - B)$ from the RGB ridgeline (lower panels), with their radial distance (100 pixels are $0''.70$) from the center of NGC 6752 (left) and NGC 3201 (right). Upper panels show the linearized RGBs of both GGCs. Stars of different U -magnitude denoted by symbols of different color follow the same trend.

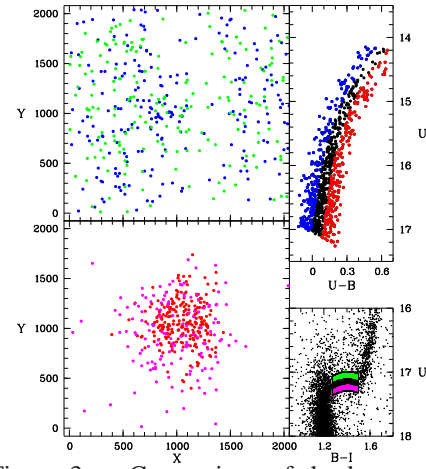


Figure 3. Comparison of the location in the observed field of NGC 6752 of (1) two samples of RGB stars, with $\delta(U - B) > 0.05$ (red dots) and $\delta(U - B) < -0.05$ (blue dots), and (2) two samples of SGB stars, fainter (magenta dots) and brighter (green dots) in the U magnitude.

half-mass radius, R_h . There is also obvious segregation among MS stars with different $U - B$ color in NGC 6752.

We refer to our original publications cited here, for more detail about observations, data reduction, calibrations, taking variable reddening in NGC 3201 (Kravtsov et al. 2009) into account, among other points. We cannot entirely rule out that an unaccounted factor (e.g. some kind of reflections) could produce a spurious photometric effect in the U band and finally affect the achieved results.

References

- Bedin, L.R., Piotto, G., Anderson, J., et al. 2004, *ApJ*, 605, L125
 Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R.G., et al. 2009, *A&A*, 505, 117
 Kravtsov, V., Alcaíno, G., Marconi, G., & Alvarado, F. 2009, *A&A*, 497, 371
 Kravtsov, V., Alcaíno, G., Marconi, G., & Alvarado, F. 2010a, *A&A*, 512, L6
 Kravtsov, V., Alcaíno, G., Marconi, G., & Alvarado, F. 2010b, *A&A*, 516, 23
 Kravtsov, V., Alcaíno, G., Marconi, G., & Alvarado, F. 2011, *A&A*, 527, L9
 Lee, J.-W., Kang, Y.-W., Lee, J. & Lee, Y.-W. 2009, *Nature*, 462, 480
 Milone, A.P., Bedin, L.R., Piotto, G., et al. 2008, *ApJ*, 673, 241
 Piotto, G., Bedin, L.R., Anderson, J., et al. 2007, *ApJ*, 661, L53 ,
 Stetson, P.B. 1991, *DAOPHOT II, Users Manual*

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio de cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes: fotometría de Washington de 14 cúmulos de edad intermedia

A. E. Piatti^{1,2}, J. J. Clariá^{2,3}, E. Bica⁴, D. Geisler⁵, A. V. Ahumada^{2,3,6,7} & L. Girardi⁸

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires, Argentina*

(2) *CONICET, Argentina*

(3) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(4) *Instituto de Física, UFRGS, Porto Alegre, Brasil*

(5) *Universidad de Concepción, Chile*

(6) *Observatorio Europeo del Sur, Santiago, Chile*

(7) *Observatorio Astronómico de Bologna, Italia*

(8) *Observatorio de Padova, Italia*

Abstract. We present CCD photometry in the Washington system C and T_1 bands of 14 star clusters of the Small Magellanic Cloud (SMC). We determine ages and metallicities using theoretical isochrones, the δT_1 parameter and the Red Giant Standard method. Excepting IC 1708, all the observed clusters are aged between 1 and 6.3 Gyr, while their metallicities ($[Fe/H]$) range between -0.7 and -1.4. Two important cluster formation episodes in the SMC, dated at ~ 2 Gyr and ~ 5 Gyr ago, were detected. During approximately the first 4 Gyr in the SMC lifetime, the cluster formation rate turned out to be constant. A detailed version of this work can be seen in Piatti et al. (2011, MNRAS, 417, 1559).

Resumen. Presentamos fotometría CCD en las bandas C y T_1 del sistema de Washington de 14 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NmM). Usando isócronas teóricas, el parámetro δT_1 y el método de las Ramas Gigantes Estándar, determinamos edades y metalicidades. Excepto IC 1708, todos los cúmulos observados tienen edades entre 1000 y 6300 millones de años y valores de $[Fe/H]$ entre -0.7 y -1.4. Constatamos dos importantes episodios de formación de cúmulos en la NmM ocurridos hace ~ 2 mil y ~ 5 mil millones de años. Durante los primeros 4 mil millones de años desde que se formaron los cúmulos, la tasa de formación de los mismos se mantuvo constante. Una versión detallada de este trabajo puede verse en Piatti et al. (2011, MNRAS, 417, 1559).

1. Introducción

Contrariamente a la Nube Mayor de Magallanes, la NmM ha formado cúmulos de manera casi continua durante la mayor parte de su existencia. Dado que sorprendentemente el estudio de sus cúmulos no ha sido hasta ahora debidamente explotado, nuestro grupo viene llevando a cabo observaciones sistemáticas de muchos de ellos usando las bandas C y T_1 del sistema fotométrico de Washington. En este trabajo presentamos resultados

obtenidos con el telescopio de 1.5 m del Observatorio de Cerro Tololo (Chile) para los siguientes objetos: HW 66, HW 79, HW 84, HW 85, HW 86, IC 1708, L 3, L 28, L 100, L 106, L 108, L 109, L 112 y NGC 643.

2. Diagramas color-magnitud

A manera de ejemplo, en la Fig. 1 (izquierda) mostramos el diagrama $(T_1, C - T_1)$ observado de L 100. Los restantes objetos exhiben características más o menos similares. El hecho de que tanto las estrellas de los cúmulos como de los campos circundantes estén aproximadamente a la misma distancia, dificulta la "limpieza" de los diagramas color-magnitud (CM) T_1 vs. $C - T_1$. El método estadístico aplicado en cada caso para descontaminar los diagramas CM se describe en detalle en Piatti et al. (2011).

3. Edades y metalicidades

Estimamos primeramente edades y metalicidades de los 14 cúmulos observados mediante ajustes de isócronas del grupo de Padova (Girardi et al. 2002). Para ello, estimamos previamente excesos de color $E(B - V)$ usando los mapas de Burstein & Heiles (1982) y Schlegel et al. (1998), los cuales muestran en general buen acuerdo. Los enrojecimientos adoptados pueden verse en la Tabla 1. Para los ajustes, usamos el valor $(m - M)_0 = 18.90 \pm 0.10$ reportado por Glatt et al. (2010) para la NmM y las expresiones $C - T_1 = 1.97E(B - V)$ y $M_{T_1} = T_1 + 0.58E(B - V) - (V - M_V)$ (Geisler & Sarajedini 1999). Calculamos además edades a partir del índice δT_1 - diferencia entre la magnitud T_1 del "clump" y del punto de desvío de la secuencia principal - y la ecuación (4) de Geisler et al. (1997). Los valores resultantes (en unidades de 10^9 años) muestran buen acuerdo con los inferidos a partir de los ajustes de isócronas (Tabla 1). Finalmente, estimamos metalicidades a partir del método de las Ramas Gigantes Estándar (RGE) de Geisler & Sarajedini (1999) y corregimos por efectos de edad siguiendo las prescripciones de Geisler et al. (2003). Las metalicidades resultantes se muestran en la Tabla 1. Nótese el muy buen acuerdo existente entre estos valores y los determinados vía isócronas.

4. Historia de formación de cúmulos estelares en la NmM

La Fig. 1 (derecha), construida con datos del presente trabajo y otros tomados de la literatura (Mighell et al. 1998; Da Costa & Hatzidimitriou 1998; Da Costa 1999; Piatti et al. 2001, 2005a,b, 2007a,b,c, Rafelski & Zaritsky 2005; Rochau et al. 2007; Bica et al. 2008), demuestra que hace ~ 2 mil y ~ 5 mil millones de años ocurrieron dos importantes eventos de formación de cúmulos en la NmM. Glatt et al. (2008) no encontraron estos picos, pues utilizaron edades de sólo 15 cúmulos. En nuestro histograma se han incluido los 43 cúmulos más viejos que 1000 millones de años. De la figura se desprende además que durante los primeros 4 mil millones de años, después de la formación del sistema de cúmulos de la NmM, la tasa de formación de estos objetos se mantuvo constante, ya que la pendiente de la distribución de edades no varía en el intervalo $8 < (t) \times 10^9$ años < 12 . Para este período, parecería razonable aceptar un modelo de formación continua de cúmulos, suponiendo homogeneidad química, como el propuesto por Da Costa & Hatzidimitriou (1998). Luego, hace ~ 7500 millones de

años, la distribución de edades presenta un abrupto cambio en la pendiente como consecuencia de un exceso de cúmulos producto, muy probablemente, de la interacción entre las dos Nubes de Magallanes (Tsujimoto & Bekki 2010). Los dos picos de formación de cúmulos ocurridos en los últimos 5 mil millones de años son más bien consistentes con el modelo explosivo de formación de cúmulos de Pagel & Tautvaisiene (1998).

Referencias

- Bica, E., Santos, J.F.C., Schmidt, A.A., 2008, MNRAS, 391, 915
Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
Da Costa, G.S., 1999, Proc. IAU Symp 190, p. 446
Da Costa, G.S., Hatzidimitriou, D., 1998, AJ, 115, 1934
Geisler, D., Bica, E. et al., 1997, AJ, 114, 1920
Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., 2003, MNRAS, 341, 771
Geisler, D., Sarajedini, A., 1999, AJ, 117, 308
Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, et al., 2002, A&A, 391, 195
Glatt, K., Grebel, E.K., Koch, A., 2010, A&A, 510, A50
Glatt, K., Grebel, E.K., Sabbi, E. et al. 2008, AJ, 136, 1703
Mighell, K.J., Sarajedini, A., French, R.S., 1998, AJ, 116, 2395
Pagel, B.E.J., Tautvaisiene, G., 1998, MNRAS, 299, 535
Piatti, A.E., Clariá, J.J., Bica, E. et al., 2011, MNRAS, 417, 1559
Piatti, A.E., Santos, J.F.C., Clariá et al., 2001, MNRAS, 325, 792
Piatti, A.E., Santos, J.F.C., Clariá et al., 2005a, A&A, 440, 111
Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al., 2005b, MNRAS, 358, 1215
Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al., 2007a, MNRAS, 377, 300
Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al., 2007b, MNRAS, 381, L84
Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al., 2007c, MNRAS, 382, 1203
Rafelski, M., Zaritsky, D., 2005, AJ, 129, 2701
Rochau, B., Gouliermis, D.A., Brandner et al., 2007, ApJ, 664, 322
Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Tsujimoto, T., Bekki, K., 2010, ApJL, 700, 69

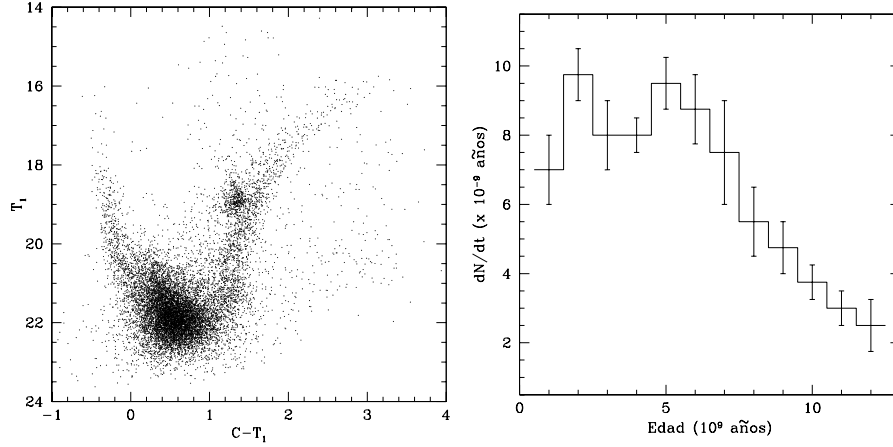


Figura 1. *Izquierda:* Diagrama T_1 vs. $C - T_1$ de todas las estrellas medidas en el campo de L 100. *Derecha:* Distribución de las edades de los cúmulos de la Nube Menor de Magallanes.

Cúmulo	$E(B - V)$	Edad	Edad	[Fe/H]	[Fe/H]
	Adoptado	Isócrona	δT_1	Isócrona	RGE
L 1	0.04	1.00 ± 0.25	1.25 ± 0.20	-0.7	-0.65
L 28	0.08	0.80 ± 0.20	1.20 ± 0.30	-0.7	-0.75
HW 66	0.05	4.00 ± 0.90	3.50 ± 1.00	-1.3	-1.35
L 100	0.04	2.00 ± 0.50	2.30 ± 0.60	-0.7	
HW 79	0.06	5.00 ± 1.30	4.30 ± 1.20	-1.3	-1.4
IC 1708	0.04	0.60 ± 0.20		-0.7	
L 106	0.05	1.10 ± 0.25	2.00 ± 0.90	-0.7	
L 108	0.04	1.10 ± 0.25	1.60 ± 0.30	-0.7	
L 109	0.04	2.50 ± 0.60	3.50 ± 1.00	-0.7	-1.0
NGC 643	0.07	1.00 ± 0.25	1.40 ± 0.20	-0.7	-0.7
L 112	0.07	6.30 ± 1.40	≥ 5.0	-1.3	-1.4
HW 84	0.03	0.90 ± 0.20	1.40 ± 0.20	-0.7	
HW 85	0.03	1.10 ± 0.25	2.20 ± 0.50	-1.3	
HW 86	0.04	0.80 ± 0.20	1.40 ± 0.20	-0.7	

Tabla 1. Parámetros fundamentales de los cúmulos observados.

PRESENTACIÓN MURAL

Subsistemas binarios espectroscópicos en sistemas estelares múltiples

M. E. Veramendi¹ & J. F. González¹

(1) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (ICATE)*

Abstract. We present some results of a spectroscopic survey of early-type multiple stars. We detected new binary and multiple subsystems and we obtained orbital parameters of catalogued binaries without previous data. In this contribution we describe the orbital analysis of two binary subsystems without published periods and two SB2s previously catalogued as single-lined spectroscopic binaries. Also we report the discovery of seven new subsystems. Three of them are double-lined spectroscopic binaries.

Resumen. El relevamiento espectroscópico de una muestra de sistemas estelares múltiples de tipo temprano ha dado como resultado la detección de nuevos subsistemas binarios y múltiples y la determinación de parámetros orbitales de binarias clasificadas, pero con escasos datos previos. En particular, en este trabajo se presenta el análisis orbital de dos subsistemas binarios que no contaban con determinaciones de período y de dos SB2 previamente clasificadas como binarias de línea simple. También se describen los resultados obtenidos para siete nuevos subsistemas detectados, de los cuales tres son binarias espectroscópicas de doble línea.

1. Observaciones y medición de velocidades radiales

En los últimos años se ha llevado a cabo un seguimiento espectroscópico de más de 40 sistemas estelares múltiples con componentes de tipos espectrales O, B y A. La muestra fue seleccionada del Multiple Star Catalogue (Tokovinin 1997, 2010), que actualmente contiene datos de más de 1350 sistemas múltiples físicos, en su mayoría jerárquicos. Las observaciones se realizaron empleando el telescopio de 2.15 m y el espectrógrafo echelle REOSC del Complejo Astronómico El Leoncito. Los espectros obtenidos cubren el rango de 3755 Å a 6260 Å, con una resolución de 13000 y se redujeron empleando el software IRAF.

En una gran parte de los sistemas múltiples analizados, una o más componentes están catalogadas como subsistemas binarios. Sin embargo, en varios casos éstos no cuentan con ningún dato orbital. En otros, los parámetros publicados están determinados sólo a partir de las velocidades radiales medidas para la componente más brillante. Estos subsistemas se observaron con frecuencia con el objeto de obtener un buen número de mediciones que permitieran determinar sus elementos orbitales. Así se obtuvieron, en promedio, 20 espectros de cada binaria con una base de tiempo de aproximadamente 2 años.

Se midieron velocidades radiales en todos los espectros disponibles mediante correlaciones cruzadas unidimensionales, empleando la tarea *fxcor* de IRAF. Las velocidades de las componentes de binarias espectroscópicas de doble línea se obtuvieron empleando el método de separación de espectros de González y Levato (2006).

2. Ajustes orbitales de binarias catalogadas

Las órbitas de las binarias analizadas se calcularon mediante ajustes por mínimos cuadrados de las velocidades medidas. Éstos se presentan en las Figuras 1 y 2 para cuatro subsistemas, cuyas características se describen brevemente. En la Tabla 1 se indican los parámetros obtenidos, incluyendo la dispersión de las mediciones respecto al ajuste. En todos los casos, los mejores ajustes correspondieron a órbitas circulares.

2.1. WDS 04352-0944

Está clasificado en el MSC como un sistema triple jerárquico, cuya componente A (HD 29173) es una binaria espectroscópica sin datos orbitales (Nordström y Andersen 1985, en adelante NA85). El tipo espectral publicado para A es A1m, aunque nuestros datos sugieren un tipo A7V. Los errores formales en las correlaciones cruzadas fueron menores que 0.4 km/s. No se detectaron las líneas espectrales de la componente secundaria, incluso efectuando correlaciones con *templates* más tardíos. Por lo tanto, nuestros datos indican que A es una SB1.

Se encontró una buena concordancia de las velocidades de NA85 con la órbita calculada, excepto por un desplazamiento en fase. Por ello, se incorporaron estos datos obtenidos casi 35 años antes que nuestras observaciones para realizar una determinación más precisa del período orbital.

2.2. WDS 05247-5219

De acuerdo al MSC, éste es un sistema cuádruple jerárquico en el que la componente A es una SB2, sin ningún dato orbital (NA85). La separación de las componentes de la binaria se efectuó empleando 15 espectros observados en los que habían podido medirse velocidades preliminares para ambas usando *fxcor*. Los espectros separados obtenidos sugieren tipos espectrales A0V (consistente con MSC) y A7V, para las componentes primaria y secundaria, respectivamente. Finalmente, los espectros de las componentes se emplearon para medir velocidades en los 5 espectros observados restantes, en los que las líneas de ambas estaban muy solapadas. Al igual que para HD 29173, el período orbital se refinó incorporando los datos de NA85.

Subsistema	04352-0944	05247-5219	08079-6837	08563-5243
P(días)	5.182633	4.181617	14.169597	1.097662
T ₀ (HJD-2450000)	5082.831626	4523.125543	4514.838954	4574.645489
V _γ (km/s)	24.50	-3.67	6.72	25.02
K ₁ (km/s)	17.94	78.79	66.50	48.91
K ₂ (km/s)		96.31	100.64	91.34
σ _{VR} (km/s)	0.7	1.4 (prim) 1.1 (sec)	2.0 (prim) 3.0 (sec)	1.3 (prim) 2.9 (sec)

Tabla 1. Parámetros orbitales de las binarias analizadas.

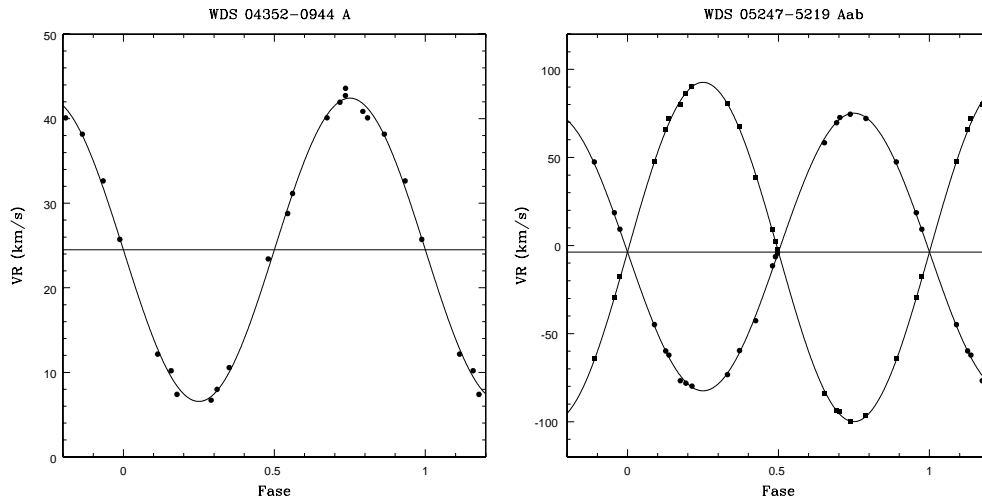


Figura 1. Ajustes orbitales de los subsistemas WDS04352-0944 A y WDS05247-5219 Aab.

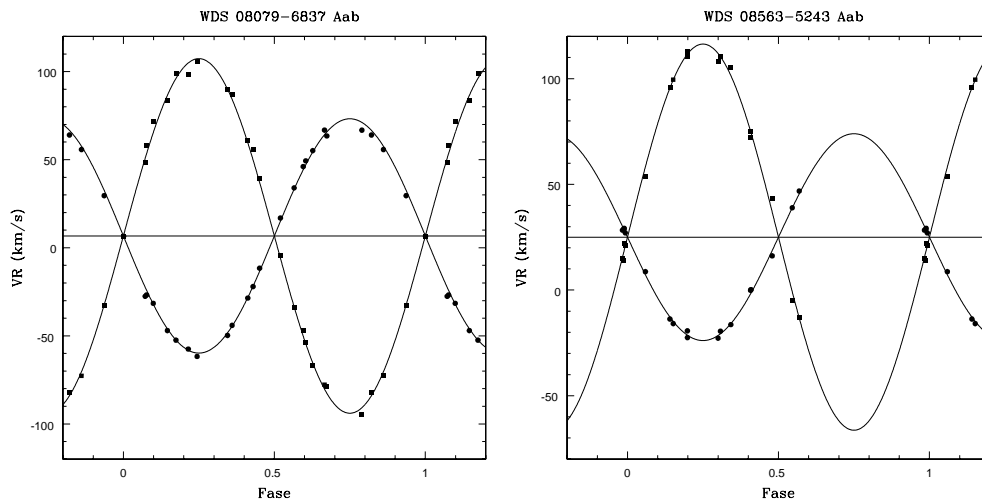


Figura 2. Ajustes orbitales de los subsistemas WDS08079-6837 Aab y WDS08563-5243 Aab.

2.3. WDS 08079-6837

Está clasificado como un sistema triple cuya componente A es una SB1. Para ésta existe una órbita publicada por Sanford (1915), mientras que Medici y Hubrig (2000) señalaron la detección de la componente secundaria de este subsistema en algunas de sus observaciones.

Se emplearon 22 espectros observados para separar las componentes de la binaria. Esto permitió confirmar el tipo espectral B6IV publicado en el MSC para la primaria y estimar un tipo espectral B8V para la secundaria.

La dispersión de las velocidades medidas (Tabla 1) es mayor que la esperada. Se ha de-

tectado una ligera variación en la velocidad del centro de masa de la SB2 entre distintos turnos, con una diferencia máxima de aproximadamente 4 km/s. Esto indica la presencia de una componente adicional ligada gravitatoriamente a este subsistema. La razón de masas obtenida es inferior a la calculada por Medici y Hubrig ($q=0.77$) y superior al valor estimado por Sanford ($q=0.23$). Sin embargo, existe una buena concordancia entre los parámetros hallados en este trabajo y aquéllos calculados por este último para la órbita de la componente primaria.

2.4. WDS 08563-5243

La componente A de este sistema triple está clasificada como SB1, con una órbita calculada por Neubauer (1930) y corregida posteriormente por Blanco y Tollinchi (1957). El período publicado es de 0.9147 días y la excentricidad de 0.13, siendo éste un valor inusual para un sistema de tan corto período.

La separación de espectros condujo a estimar tipos espectrales B4V y A0V para las componentes. Como se observa en la Tabla 1, se obtuvo una órbita circular. Dado que el período del sistema es próximo a 1 día, los datos obtenidos en un mismo turno se ubican en fases orbitales próximas y la mayor parte de las observaciones está concentrada en una mitad de la órbita.

Referencias

- Blanco, V. & Tollinchi, E. 1957, PASP, 69, 354
González, J.F. & Levato, H. 2006, A&A, 448, 283
Medici, A. & Hubrig, S. 2000, IBVS, 4827, 1
Neubauer, F.J. 1930, PASP, 42, 354
Nördstrom, B. & Andersen, J. 1985, A&A, 61, 53
Sanford, R.F. 1915, LicOb, 8, 127
Tokovinin, A. 1997, A&AS, 124, 75
Tokovinin, A. 2010, actualización MSC, www.ctio.noao.edu/~atokovinin

PRESENTACIÓN ORAL

Photometric study of Galactic star clusters in the VVV survey

F. Mauro¹, C. Moni Bidin¹ & D. Geisler¹

(1) Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción, Chile

Abstract. We show the preliminary analysis of some Galactic stellar clusters (GSCIs) candidates and the results of the analysis of two new interesting GSCIs found in the “VISTA Variables in the Vía Láctea” (VVV) Survey. The VVV photometric data are being used also to improve the knowledge of the Galactic structure. The photometric data are obtained with the new automatic photometric pipeline VVV-SkZ_pipeline.

Resumen. Mostraremos el análisis preliminar de algunos candidatos a cúmulos Galácticos estelares (GSCI) y los resultados de los análisis de dos nuevos interesantes GSCIs encontrados en “VISTA Variables in the Vía Láctea” (VVV) Survey. Los datos fotométricos VVV están siendo usados también para mejorar el conocimiento de la estructura Galáctica. Los datos fotométricos fueron obtenidos con la nueva “pipeline” fotométrica automática VVV-SKZ_pipeline.

1. Introduction

Galactic stellar clusters (GSCIs) are the perfect laboratories for studying a wide variety of fundamental problems in stellar and galactic astrophysics. They are testbeds for the understanding of stellar dynamics and evolution. They are tracers of the structure, formation and chemical evolution of the Galaxy and its distinct components. It is well studied that the majority of stars with mass $M > 0.5 M_{\odot}$ form in clustered environment (Lada & Lada 2003).

The discovery of new Galactic globular clusters (GGICl) is important, since they serve as dynamical probes of the Galaxy’s complex kinematics and interaction history, and are cornerstones of the distance scale.

The “Vista Variables in the Vía Láctea” (VVV) Public Survey (Minniti et al. 2010; Saito et al. 2010; Catelan et al. 2011; Saito et al. 2012) is gathering near-IR ($YZJHK_s$) data of the Galactic Bulge ($-10 \leq l \leq +10$, $-10 \leq b \leq +5$) and the adjacent part of inner disk ($-65 \leq l \leq -10$, $-2 \leq b \leq +2$). It includes 36 known GGICls and more than 300 open clusters (OpCls). Up to now two new GGICls and a hundred of OpCls were discovered using VVV data (Minniti et al. 2011; Borissova et al. 2011; Moni Bidin et al. 2011).

The analysis of Galactic stellar clusters (GSCIs) candidates is not the only important work based on VVV photometry to improve our knowledge of the galactic structure. VVV PSF-fitting photometry of known GSCIs is used to improve the distance of various GSCIs (Majaess et al. 2012, in prep) to determine the distance of Cepheids

associated to them or their association with the cluster (Majaess et al. 2011, TW Nor and Lyngå 6). The same technique can also be applied to planetary nebulae and this improved knowledge of the distance of GSCs be used to trace better the Galactic arms.

The photometric data are obtained with the new automatic photometric pipeline VVV-SkZ_pipeline (Mauro et al. 2012, PASP, submitted). The final catalogs were calibrated using the 2MASS catalog (Skrutskie et al. 2006) as standard catalog.

2. Photometric Analysis of the candidates

We use a preliminary nomenclature for the candidates, following the one introduced by Minniti et al. (2011), Borissova et al. (2011), and Moni Bidin et al. (2011).

We used a decontamination procedure based on the method of Gallart et al. (2003). For each star in the comparison field, it finds the nearest star located at the $K_s - (J - K_s)$ plane within a given maximum distance, and rejects it. Stars in the comparison field without a counter-part in the object area are flagged as “unmatched”. More than one comparison field was used to assure a good result of the decontamination.

In this work we show the preliminary results of the photometric analysis of the new candidates. For the analysis of the new GSCs VVV-CL002 and VVV-CL003, here we only note their most interesting characteristic: the first one appears to be one of the innermost GGICs, while the second one seems be the first GSC located beyond the Galactic Bulge. We refer to Moni Bidin et al. (2011) for more detailed information.

CL101 The candidate CL101 is located in $l \simeq 298.550$ $b \simeq -0.162$ (tile d041, Saito et al. 2012). It appears to be a complex system of several Stellar Associations. In Figure 1 in the density map (a product of the VVV-SkZ_pipeline) the three main overdensity are marked with a 30''-radius circles. The overdensity marked as A is the already discovered, but poorly studied, stellar association (StAs) FSR 1606/Alessi 52 (Dias et al. 2002), while the other 2 main overdensities C and D were unknown. A few arcminutes to the east is also located Ruprecht 102 (Kharchenko et al. 2005), a known, but poorly studied, open cluster. We will use the parameters of the stellar clusters to check if they are coeval and form a unique stellar association.

CL103 The candidate CL103 is located in $l \simeq 295.476$ $b \simeq 0.074$ (tile d077). It is a compact object (see Figure 2) with core radius and half-light radius of about 20'' and tidal radius of 60''. Its decontaminated color-magnitude diagram (CMD) is not well defined, but the top part of its main sequence (MS) and red-giant clump (RGC) are definitely well separated in the comparison with all the four used comparison fields, localized within one-two arcminutes away.

CL105 The candidate CL105 is located in $l \simeq 330.035$ $b \simeq 0.751$ (tile d101). It is a small object (see Figure 3) with core radius and half-light radius of about 12'' and tidal radius of 30''. The decontaminated CMD shows a sequence characteristic of a young object. The brighter part of the MS of CL105 is located in an area of the CMD poorly populated in the CMD of the several chosen comparison fields.

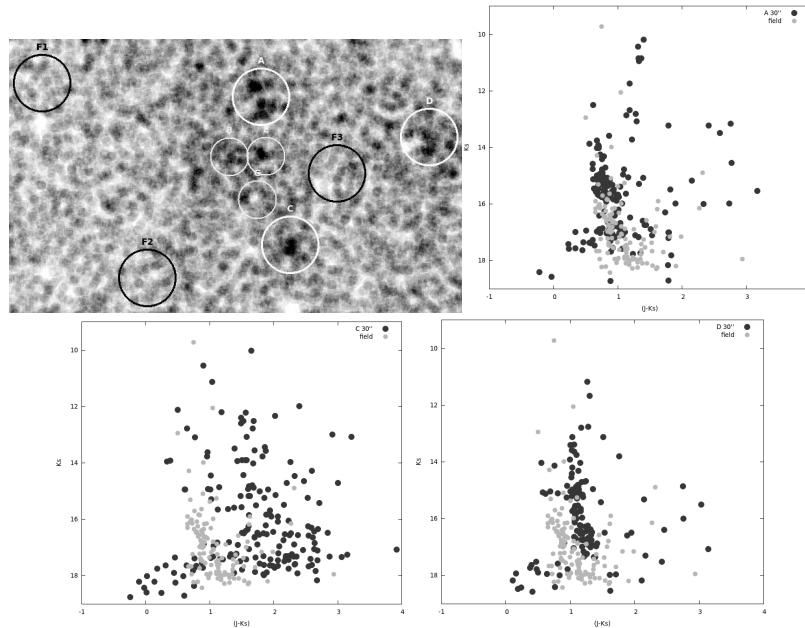


Figure 1. *Top left:* Density map of the stars with magnitude $K_s \leq 16.0$ for the area of CL101. The three main over-densities A (top), C (bottom) and D (right) and the comparison fields are marked with circles of $30''$ radius. *Top right and bottom:* Decontaminated color-magnitude diagrams for the three main over-densities with over-plotted a comparison field.

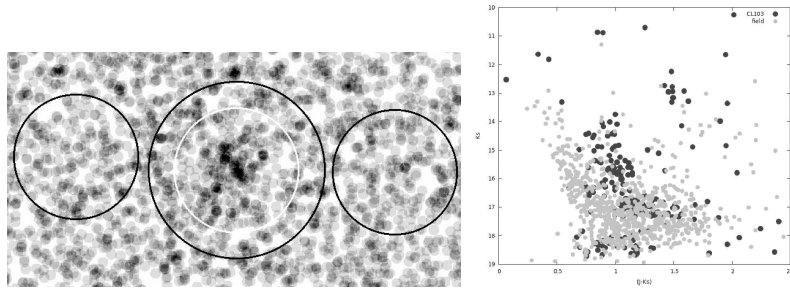


Figure 2. Density map of the stars with magnitude $K_s \leq 16.5$ for the area (white circle: CL103, black circles: comparison fields; radius $1'$) and decontaminated color-magnitude diagram with over-plotted a comparison field.

3. Conclusions

In this paper we presented the preliminary analysis of three new stellar-cluster candidates, found in the “VVV - Vista Variables in the Vía Láctea” Survey. All the three candidates present a decontaminated color-magnitude diagram (CMD) showing characteristics that suggest they could be stellar clusters. CL101 is the most interesting candidate since, presenting several likely stellar clusters in several tenth of square arcminutes, it could have been a active star-forming area. We aim to study it further to determine if it is a single stellar association.

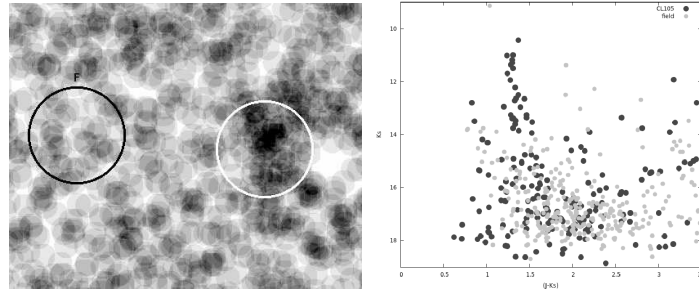


Figure 3. Density map of the stars with magnitude $K_s \leq 16.5$ for the area (white circle: CL105, black circle: comparison field; radius $0.5'$) and decontaminated color-magnitude diagram with over-plotted a comparison field.

Acknowledgments. We gratefully acknowledge use of data from the ESO Public Survey program ID 179.B-2002 taken with the VISTA telescope, and data products from the Cambridge Astronomical Survey Unit. We acknowledge support by the FON-DAP Center for Astrophysics 15010003, BASAL Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06/2007. This investigation made use of data from the Two Micron All Sky Survey.

References

- Borissova, J., Bonatto, C., Kurtev, R., et al. 2011, *A&A*, 532A, 131
 Catelan, M., Minniti, D., Lucas, P. W., et al. 2011, *RR Lyrae Stars, Metal-Poor Stars, and the Galaxy*, 145
 Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A. & Lépine J. R. D., 2002, *A&A* 389, 871
 Emerson, J., & Sutherland, W. 2010, *The Messenger*, 139, 2
 Gallart, C., Zoccali, M., Bertelli, G., et al. 2003, *AJ*, 125, 742
 Irwin, M.J., Lewis, J., Hodgkin, S., et al. 2004, *SPIE*, 5493, 411
 Kharchenko, N., V., Piskunov, A. E., Röser, S., et al. 2005, *A&A* 438, 1163
 Lada, C.J., & Lada, E.A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
 Majaess, D., Turner, D., Moni Bidin, C., et al. 2011, *ApJ*, 741L, 27
 Minniti, D., Lucas, P.W., Emerson, J.P., et al. 2010, *New A.*, 15, 433
 Minniti, D., Hempel, M., Toledo, I., et al. 2011, *A&A*, 527, 81
 Moni Bidin, C, Mauro, F., Geisler, D., et al. 2011, *A&A*, 535A, 33
 Saito, R., Hempel, M., Alonso-García, J., et al. 2010, *The Messenger*, 141, 24
 Saito, R., Hempel, M., Minniti, D., et al. 2012, *A&A*, 537A, 107
 Skrutskie, M.F., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163

PRESENTACIÓN MURAL

Nueva aproximación a eventos de formación repentina de cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes

A. E. Piatti^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires

(2) CONICET

Abstract. We present the results on the age estimates of 36 Large Magellanic Cloud (LMC) clusters obtained for the first time from CCD Washington CT_1T_2 photometry. By using the $(T_1, C - T_1)$ and $(T_1, T_1 - T_2)$ diagrams, we estimated ages for the cluster sample using the δT_1 index. We confirm that the studied cluster sample belongs to the ~ 2 Gyr bursting formation epoch of the LMC. Furthermore, when rebuilding the cluster age distribution -taking into account the estimated age errors- we found that the number of clusters with ages between 1-3 Gyr now doubles that of the known bursting cluster population, which suggests that the tidal interaction between both Magellanic Clouds and, perhaps, also the Milky Way, was stronger than expected. A detailed version of this work can be seen in Piatti (2011, MNRAS, 418, L40).

Resumen. Presentamos resultados de determinaciones de edades de 36 cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes (NMM), obtenidas a partir de datos CCD en el sistema fotométrico CT_1T_2 de Washington. A partir de los diagramas $(T_1, C - T_1)$ y $(T_1, T_1 - T_2)$ obtuvimos las edades de los cúmulos utilizando el índice δT_1 . Confirmamos que la muestra de cúmulos estudiados pertenece a la época de formación repentina ($t \sim 2 \times 10^9$ años) en la NMM. Más aún, cuando reconstruimos la distribución de edades de los cúmulos de la NMM -teniendo en cuenta los errores en las edades - encontramos que el número de cúmulos con edades entre 1×10^9 y 3×10^9 años ahora duplica aquél de la población de cúmulos conocidos que se formaron en ese período. Este resultado sugiere que la interacción “tidal” entre ambas Nubes de Magallanes y, tal vez, también la Vía Láctea, fue más intensa de lo que se pensaba. Una versión detallada de este trabajo puede verse en Piatti (2011, MNRAS, 418, L40).

1. Estimación de los parámetros fundamentales de cúmulos estelares en la NMM

Los datos de los cúmulos estudiados provienen del archivo público del National Optical Astronomy Observatory (NOAO). La reducción de los mismos se llevó a cabo siguiendo los pasos estándares (Piatti, 2011). El presente estudio incluye 28 cúmulos poco estudiados o sin estudios previos, y 8 cúmulos patrones de edad que sirvieron de control de nuestra escala de edades.

En primer lugar, obtuvimos los radios de los cúmulos a partir de recuentos de estrellas por unidad de área, para diferentes distancias desde el centro de los mismos.

Luego estimamos un valor para la densidad del campo y adoptamos como radio de los cúmulos el valor de la distancia para la cual el perfil de densidad del cúmulo intercepta el valor del campo.

La Fig. 1 ilustra los diagramas color magnitud de los cúmulos obtenidos a partir de extracciones circulares (círculos llenos) realizadas utilizando sus radios respectivos. Los círculos vacíos corresponden a estrellas del campo distribuidas en un anillo alrededor del cúmulo, cuyo radio interior está a una distancia cuatro veces el radio del cúmulo y su área es igual al área del cúmulo. Claramente se distinguen las diferencias entre ambas poblaciones estelares. Finalmente, estimamos sus edades a partir del índice $\delta(T_1)$ (Geisler et al. 1997), que mide la diferencia de magnitud T_1 entre el *turnoff* de la Secuencia Principal ($T_1(\text{MSTO})$) y el *clump* de las gigantes ($T_1(\text{RC})$). Los valores obtenidos para $T_1(\text{MSTO})$, $T_1(\text{RC})$, $\delta(T_1)$ y las edades estimadas se listan en la Tabla 1. En dicha Tabla también se incluyen las referencias de estimaciones previas de edades para algunos cúmulos.

Construimos un histograma de edad empleando intervalos de $\Delta \log(t) = 0.20$, para tener en cuenta los errores en las edades. La Fig. 2 muestra con una línea continua el histograma obtenido, y con una línea de puntos el obtenido previamente por Piatti et al. (2011a). Como puede verse, el número de cúmulos con edades entre 1 y 3 mil millones de años duplica la cantidad de cúmulos previamente conocidos en este intervalo de edad. Las conclusiones extraídas de la Fig. 2 no parecen afectadas por efectos de destrucción de cúmulos, en el sentido de que la destrucción de cúmulos no empañaría tal evento de formación violenta. De hecho, a partir de las masas de los cúmulos calculadas de acuerdo a las expresiones de Mackey & Gilmore (2003), obtuvimos tiempos de relajación (Santiago 2008) entre 2.55 y 3.16 mil millones de años. Por otro lado, Diaz & Bekki (2011) presentaron recientemente modelos para las órbitas de las Nubes de Magallanes y la Vía Láctea, y encontraron que las tres galaxias experimentaron un encuentro muy cercano hace $\sim 1.5\text{-}2.0$ mil millones de años. Similarmente, Piatti (2010) y Piatti et al. (2011b) también encontraron evidencias de episodios de formación de cúmulos en la Nube Menor y en la Vía Láctea hace $\sim 1.5\text{-}2.0$ mil millones de años.

Referencias

- Diaz, J. & Bekki, K., 2011, MNRAS, 413, 2015
 Geisler, D., et al., 1997, AJ, 114, 1920
 Glatt, K., Grebel, E.K., Koch, A., 2010, A&A 517, 50
 Goudfrooij, P., Puzia, T.H., Chandar, R., Kozhurina-Platais, V., 2011, ApJ, 737, 4
 Mackey, A.D., Gilmore, G.F., 2003, MNRAS, 338, 85
 Milone, A.P., Bedin, L.R., Piotto, G., Anderson, J., 2009, A&A, 497, 755
 Piatti, A.E., 2010, A&A, 513, L13
 Piatti, A.E., 2011, MNRAS 416, L89
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Parisi, M.C., Ahumada, A.V., 2011a, PASP, 123, 519
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Bica, E., Geisler, D., Ahumada, A.V., Girardi, L., 2011b, MNRAS, 417, 1559
 Santiago, B., 2008, Proc. IAU Symp. 256, p. 69.

Tabla 1. Parámetros fundamentales de cúmulos en la NMM.

Name	T_1 (MSTO) (mag)	T_1 (RC) (mag)	δT_1 (mag)	Edad ($\times 10^9$ años)	Edad (ref.) ^a ($\times 10^9$ años)
BSDL 527	19.70 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.00 \pm 0.15	1.40 \pm 0.10	
H 3	20.80 \pm 0.10	18.90 \pm 0.05	1.90 \pm 0.15	2.50 \pm 0.40	
H88-52	19.80 \pm 0.10	18.80 \pm 0.05	1.00 \pm 0.15	1.40 \pm 0.10	
H88-67	20.00 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.40 \pm 0.15	1.70 \pm 0.15	
H88-334	20.40 \pm 0.10	18.80 \pm 0.05	1.60 \pm 0.15	2.00 \pm 0.20	
HS 8	20.00 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.30 \pm 0.15	1.60 \pm 0.15	
HS 114	19.70 \pm 0.10	18.80 \pm 0.05	0.90 \pm 0.15	1.30 \pm 0.10	
HS 121	19.70 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.10 \pm 0.15	1.50 \pm 0.10	
HS 264	20.20 \pm 0.10	18.90 \pm 0.05	1.30 \pm 0.15	1.60 \pm 0.15	0.40 (1)
HS 329	20.20 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.50 \pm 0.15	1.80 \pm 0.20	
KMHK 58	20.00 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.30 \pm 0.15	1.60 \pm 0.15	
KMHK 112	19.50 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	0.80 \pm 0.15	1.25 \pm 0.10	0.60 (1)
KMHK 586	20.10 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.50 \pm 0.15	1.80 \pm 0.20	
KMHK 1023	20.50 \pm 0.10	19.10 \pm 0.05	1.40 \pm 0.15	1.70 \pm 0.15	
MKHK 1668	20.10 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.40 \pm 0.15	1.70 \pm 0.15	
LW 263	20.20 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.50 \pm 0.15	1.80 \pm 0.20	
LW 393	20.20 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.50 \pm 0.15	1.80 \pm 0.20	
LW 397	20.20 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.50 \pm 0.15	1.80 \pm 0.20	
SL 5	20.50 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.90 \pm 0.15	2.50 \pm 0.40	
SL 13	20.50 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.90 \pm 0.15	2.50 \pm 0.40	
SL 35	19.80 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.10 \pm 0.15	1.50 \pm 0.10	0.60 (1)
SL 96	20.00 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.30 \pm 0.15	1.60 \pm 0.15	
SL 132	20.00 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.30 \pm 0.15	1.60 \pm 0.15	0.40 (1)
SL 151	19.80 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.10 \pm 0.15	1.50 \pm 0.10	
SL 162	19.60 \pm 0.10	18.50 \pm 0.05	1.10 \pm 0.15	1.50 \pm 0.10	0.40 (1)
SL 290	19.70 \pm 0.10	19.00 \pm 0.05	0.70 \pm 0.15	1.20 \pm 0.10	0.20 (1)
SL 707	20.50 \pm 0.10	18.70 \pm 0.05	1.80 \pm 0.15	2.30 \pm 0.30	
SL 869	21.00 \pm 0.10	18.60 \pm 0.05	1.40 \pm 0.15	1.70 \pm 0.15	
<i>Cúmulos de control</i>					
IC 2146	20.00 \pm 0.20	18.70 \pm 0.10	1.30 \pm 0.30	1.60 \pm 0.30	1.55 (2)
NGC 1644	19.60 \pm 0.20	18.50 \pm 0.10	1.10 \pm 0.30	1.50 \pm 0.20	1.55 (2)
NGC 1751	19.60 \pm 0.20	18.70 \pm 0.10	0.90 \pm 0.30	1.30 \pm 0.20	1.30-1.50 (2,3)
NGC 1795	20.00 \pm 0.20	18.70 \pm 0.10	1.30 \pm 0.30	1.60 \pm 0.30	1.30 (2)
NGC 1846	19.60 \pm 0.20	18.60 \pm 0.10	1.00 \pm 0.30	1.40 \pm 0.20	1.35-1.60 (2,3)
NGC 1852	19.60 \pm 0.20	18.60 \pm 0.10	1.00 \pm 0.30	1.40 \pm 0.20	1.20-1.45 (2)
NGC 1917	19.50 \pm 0.20	18.60 \pm 0.10	0.90 \pm 0.30	1.30 \pm 0.20	1.20-1.35 (2)
NGC 2108	19.40 \pm 0.20	18.60 \pm 0.10	0.80 \pm 0.30	1.25 \pm 0.20	0.95-1.10 (2,3)

^a (1) Glatt et al. (2010); (2) Milone et al. (2009); (3) Goudfrooij et al. (2011).

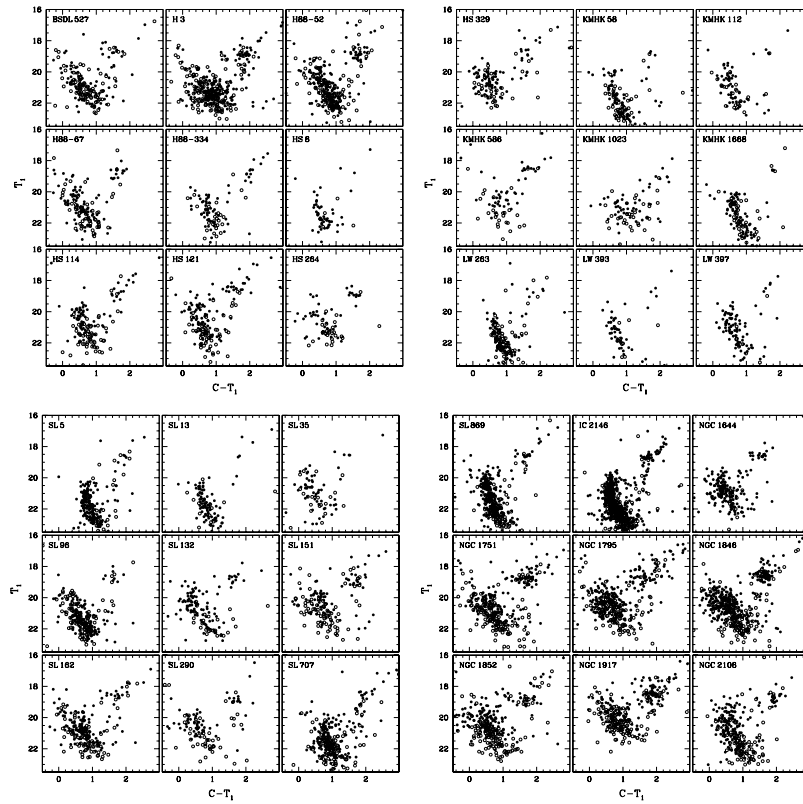


Figura 1. Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM.

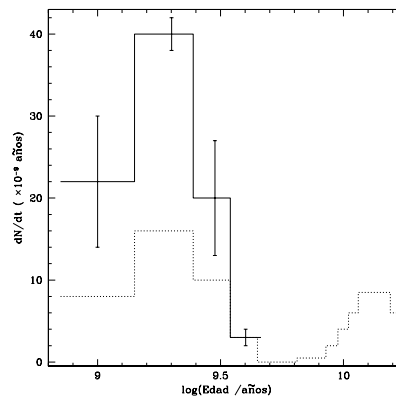


Figura 2. Distribución de edades de cúmulos en la NMM. La línea continua representa la distribución obtenida en este trabajo, mientras que la de puntos corresponde a la derivada por Piatti et al. (2011a).

PRESENTACIÓN MURAL

Fotometría de Washington de NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719: historia de formación de cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes

A. E. Piatti^{1,4}, J. J. Clariá^{3,4}, M. C. Parisi^{3,4} & A. V. Ahumada^{2,4,5}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

(2) *Observatorio Europeo del Sur, Santiago, Chile*

(3) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(4) *CONICET*

(5) *Observatorio Astronómico de Bologna, Italia*

Abstract. Using Washington photometry, we determine linear radii, ages and metallicities of NGC 2161, SL 874 and KMHK 1719, three unstudied star clusters of the Large Magellanic Cloud (LMC). These clusters were found to be intermediate-age (~ 1 Gyr) and relatively metal-poor ($[Fe/H] \sim -0.7$). By combining our results with others from the literature, we examine the age distribution of LMC clusters older than 1 Gyr. Two main cluster formation episodes were detected. The present cluster age distribution was compared to star formation rates analytically derived in previous studies. A detailed version of this work can be seen in Piatti et al. (2011).

Resumen. Usando fotometría de Washington, determinamos radios lineales, edades y metalicidades de NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719, tres cúmulos estelares sin estudios previos de la Nube Mayor de Magallanes (NMM). Encontramos que los tres son de edad intermedia ($\sim 10^9$ años) y relativamente pobres en metales ($[Fe/H] \sim -0.7$). Combinando nuestros resultados con otros de la literatura, examinamos la distribución de edades de los cúmulos de la NMM más viejos que 10^9 años. Detectamos dos principales episodios de formación de cúmulos y comparamos nuestros resultados con tasas de formación estelar derivadas analíticamente en estudios previos. Una versión detallada de este trabajo puede verse en Piatti et al. (2011).

1. Parámetros fundamentales de NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719

Este trabajo representa la continuación de un estudio sistemático de cúmulos de la NMM que venimos realizando con el telescopio de 0.9 m de Cerro Tololo (Chile), usando un detector CCD de 1024x1024 píxeles y el sistema fotométrico de Washington. En este estudio usamos magnitudes T_1 y colores $C - T_1$ para determinar radios lineales, edades y metalicidades de NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719, tres cúmulos del disco exterior de la NMM nunca antes estudiados. Los perfiles de densidad estelar de los cúmulos fueron determinados en base a recuentos estelares y ajustes de distribuciones gaussianas, siguiendo el procedimiento descrito por Piatti et al. (2009a). Aceptando

que la NMM está a 50 kpc del Sol (Saha et al. 2010), los radios lineales resultantes son (24 ± 3) pc, (14 ± 2) pc y (7 ± 2) pc para NGC 2161, SL 874 y KMHK 1719, respectivamente.

Para filtrar las estrellas del campo de los diagramas color-magnitud (CM) observados, aplicamos un procedimiento estadístico el cual consiste, primeramente, en adoptar 3 diagramas CM del campo construidos en regiones ubicadas a cuatro veces el radio de los cúmulos. Luego, efectuamos recuentos estelares en estos diagramas en diferentes rangos de magnitud-color y restamos las estrellas contadas de los respectivos diagramas CM de los cúmulos. De esta manera, eliminamos aquellas estrellas cuyas magnitudes y colores tienen valores muy próximos a los de las estrellas del campo. Detalles del método pueden verse en Piatti et al. (2011).

El enrojecimiento que afecta a cada cúmulo fue estimado usando los mapas de Burstein & Heiles (1982). La absorción interestelar resultó bastante uniforme en las regiones de los 3 cúmulos, oscilando los valores de $E(B - V)$ entre 0.08 y 0.13 magnitudes. Las edades y metalicidades fueron primeramente determinadas en base al ajuste de isócronas teóricas de Girardi et al. (2002) en los diagramas $(T_1, C - T_1)$, previamente descontaminados. Usamos además las relaciones $E(C - T_1) = 1.97E(B - V)$ y $M_{T_1} = T_1 + 0.58E(B - V) - (V - M_V)$ (Geisler & Sarajedini 1999). En cada caso, adoptamos la edad de la isócrona que mejor reproduce las características del respectivo diagrama CM. Las edades y metalicidades resultantes de los ajustes se muestran en la Tabla 1.

Determinamos también edades en base al parámetro δT_1 - calculado como la diferencia en magnitud T_1 entre el “clump” y el punto de desvío de la secuencia principal en el diagrama $(T_1, C - T_1)$ - y la ecuación (4) de Geisler et al. (1997). Las edades resultantes muestran buen acuerdo con las obtenidas a partir de los ajustes de isócronas y ambas reproducen la escala de Piatti et al. (2009b), adoptada para examinar la historia de formación de los cúmulos de la NMM. Finalmente, aplicando el método propuesto por Geisler & Sarajedini (1999), estimamos en forma independiente las metalicidades de los 3 cúmulos. Los valores resultantes fueron corregidos por efectos de edad siguiendo las prescripciones dadas por Geisler et al. (2003). Tanto las edades como las metalicidades obtenidas a partir de los diferentes métodos muestran muy buen acuerdo. Los 3 cúmulos son claramente de edad intermedia ($\sim 10^9$ años) y relativamente pobres en metales.

2. Distribución de edades de cúmulos estelares de la Nube Mayor

Combinando los presentes resultados con los existentes en la literatura, disponemos de 45 cúmulos de la NMM con edades iguales o mayores que 10^9 años, determinadas prácticamente en la misma escala. Para construir el histograma de edad, tuvimos en cuenta que las incertidumbres en edad para los cúmulos jóvenes son de unos pocos millones de años, mientras que para los más viejos son de unos pocos miles de millones de años. Por lo tanto, para los cúmulos jóvenes resulta apropiado usar pequeños intervalos de edad, mientras que para los más viejos es razonable usar intervalos mayores. Dado que los errores típicos en edad $\Delta \log(t)$ yacen en el intervalo $0.05 \leq \Delta \log(t) \leq 0.10$, construimos el histograma de edad usando intervalos de $\Delta \log(t) = 0.10$. Existe otra fuente de incertidumbre en el número de cúmulos por intervalo de edad que depende de la

edad usada para definir el límite inferior del histograma. Por esta razón, construimos 4 histogramas diferentes partiendo desde $\log(t) = 8.90, 8.95, 9.00$ y 9.05 , respectivamente. La Fig. 1 muestra el histograma promedio resultante. Nótese que si bien los 4 histogramas fueron construidos usando intervalos de edad $\Delta\log(t) = 0.10$, el de la Fig. 1 incluye intervalos de edad de 10^9 años. Esta figura demuestra que el sistema de cúmulos de la NMM ha experimentado dos principales procesos de formación de cúmulos, con máximos ocurridos hace $\sim 2 \times 10^9$ años y 13.5×10^9 años, siendo el primero más prominente y más limitado en el tiempo. Se aprecia además que luego del nacimiento del sistema de cúmulos de la NMM, hubo un largo período de $\sim 9 \times 10^9$ años durante el cual los procesos de formación de cúmulos disminuyeron notablemente. Más tarde, hace unos 4×10^9 años, ocurrió un abrupto cambio en la pendiente del histograma de edad reflejado en la repentina aparición de un exceso de cúmulos. Finalmente, comparamos la presente distribución de edad de los cúmulos más viejos que 10^9 años con las tasas de formación estelar derivadas analíticamente por de Grijs & Anders (2006) y Harris & Zaritsky (2009), respectivamente. Los primeros autores mostraron que la tasa de formación de cúmulos en la NMM ha sido aproximadamente constante fuera del bien conocido intervalo de quietud ($3 < t(\times 10^9 \text{ años}) < 13$). En la Fig. 2 (panel superior) hemos superpuesto los resultados obtenidos por de Grijs & Anders (2006) a los nuestros, debidamente escalados. El acuerdo es bastante satisfactorio, siempre que no consideremos los cúmulos muy viejos. En el panel inferior comparamos los resultados de Harris & Zaritsky (2009) con los de este trabajo. También en este caso el acuerdo es satisfactorio.

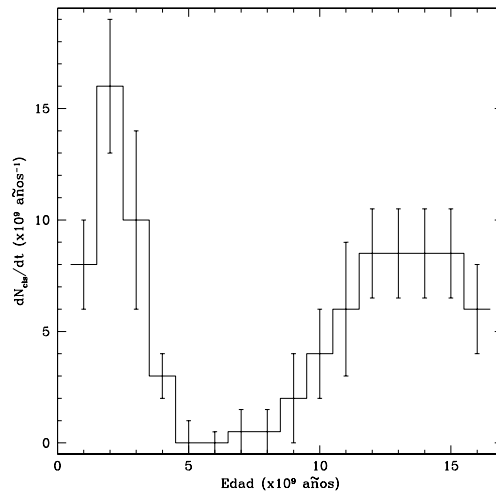


Figura 1. Distribución de las edades de 45 cúmulos bien estudiados de la NMM más viejos que 10^9 años.

Referencias

- Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
 de Grijs, R., Anders, P., 2006, MNRAS, 366, 295

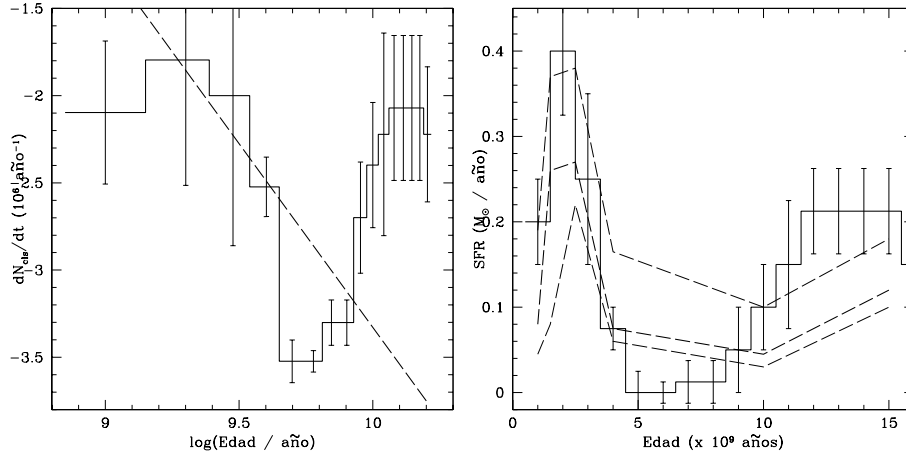


Figura 2. Comparación de la distribución de edad derivada para los cúmulos de la NMM más viejos que 10^9 años, apropiadamente escalada, con las obtenidas por de Grijes & Anders (2006) (panel superior) y Harris & Zaritsky (2009) (panel inferior). Las líneas a trazos en este último panel representan las barras de error de Harris & Zaritsky.

Tabla 1. Parámetros derivados de los cúmulos.

Cúmulo ^a	E(B-V)	Edad (x10 ⁹ años)	[Fe/H]
NGC 2161	0.13	1.10 ± 0.30	-0.6 ± 0.2
SL 874	0.09	1.45 ± 0.30	-0.6 ± 0.2
KMHK 1719	0.09	1.40 ± 0.30	-0.5 ± 0.2

^a Shapley & Lindsay (1963, SL); Kontizas et al. (1990, KMHK).

- Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Clariá, J.J. et al., 1997, *AJ*, 114, 1920
 Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., 2003, *MNRAS*, 341, 771
 Geisler, D., Sarajedini, A., 1999, *AJ*, 117, 308
 Girardi, L., Bertelli, G. et al., 2002, *A&A*, 391, 195
 Harris, J., Zaritsky, D., 2009, *AJ*, 138, 1243
 Kontizas, M., Morgan, D., Hatzidimitriou, D., Kontizas, E., 1990, *A&AS*, 84, 527
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Ahumada, A.V., 2011, *PASP*, 123, 519
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Parisi, M.C., Ahumada, A.V., 2009a, *New Astron.*, 14, 97
 Piatti, A.E., Geisler, D., Sarajedini, A., Gallart, C., 2009b, *A&A*, 140, 1719
 Saha, A., Olszewski, E.W., Brondel, B. et al., 2010, *AJ*, 140, 1719
 Shapley, H., Lindsay, E.M., 1963, *Ir. Astron. J.*, 6, 74

PRESENTACIÓN ORAL

About measuring velocity dispersions

M. Fellhauer¹

¹ *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción, Chile*

Abstract. A lot of our knowledge about the dynamics and total masses of pressure dominated stellar systems relies on measuring the internal velocity dispersion of the system. We assume virial equilibrium and that we are able to measure only the bound stars of the system without any contamination. This article shows how likely it is to measure the correct velocity dispersion in reality. It will show that as long as we have small samples of velocity measurements the distribution of possible outcomes can be very large and as soon as we have a source of error the velocity dispersion can be wrong by several standard deviations especially in large samples.

Resumen. Buena parte de nuestro conocimiento sobre la dinámica y la masa total de los sistemas estelares dominados por la presión, se basa en la medición de la dispersión de velocidad interna de dichos sistemas. Suponemos una condición de equilibrio virial y que somos capaces de medir sólo las estrellas ligadas del sistema sin ningún tipo de contaminación. Este artículo muestra cuán probable resulta medir la correcta dispersión de velocidades. Mostraremos que si tenemos muestras pequeñas de las medidas de velocidad, la distribución de resultados posibles puede ser muy grande y, tan pronto como tengamos una fuente de error, dicha dispersión de velocidades puede estar equivocada por varias desviaciones estándares, especialmente si la muestra es grande.

1. Introduction

In this short article I would like to review some basic principles we all should know and remember from our basic statistic knowledge. In nearby pressure dominated systems, e.g. open clusters, globular clusters and dwarf spheroidal galaxies, we determine the velocity dispersion of the system by measuring the radial velocities star-by-star and then computing the velocity dispersion with the well-known mathematical formulae. We know that it is important to remove foreground and background objects, which could alter our results. This is usually done by some educated assumptions (constancy of other parameters to detect non-members, $3\text{-}\sigma$ -clipping, etc.). Also known is the influence of binaries and therefore it is useful to measure the velocities of the same stars at different epochs to detect velocity changes due to binaries.

But sometimes our data-set is just not good enough to rule out everything mentioned above and even if it is, there could be more sources of errors like

- interlopers; e.g. non-member halo stars within, in front and behind the dwarf galaxy with similar velocities
- unbound members; theory predicts that inside an object stars will gain escape velocity by close encounters with other stars. Those stars do not leave the system immediately but continue to orbit until they can escape through one of the two Lagrange points. Even then they do not disappear but are found in tidal tails around the object, with usually only a slow relative motion away from it.
- undetected binaries
- run-away stars; stars which gain a strong kick out of a cluster by some dynamical (e.g. three-body encounter) or stellar evolutionary (e.g. white-dwarf kicks in open clusters) effects.

2. Setup

We produce N random numbers according to a theoretical Gaussian distribution with a dispersion of σ_{real} and a mean value $v_{\text{mean,real}}$. Then we use these N numbers to calculate the mean v_{mean} and the dispersion σ of our ‘measurement’. The code to obtain the random numbers uses well-tested routines taken from Numerical Recipes.

For the results including noise a certain percentage of the random velocities are not drawn from the Gaussian but from a flat velocity distribution of a certain width; usually three to five dispersions wide according to a sigma-clipping.

10,000 random Monte Carlo realizations of each case are produced to ensure to include outcomes which are three standard deviations away from the ‘true’ value, i.e. results on the approx. 99% level are included. The ‘real’ velocity dispersion underlying the data is always 10 km s^{-1} with a mean velocity of zero.

3. Results

3.1. Without Noise

The results without noise are summarized in Tab. 1. The ‘measured’ results are distributed symmetrically around the ‘real’ values of $\sigma = 10 \text{ km s}^{-1}$ and $v_{\text{mean}} = 0 \text{ km s}^{-1}$ in again a Gaussian distribution. According to theory of statistics our maximum deviations should represent outcomes at the 99% level.

If we perform 10,000 realizations taking 10 velocities of a Gaussian, the velocity dispersion measured spreads from 2.55 to 18.48 km s^{-1} . The mean velocity of these 10 random velocities ranges between -11.84 and $+12.54 \text{ km s}^{-1}$. To relate this number to the actual velocity dispersion we define a new parameter

$$\delta_{\text{max}} = \frac{\max(\Delta v_{\text{mean}})}{\sigma} \quad (1)$$

where $\max(\Delta v_{\text{mean}})$ denotes the maximum deviation from the real mean velocity (in our case 0) and the measured mean velocity in all our 10,000 realizations. If we just have 10 random velocities this parameter $\delta_{\text{max}} = 1.253$, and therefore the maximum deviation of the mean velocity could be in fact larger than the dispersion itself. This might be of importance when observers claim to see a velocity gradient inside an object.

Table 1. The results of 10,000 Monte Carlo realizations, drawing N numbers from the adopted Gaussian. First column gives the number of velocities used in one realisation, second and third show the smallest and the largest velocity dispersion measured; fourth column is the 1-sigma spread of the dispersion measurements; fifth and sixth column the lowest and highest mean velocity measured, eighth column is the 1-sigma spread of the mean velocities measurements and finally we show our deviation parameter δ .

N	σ_{\min} [km s ⁻¹]	σ_{\max} [km s ⁻¹]	σ_{σ} [km s ⁻¹]	$v_{\text{mean,min}}$ [km s ⁻¹]	$v_{\text{mean,max}}$ [km s ⁻¹]	$\sigma_{v\text{mean}}$ [km s ⁻¹]	δ_{\max}
10	2.55	18.48	2.24	-11.84	12.54	3.16	1.253
20	3.76	15.75	1.58	-9.06	8.09	2.25	0.908
50	6.30	13.72	1.02	-5.70	4.55	1.41	0.569
100	7.54	12.85	0.70	-3.62	3.85	1.01	0.385
200	8.13	12.07	0.51	-2.63	2.47	0.73	0.263
500	8.89	11.29	0.32	-1.71	1.68	0.46	0.171
1000	9.14	10.83	0.22	-1.35	1.28	0.32	0.135
2000	9.47	10.62	0.16	-0.73	1.00	0.22	0.101

According to standard statistic theory the maximum deviations occurring in 10,000 similar 'measurements' represent deviations on the three-sigma level. Even though this means that the very minimum or maximum values are almost impossible, one might be unlucky. And as important physical parameters, e.g. the total mass of the system scales with σ^2 , we might draw wrong conclusions. This might be very dangerous in quoting dispersions for ultra-faint dSph galaxies. True confidence is only given in the region of $N = 500$ and above.

3.2. Including Noise

Table 2. Results including sources of error. Columns are like in Tab.1. Most likely value of measurement is given in the lines above the results.

N	σ_{\min} [km s ⁻¹]	σ_{\max} [km s ⁻¹]	σ_{σ} [km s ⁻¹]	$v_{\text{mean,min}}$ [km s ⁻¹]	$v_{\text{mean,max}}$ [km s ⁻¹]	$\sigma_{v\text{mean}}$ [km s ⁻¹]	δ_{\max}
10 % noise - three sigma clipping - $\langle \sigma \rangle = 11.0 \text{ km s}^{-1}$							
10	2.45	21.14	2.32	-13.42	14.63	3.58	1.335
100	8.22	13.52	0.73	-4.25	4.52	1.08	0.413
1000	10.13	11.79	0.23	-1.23	1.42	0.34	0.130
20 % noise - three sigma clipping - $\langle \sigma \rangle = 11.8 \text{ km s}^{-1}$							
10	2.50	19.62	2.44	-13.32	15.12	3.84	1.280
100	8.91	14.36	0.73	-4.06	4.28	1.18	0.362
1000	10.83	12.64	0.23	-1.44	1.51	0.38	0.128
10 % noise - five sigma clipping - $\langle \sigma \rangle = 13.2 \text{ km s}^{-1}$							
10	2.91	22.36	3.66	-14.66	16.37	4.38	1.244
100	9.29	16.76	1.06	-5.13	4.96	1.34	0.390
1000	11.88	14.36	0.33	-1.53	1.57	0.42	0.119

Now noise gets added to the random numbers and we notice the following facts (see Tab. 2):

1. The range of possible outcomes in dispersion and mean velocity gets broader than without noise.
2. The peak of the results in the dispersion is no longer at the correct value but always shifted to higher values, at 10 %-three sigma to 11, at 20 % to 11.8 and finally at five sigma clipping to even 13.2 km s^{-1} .
3. Due to the higher 'measured' dispersion the δ -parameter declines slightly with larger noise.
4. When using large samples ($N > 1000$), i.e. narrow distributions of the 'measured' results, the 'true' value is no longer within the possible results.

While point (1) and (3) are quite straightforward and expected, the points (2) and (4) are worrisome, regarding real observational measurements. If the data contains only 10 % of false measurements, due to reasons detailed above we should always expect results which are significantly higher than true value. Even more worrisome is the fact that if we have large sample sizes, the statistical spread of the 'measurements' is strongly reduced but the 'true' value is no longer in the range of expectable values. We would conclude a too large velocity dispersion with the true value no longer within the error margins.

4. Conclusions

This contribution reviews well known facts from basic statistics. Instead of using analytical formulae to prove the points, Monte Carlo experiments were conducted:

- If the sample size is small, i.e. if a velocity dispersion measurement relies on only few velocities, chances get higher that one measures a result which deviates from the underlying true value.
- The measured mean velocity can differ significantly from the true value as well, at small samples in the order of the dispersion itself (i.e. $\delta \approx 1$). This might mimic velocity gradients in low-mass extended objects (e.g. ultra-faint dSphs) which are not there in reality.
- If the sample includes noise, even on a small level, the measured values tend to higher values than the true value.
- Especially large sample sizes can not cure this error. If we have a similar relative amount of wrong measurements, the 'true' value is even no longer within the error-margins of the measured value.

We should keep these basic facts in mind and try to reduce the sources of error in our measurements as good as we could, because not even large sample sizes will save us from measuring the wrong result. The only hope in large samples is that the relative number of wrong measurements is largely reduced. This might not be the case with all sources of erroneous measurements.

Agradecimientos. MF acknowledges financial support through FONDECYT grant no. 1095092 and BASAL.

PRESENTACIÓN MURAL

Parámetros fundamentales de objetos catalogados como cúmulos estelares en la Nube Mayor de Magallanes

A. E. Piatti^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires

(2) CONICET

Abstract. We present the results of 16 Large Magellanic Cloud (LMC) clusters obtained for the first time from CCD Washington CT_1T_2 photometry. CMD cluster features turn out to be identifiable when performing annular extractions around their respective centres, once they were cleaned from field star contamination; their main sequences extending from one up to four magnitudes downwards. The clusters resulted to be small angular size objects projected or immersed in dense star fields, as judged from their radial stellar density profiles, so that crowding effect could be responsible for the limited magnitude reached in some cases. We estimated their ages from isochrone fitting - along with the $E(B - V)$ colour excesses - assuming a metallicity of $Z = 0.008$ ($[Fe/H] = -0.4$ dex) and a LMC distance modulus of $(m - M)_o = 18.50 \pm 0.10$ mag.

Resumen. Presentamos resultados de 16 cúmulos de la Nube Mayor de Magallanes (NMM) obtenidos por primera vez a partir de fotometría CCD en el sistema de Washington CT_1T_2 . Las características de los cúmulos en los diagramas color-magnitud (DCM) se identificaron a partir de extracciones circulares alrededor de los centros de los cúmulos, una vez que los DCM fueron limpiados de la contaminación de estrellas del campo; sus Secuencias Principales se extienden desde una a cuatro magnitudes más débiles. Los cúmulos resultaron ser objetos de pequeño tamaño angular proyectados o inmersos en densos campos estelares, a juzgar por sus perfiles radiales de densidad estelar, de modo que los efectos de aglomeración de estrellas podrían ser responsables de la magnitud más brillante alcanzada en algunos casos. Estimados sus edades a partir del ajuste de isócronas teóricas - conjuntamente con el exceso de color $E(B - V)$ - asumiendo una metalicidad de $Z = 0.008$ ($[Fe/H] = -0.4$) y un módulo de distancia de la NMM de $(m - M)_o = 18.50 \pm 0.10$ mag.

1. Estimación de los parámetros fundamentales de cúmulos estelares en la NMM

Los datos de los cúmulos estudiados provienen del archivo público del National Optical Astronomy Observatory (NOAO). La reducción de los mismos se llevó a cabo siguiendo los pasos estándares (Piatti, 2011).

En primer lugar, obtuvimos los radios de los cúmulos a partir de recuentos de estrellas por unidad de área, para diferentes distancias desde el centro de los mismos. Luego, estimamos un valor para la densidad del campo y adoptamos como radio de los

cúmulos el valor de la distancia para la cual el perfil de densidad del cúmulo intercepta el valor del campo. La Fig. 1 muestra los perfiles de densidad estelar obtenidos, a partir de los cuales derivamos los radios de los cúmulos que se listan en la Tabla 1.

Para limpiar los diagramas color-magnitud (DCM) de los cúmulos de estrellas que potencialmente pertenecen al campo o tienen errores fotométricos grandes, sustrajimos de ellos el número correspondiente de estrellas contadas en los DCM del campo, para diferentes intervalos $[T_1, C - T_1] = (0.20, 0.05)$ mag. Finalmente, aplicamos los criterios de Clariá & Lapasset (1986) para eliminar estrellas del campo no sustraídas anteriormente. La Fig. 2 ilustra este proceso: en cada uno de los paneles se muestran los DCM observados de las regiones centrales de los cúmulos con círculos pequeños, mientras que con círculos grandes incluimos los DCM limpios de los cúmulos, es decir, las estrellas de la región del cúmulo que no fueron eliminadas durante el proceso de limpieza. Los parámetros de los cúmulos los derivamos utilizando estos DCM.

Los valores de los enrojecimientos de los cúmulos que se listan en la Tabla 1 fueron estimados por interpolación en los mapas de extinción de Burstein & Heiles (1982), y adoptamos para todos los cúmulos un módulo de distancia de $(m - M)_o = (18.50 \pm 0.10)$ mag. Con estos dos datos de entrada, realizamos ajustes de isócronas teóricas (Girardi et al. 2002) en los DCM, asumiendo una metalicidad de $[Fe/H] = -0.4$. Las isocronas que hemos superpuesto en la Fig. 2 reflejan el mejor ajuste de las características de los cúmulos que obtuvimos. Las edades de los cúmulos resultaron de entre $\log(t) = 8.1$ hasta 9.0.

La Fig. 3 muestra la distribución espacial de los cúmulos estudiados (círculos amarillos). Incluimos, además, las muestras de cúmulos estudiados por Pietrzyński & Udalski (2000, círculos rojos) y Glatt et al. (2010, círculos azules), cuyas edades son menores que 1000 millones de años, es decir, se encuentran dentro del mismo rango de edades de los cúmulos estudiados en este trabajo. Con círculos negros se representan todos los cúmulos catalogados hasta el presente (Bica et al. 2008). De la Fig. 3 puede estimarse que, del total de cúmulos catalogados distribuidos en la misma región de la NMM que los cúmulos de Pietrzyński & Udalski (2000), de Glatt et al. (2010) y nuestros, aproximadamente un 34 % no fueron aún estudiados.

Referencias

- Bica, E., Bonatto, C., Dutra, C.M., Santos, Jr. J.F.C., 2008, MNRAS, 389, 678
 Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
 Clariá, J.J., Lapasset, E., 1986, AJ, 91, 326
 Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M.A.T., Marigo, P., Salasnich, B., Weiss, A., 2002, A&A, 391, 195
 Glatt, K., Grebel, E.K., Koch, A., 2010, A&A 517, 50
 Piatti, A.E., 2011, MNRAS 416, L89
 Pietrzyński, G., Udalski, A., 2000, Acta Astronomica, 50, 337

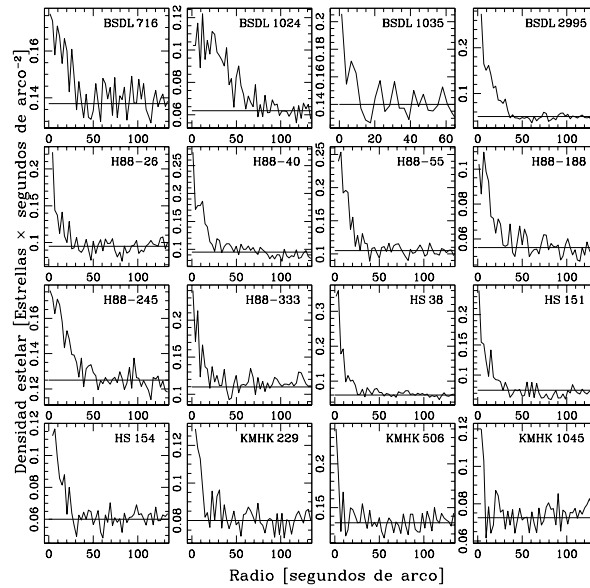


Figura 1. Perfiles de densidad radiales obtenidos para cada cúmulo.

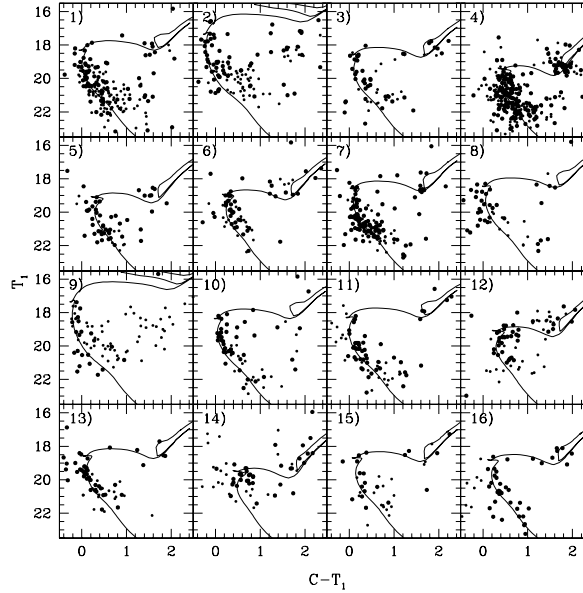


Figura 2. Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: 1) BSDL 716, 2) BSDL 1024, 3) BSDL 1035, 4) BSDL 2995, 5) H88-26, 6) H88-40, 7) H88-55, 8) H88-188, 9) H88-245, 10) H88-333, 11) HS 38, 12) HS 151, 13) HS 154, 14) KMHK 229, 15) KMHK 506, 16) KMHK 1045.

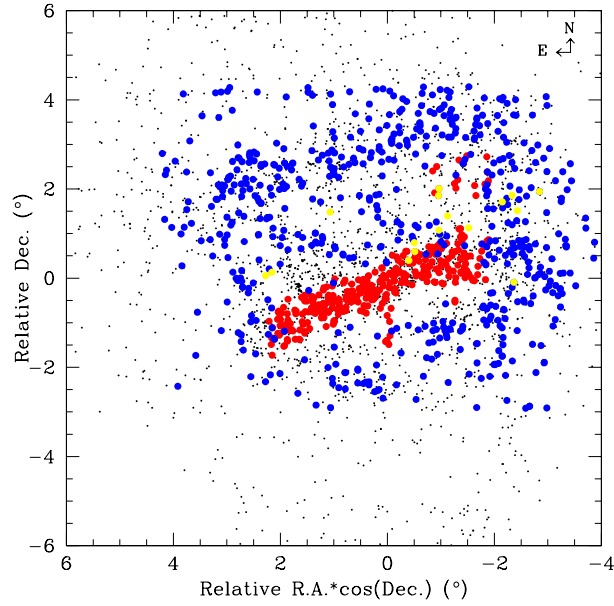


Figura 3. Distribución espacial de los cúmulos estudiados (círculos amarillos), comparados con la distribución espacial de los estudiados por Pietrzyński & Udalski (2000, círculos rojos) y Glatt et al. (2010, círculos azules). Los círculos negros representan todos los cúmulos catalogados hasta el presente (Bica et al. 2008).

Tabla 1. Parámetros fundamentales de cúmulos en la NMM.

Name	r (seg)	$E(B - V)$ (mag)	$\log(t)$	Lit. ^a
BSDL 716	30 ± 10	0.055	8.60 ± 0.10	
BSDL 1024	60 ± 10	0.078	8.20 ± 0.10	8.1 (1)
BSDL 1035	10 ± 10	0.060	8.70 ± 0.10	
BSDL 2995	30 ± 10	0.074	9.00 ± 0.10	
H88-26	20 ± 10	0.060	8.90 ± 0.10	
H88-40	20 ± 10	0.057	8.85 ± 0.05	
H88-55	20 ± 5	0.058	8.70 ± 0.10	
H88-188	25 ± 10	0.061	8.65 ± 0.05	8.65 (1)
H88-245	30 ± 10	0.081	8.20 ± 0.10	
H88-333	20 ± 10	0.074	8.60 ± 0.10	
HS 38	15 ± 5	0.050	8.60 ± 0.10	8.4 (2)
HS 151	20 ± 5	0.059	8.90 ± 0.10	
HS 154	20 ± 5	0.061	8.70 ± 0.10	
KMHK 229	15 ± 10	0.100	9.00 ± 0.10	8.1 (2)
KMHK 506	10 ± 10	0.059	8.75 ± 0.05	
KMHK 1045	10 ± 10	0.058	8.80 ± 0.10	

^a (1) Pietrzyński & Udalski (2000); (2) Glatt et al. (2010).

PRESENTACION MURAL

New look at the Galactic Globular Cluster System

J. Vanderbeke^{1,2}, M. West¹, P. Côté³, E. Peng⁴, J. Blakeslee³, A. Jordán⁵,
M. Gregg⁶, M. Takamiya⁷ & M. Baes²

(1) *European Southern Observatory, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Santiago, Chile*

(2) *Sterrenkundig Observatorium, Universiteit Gent, Krijgslaan 281 S9, Gent, Belgium*

(3) *NRC - Herzberg Institute of Astrophysics, Canada*

(4) *Department of Astronomy, Peking University, Beijing 100871, China*

(5) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Santiago, Chile*

(6) *University of California, Davis*

(7) *University of Hawaii, Hilo, Hawaii*

Abstract. Our goal is to provide integrated *griz* (and some *u*) magnitudes for the entire Galactic Globular Cluster System. These colors will be used to obtain the color-metallicity relation for old stellar systems that will be of use for many studies of stellar populations using the Sloan filter set. Moreover, we will determine profile parameters for the clusters and obtain colour-magnitude diagrams (CMDs), which will enable us to study different stellar populations. The reduced data and catalogs will eventually be made publicly available for download.

Resumen. Nuestro objetivo es obtener las magnitudes integradas *griz* (y en lo posible *u*) para todo el sistema de cúmulos globulares galácticos. Estos colores serán usados para determinar su relación con la metalicidad de estos sistemas estelares envejecidos, lo cual será de utilidad para estudios sobre poblaciones estelares en el sistema fotométrico de Sloan. Además, se determinarán los perfiles de brillo de los cúmulos, y se obtendrán diagramas color-magnitud, que eventualmente se utilizarán para el estudio de las diferentes poblaciones estelares. Los datos reducidos y los catálogos estarán disponibles para uso de la comunidad científica.

1. Introduction

Studies of the Galactic globular cluster system have provided key insights to such diverse topics as stellar populations, assembly history of galaxies, and the age of the Universe. Yet despite their importance, integrated photometric properties of Galactic globular clusters are currently derived from extremely inhomogeneous data culled from a variety of sources and detectors dating back nearly 70 years.

With the emergence of the SDSS *ugriz* filter system as a popular choice for both ground-based and space-based observations, our team embarked on a project to pro-

duce a definitive and homogeneous database of integrated colors for the entire Galactic globular cluster system based on photometric *ugriz* observations.

2. Data

Our team has obtained *griz* photometry with the CTIO 0.9m and 1m telescopes for about 130 Galactic Globular Clusters. For about 30 GCs we obtained u-band data as well. The $13' \times 13'$ field of view will enable us to study the whole cluster, as opposed to the tiny fields sampled by HST. As an example for the quality of our data, we show *griz* images for NGC 2808 in Fig. 1.

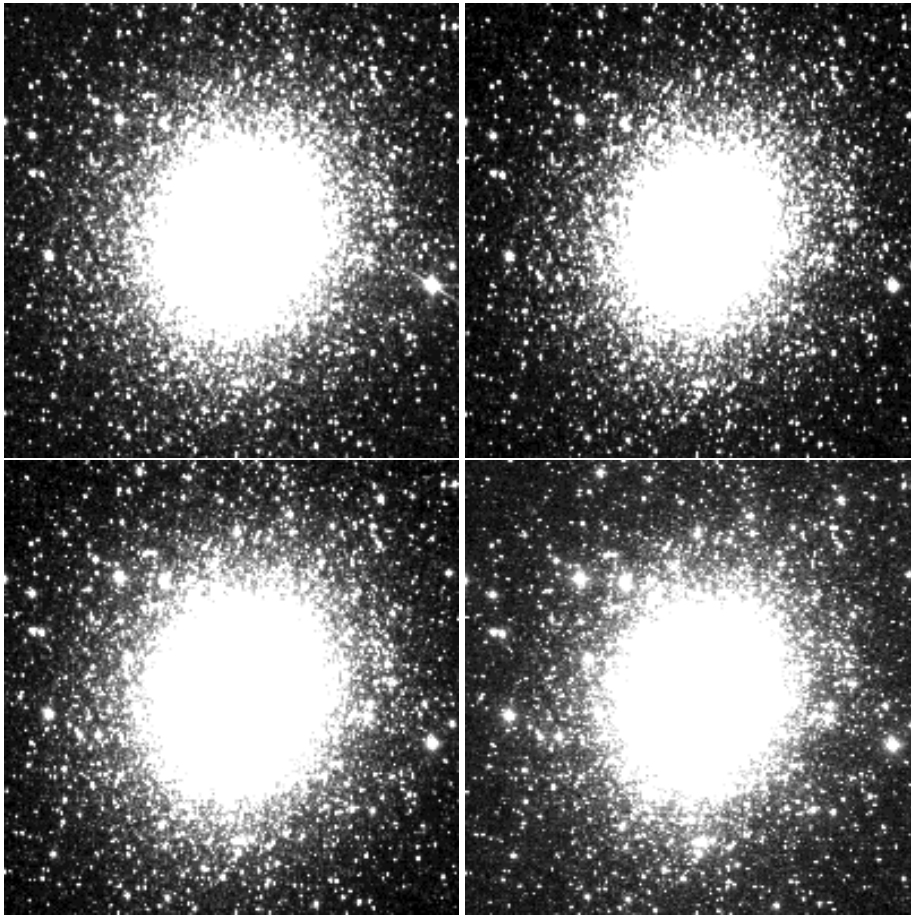


Figure 1. Typical example of the *griz* images we derive from our data, in this case for NGC 2808.

We have recently applied for additional telescope time, to acquire full filter coverage and to get data for both the missing (unobserved) clusters and those previously observed in non-photometric conditions.

3. Main Goals

We are focussing on the following specific aims for this project:

3.1. Color-metallicity relation

We will measure the color-metallicity relation for the Galactic globular clusters in the Sloan filter system. This critical transformation between observables and physical properties is essential, because the metallicity spreads in individual subpopulations have important implications for the formation and assembly histories of GC systems (West et al. 2004, Peng et al. 2006, Brodie & Strader 2006). Although spectroscopic metallicity determinations are obviously preferable, this is completely impractical for many distant and faint stellar systems.

Peng et al. (2006) combine our data for 40 low-reddening Galactic GCs with data of M87 and NGC4472 and determined a preliminary color-metallicity relation, presented in Fig. 2. Their relation compared well to the relation of Sinnott et al. (2010), which they derived for NGC 5128.

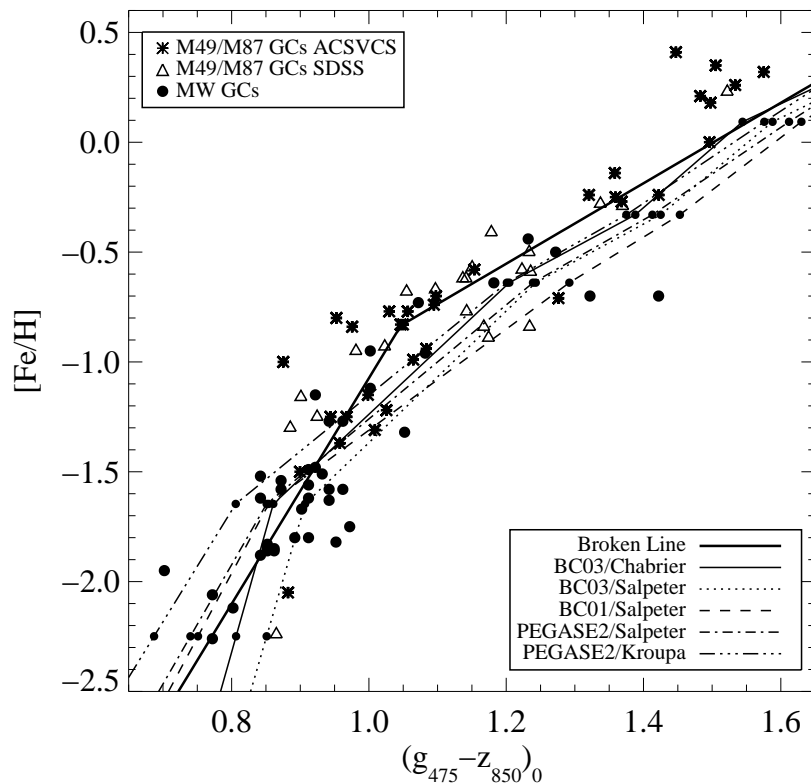


Figure 2. Taken from Peng et al. (2006): $[Fe/H]$ versus $(g-z)_0$ for Milky Way (based on our data), M49 and M87 GCs, with stellar population models. Our final sample will include many more Galactic globular clusters.

We will determine the color-[Fe/H] relation based on the full sample of Galactic GCs, for all the (*u*)*griz* colors and compare these to stellar population models.

3.2. Color-magnitude diagrams

We will produce 'cleaned' color-magnitude diagrams for the clusters using color information to reduce contamination from non-member stars. These will allow us to determine the ages of the GCs from main-sequence turn-off fitting, to study bimodal color distributions (Zinn 1985) and to relate these to metal-poor and metal-rich sub-populations. Furthermore, we will study the Horizontal Branches and also check if the Milky Way shows evidence for the 'blue tilt'. Currently, the Milky Way does not show evidence for the latter, but this could be due to the inhomogeneity of metallicity and integrated photometry in current catalogs (Brodie & Strader 2006).

3.3. Structural parameters

We will fit the King (1966) model to the surface brightness profiles of the clusters. These profile parameters will be used to obtain the total magnitudes of the big clusters and to study the color gradients in GCs. Sohn et al. (1998) found color gradients for more than half of their Galactic GC sample, both for King profile clusters and Post Core Collapse clusters. Moreover, we can use the half-light radius as a probe for GC formation conditions, as this parameter is believed to be relatively unaffected by dynamical evolution (Jordán et al. 2005, Brodie & Strader 2006, van den Bergh 2010) and relate the size of the GCs to their metallicity, as extragalactic studies revealed that metal-poor GCs are about 20% larger than metal-rich GCs (Kundu & Whitmore 1998, Kundu et al. 1999). It should be noted however that van den Bergh (2012) found that the scatter from the mean $R_h - R_{gc}$ relation does not correlate with cluster metallicity, neither with cluster luminosity or HB morphology.

References

- Brodie, J. P., Strader J. 2006, ARA&A, 44, 193
Jordán, A., et al. 2005, ApJ, 634, 1002
Kundu, A., Whitmore B. C. 1998, AJ, 116, 2841
Kundu, A., et al. 1999, ApJ, 513, 733
Peng, E. W. et al. 2006, ApJ, 639, 95
Sinnott, B., et al. 2010, AJ, 140, 2101
Sohn, Y.-J. et al. 1998, JASS, 15, 1
van den Bergh, S. 2010, AJ, 140, 1043
van den Bergh, S. 2012, ApJ, 746, 189
West, M. J., Côté, P., Marzke, R. O., & Jordán, A. 2004, Nature, 427, 31
Zinn, R. 1985, ApJ, 293, 424

PRESENTACIÓN MURAL

Búsqueda de estrellas químicamente peculiares en cúmulos abiertos

M. Jaque^{1,2,3}, L. Fraga⁴, E. Paurzen⁵ & M. Netopil⁵

(1) *Universidad Nacional de San Juan*

(2) *ICATE, CONICET*

(3) *Departamento de Física, Universidad de La Serena*

(4) *SOAR Telescope*

(5) *Institute for Astronomy, University of Vienna*

Abstract. We present preliminary results of the chemically peculiar star search in open clusters. In particular, look for new stars such CP1, CP2 cold and λ Bootis. The observations were made at the Cerro Tololo Interamerican Observatory (CTIO) in YALO telescope (1-m/CCD) with the delta a filter system, which is highly efficient to detect chemically peculiar stars with magnetic fields. One of the problems that surrounds these stars is to clarify at what point such peculiarities appear. It has been suggested as possible answers that appear almost instantly when they reach the main sequence (SP) with a frequency of CP2 stars in clusters consistent with the age of the cluster, or conversely, that the peculiarities appear slowly during the life of the star in the SP with a frequency of CP2 stars depending on age of the agglomerate. With this work will contribute to increase the sample and to get closer and closer to the answer of these hypotheses.

Resumen. En este trabajo presentamos resultados preliminares de la búsqueda de estrellas químicamente peculiares en cúmulos abiertos. En particular se buscarán nuevas estrellas tipo CP1, CP2 frías y λ Bootis. Las observaciones se hicieron en el Observatorio Interamericano Cerro Tololo (CTIO), en el telescopio YALO (1-m/CCD) con el sistema de filtros delta a (Δa), que tiene gran eficiencia en detectar estrellas químicamente peculiares. Una de las problemáticas que involucra a estas estrellas es poder aclarar en qué momento aparecen este tipo de peculiaridades. Se ha planteado como posibles respuestas que aparecen casi instantáneamente cuando llegan a la secuencia principal (SP) con una frecuencia de estrellas CP2 en cúmulos constante con la edad del cúmulo, o por el contrario, que las peculiaridades aparecen lentamente durante la vida de la estrella en la SP con una frecuencia de estrellas CP2 dependiente de la edad del aglomerado. Con este trabajo contribuiremos a aumentar la muestra y poder acercarnos cada vez más a la respuesta de estas hipótesis.

1. Introducción

Las estrellas con rango espectral entre B8 y F5 son las que aparentemente deberían tener un análisis menos complicado. Se sitúan en la región del diagrama HR que está libre de las complicaciones astrofísicas, como son la fuerte convección en zonas de la

superficie de las estrellas menos masivas o la gran pérdida de masa de las estrellas más masivas. Sin embargo, cerca del 10% de las estrellas de este rango muestran líneas con fuertes anomalías y/o líneas más débiles en sus espectros. Este es el llamado grupo de las estrellas químicamente peculiares (CP). En este trabajo mostraremos un avance del proyecto *The global content of chemically peculiar stars in the Milky Way* el cual busca estrellas químicamente peculiares en cúmulos abiertos con distintos rangos de edad para determinar el estado evolutivo de las estrellas CP. Específicamente se analizó el cúmulo abierto NGC 2286, en donde se buscarán candidatas a estrellas químicamente peculiares. Las observaciones se desarrollaron en el Observatorio Cerro Tololo con el telescopio YALO de 1-m, con CCD directo y el sistema de filtro Δa .

2. Fotometría Δa

La Fotometría Δa descrita por Maitzen (1976), propone un método observacional que permite identificar y distinguir magnetismo y varios tipos de peculiaridades químicas en estrellas de tipo espectrales de B hasta F, de una manera simple. El sistema Δa analiza la depresión de flujo, haciendo una comparación del flujo en (5205\AA , g_2) con el flujo adyacente a (5027\AA , g_1 and 5509\AA , y), ocupando un ancho de banda de 222\AA para g_1 107\AA para g_2 , y un ancho de banda de 120\AA para el filtro y de Strömgen. Con las magnitudes asociadas a estos filtros, se define el índice “ a ” como:

$$a = g_2 - \frac{g_1 + y}{2}$$

Dado que este valor es dependiente de la temperatura (mayor a temperaturas más bajas) el índice de peculiaridad intrínseca es :

$$\Delta a = a - a_0[(b - y), (b - v), (g_1 - y)]$$

Este índice es la diferencia entre el valor individual del valor “ a ” y el valor “ a ” de estrellas no peculiares en el mismo color.

El lugar geométrico de los valores a_0 para los objetos no peculiares se llama línea de normalidad.

3. Relación del comportamiento de fotometría Δa con las estrellas CP

Trabajos previos han demostrado que:

- Estrellas Be/Ae y λ Bootis muestran el valor de Δa por debajo de 3 sigmas.
- Todas las estrellas CP con campo magnético (CP2) poseen valores $\Delta a > 0$ de hasta 75 mmag .
- Los casos extremos de los grupos CP1 y CP2 pueden presentar peculiaridades marginales de valores de $\Delta a > 0$.
- El índice ($g_1 - y$) muestra una excelente correlación con ($b - y$) o ($B - V$) y puede ser utilizado como un índice de temperatura efectiva.

4. Observaciones

El cúmulo analizado es NGC 2286, ubicado en las coordenadas RA 06:47:40, DEC -03:08:54 a una distancia de 2900 pc con un $E(B-V) = 0.17$ o $E(b-y) = 0.40$. Se tomaron 13 imágenes para los filtro $g1$, 13 para el filtro $g2$, y 10 para el filtro y de Strömgen con un rango de tiempo de exposición de 10 a 200 segundos. Estas imágenes fueron obtenidas en el telescopio YALO de 1-m con CCD directo en el observatorio Cerro Tololo el día 19 de Diciembre del 2010 y pertenece al proyecto *The global content of chemically peculiar stars in the Milky Way*, el cual tuvo una campaña de 9 noches de observación.

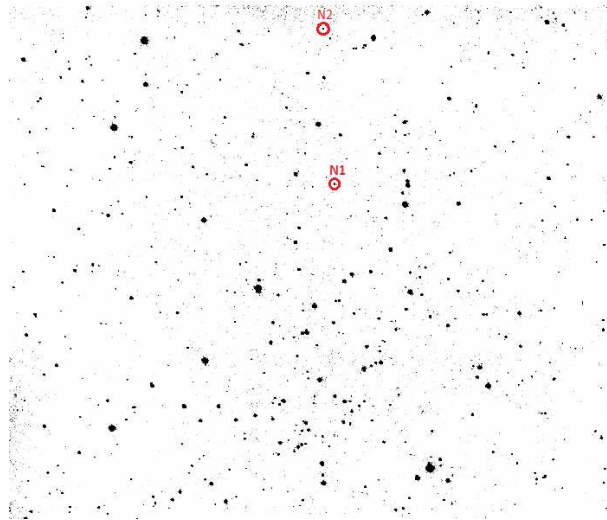


Figura 1. Cúmulo NGC 2286 con las estrellas candidatas a químicamente peculiares.

5. Análisis

La Figura 2 muestra la relación del índice “ a ” con $(g1-y)$ de las estrellas del cúmulo NGC 2286, entre el rango espectral F8 y B5. Se puede observar que de los 152 objetos detectados en este rango espectral, 2 estrellas escapan del intervalo de confianza de 3 sigmas, las cuales son candidatas a estrellas químicamente peculiares tipo CP2. La primera candidata ubicada más a la izquierda del gráfico correspondería a la estrella N1 de la imagen del cúmulo, siendo la segunda candidata la estrella N2 de la imagen del cúmulo. Estas estrellas de campo magnético intenso (Babcock 1957) tienen líneas de absorción de Si, Cr, Sr y Eu.

Referencias

- Babcock, H. W. 1957, *Apj*, 126, 224
- Bayer et al. 2000, *A&A*, 147, 99
- Netopil et al. 2008, *A&A*, 491, 545
- Paunzen et al. 2006, *A&A*, 454, 171

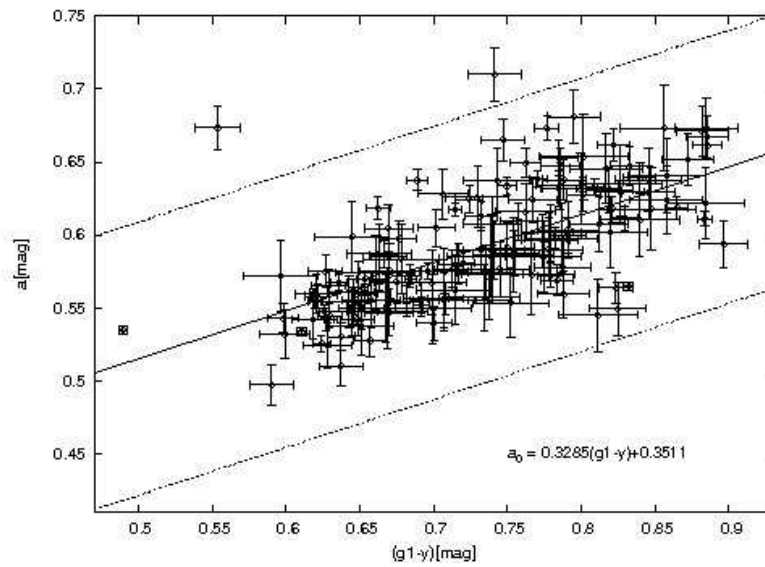


Figura 2. Gráfico $(g1-y)$ v/s a . La línea continua es la línea de normalidad, mientras que las líneas puntuadas son el intervalo de confianza al 99.9%. Las barras de error de cada objeto son el promedio de los errores por filtro y propagado según corresponda.

Paunzen, E. and Netopil, M. and Zwintz, K. 2007, A&A, 462, 157

Paunzen, E. and Netopil, M. 2006, MNRAS, 371, 1641

Paunzen, E. and Stütz, C. and Maitzen, H. M. 2005, A&A, 441, 631

PRESENTACIÓN MURAL

Espectros integrados EFOSC2/NTT de 10 cúmulos estelares pertenecientes a las Nubes de Magallanes

A. V. Ahumada^{1,2,3,4}, A. Benítez-Llambay⁵, J. F. C. Santos, Jr.⁶,
J. J. Clariá^{1,2}, E. Bica⁷ & A. E. Piatti^{1,8}

(1) *CONICET*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba (OAC)*

(3) *Observatorio Europeo del Sur, Santiago, Chile (ESO)*

(4) *Observatorio Astronómico de Bologna, Italia*

(5) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE)*

(6) *Instituto de Ciências Exatas, UFMG (Brasil)*

(7) *Instituto de Física, UFRGS (Brasil)*

(8) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

Abstract. We present integrated spectra in the optical range for 10 concentrated Magellanic Clouds' (MCs) stellar clusters, six of them belonging to the Large Magellanic Cloud, and the other four to the Small Magellanic Cloud. The spectra were obtained with the EFOSC2 spectrograph (NTT-ESO, La Silla, Chile). We estimate simultaneously age and foreground reddening by comparing the continuum distribution and line strengths of the cluster spectra with those of template spectra. The present cluster sample complements previous ones, in an effort to create a spectral library for the MCs with several clusters per age bin.

Resumen. Se presentan espectros integrados en el rango óptico obtenidos con el espectrógrafo EFOSC2 (NTT-ESO, La Silla, Chile) de 6 cúmulos estelares (CEs) de la Nube Mayor de Magallanes (NMM) y 4 de la Nube Menor (NmM). Las edades y enrojecimientos se determinaron comparando la distribución del continuo y la intensidad de líneas espectrales con estas mismas características en espectros patrones (*templates*). Los 10 cúmulos estudiados abarcan un amplio rango de edad y están levemente enrojecidos. Estos espectros serán de gran utilidad para actualizar las bases de *templates* actualmente existentes para la metalicidad típicamente subsolar de las Nubes de Magallanes (NMs).

1. Introducción

Debido a la riqueza, a la diversidad y a la proximidad de las NMs, estas dos galaxias constituyen un excelente laboratorio en el cual es posible examinar con detalle los procesos de formación estelar y de enriquecimiento metálico ocurridos a lo largo del tiempo. La determinación de los parámetros fundamentales de los CEs, particularmente la edad, resulta fundamental para comprender la estructura y evolución de estas dos galaxias. Se estima que en la NMM y en la NmM hay aproximadamente 4200 y 900 CEs,

respectivamente (Hodge 1986, 1988). Sin embargo, sólo los cúmulos más concentrados pueden ser estudiados a partir de espectroscopía integrada.

2. Observaciones espectroscópicas¹

Todos los espectros fueron obtenidos con el NTT (*New Technology Telescope* - ESO), ubicado en el Observatorio de La Silla (Chile). Se utilizó el espectrógrafo EFOSC2 (*ESO Faint Object Spectrograph and Camera*) en el modo de ‘dispersión simple’, una ranura de 2.0” y dos grismas de 300 líneas/mm de manera de cubrir los rangos espectrales: (3800-7520)Å (Gr #11) y (5200-9350)Å (Gr #5). Acá sólo se presenta el estudio realizado en la región visible del espectro electromagnético.

Se realizaron para cada objeto 2 observaciones paseando el telescopio a velocidad constante sobre el cúmulo. Esta velocidad dependió del diámetro y de la magnitud integrada de cada CE. Para la calibración en flujo, se observaron durante cada noche 3 estándares espectrofotométricas de la lista de Stone & Baldwin (1983) y se obtuvieron espectros de lámparas de He-Ar para permitir la ulterior calibración en longitud de onda. Las reducciones fueron realizadas utilizando el paquete de *software* IRAF² en la ESO (Chile).

3. Análisis y resultados

Las edades y excesos de color $E(B - V)$ de los cúmulos se determinaron mediante el ajuste de espectros *templates* de diferentes edades, usando el programa FISA “*Fast Integrated Spectra Analyzer*” (Benítez-Llambay et al. 2011). Este programa permite elegir el *template* más adecuado a partir de la minimización de los correspondientes residuos. A continuación se presenta una breve discusión de los resultados obtenidos.

3.1. Nube Menor de Magallanes

Lindsay 114: Este cúmulo registra un par de estudios previos: Ahumada et al. (2002) estimaron una edad próxima a los 5×10^9 años mediante espectroscopía integrada, y Piatti et al. (2007), determinaron una edad menor (140×10^6 años). La diferencia entre estos valores se debe probablemente a la presencia de una estrella brillante cercana a L 114 que puede haber contaminado fuertemente su espectro integrado. En este estudio se encuentra que la mejor comparación se logra con el promedio de los *templates* Yf de $(100-150) \times 10^6$ años e Ye de $(45-75) \times 10^6$ años de la base de Piatti et al. (2002, PBCSA02), luego de corregir el espectro observado por $E(B - V) = 0.14$.

NGC 121: Existen más de un centenar de publicaciones sobre este cúmulo, hasta el momento el único globular genuino de la NmM. La edad más confiable para NGC 121 es de $(10.5-11.8) \times 10^9$ años y ha sido determinada por Glatt et al. (2008) usando imágenes del Telescopio Espacial Hubble. La mejor comparación se logró con el *template* G5 con una edad semejante a la de un cúmulo globular (CG) (Bica 1988, B88).

NGC 330: La mejor comparación del espectro integrado de NGC 330 se logró con el *template* Yd de 40×10^6 años de PBCSA02. Esta edad es similar a la estimada tanto

¹Propuesta de observación 084.D-0103 (ESO).

²IRAF es distribuido por NOAO (AURA, NSF).

por Martayan et al. (2007) como por Pietrzynski & Udalski (1999), en tanto que el exceso de color derivado ($E(B - V)=0.25$) es elevado para un CE de la NmM. Por lo tanto, se analizarán nuevamente los datos obtenidos.

NGC 306: Se determinó a partir del programa FISA que el *template* Yb3 de PBCSA02, cuya edad es $(5-10)\times 10^6$ años, es el que mejor ajusta el espectro obtenido. Al igual que para NGC 330, el $E(B - V)=0.25$ es ciertamente elevado. La edad de NGC 306 ha sido estimada en 30×10^6 años por Ahumada et al. (2002), en 79×10^6 años por Martayan et al. (2007) y en 80×10^6 años por Piatti et al. (2008). Dado que la edad inferida en este estudio es menor a en relación a los valores mencionados, se tiene previsto analizar nuevamente los datos encontrados.

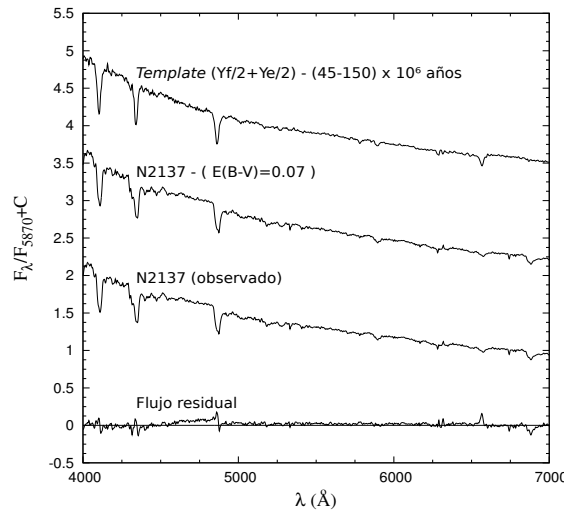


Figura 1. Espectro de NGC 2137 y el corregido por enrojecimiento (medio), el *template* escogido (arriba) y el flujo residual (abajo).

3.2. Nube Mayor de Magallanes

NGC 1754: Este cúmulo fue clasificado como tipo SWB VII por Bica et al. (1996), por lo que bien podría tratarse de un objeto muy viejo. Esta característica fue confirmada tanto por Olsen et al. (1998) como por Sharma et al. (2010) quienes estimaron para NGC 1754 edades de 15.6×10^9 años y 14×10^9 años, respectivamente. La mejor comparación se logró con el *template* G5 de B88, lo que indica que la edad de NGC 1754 es semejante a la de un CG.

NGC 1836: A partir de fotometría en el sistema de Washington y mediante el ajuste de isócronas teóricas, Piatti et al. (2003b) encontraron que NGC 1836 está afectado por un enrojecimiento $E(B - V)=0.06$ y estimaron su edad en $(400\pm 200)\times 10^6$ años. Estos resultados son notablemente similares a los inferidos en el presente estudio.

NGC 1839: Este objeto, comparativamente débil, fue observado espectroscópicamente en el CASLEO por Santos et al. (2006), quienes derivaron una edad de 90×10^6 años. Previamente, mediante ajuste de isócronas, Piatti et al. (2003a) reportaron una edad de $(125\pm 25)\times 10^6$ años y un $E(B - V)=0.06$. La mejor comparación que se obtuvo en este estudio fue con el promedio de los *templates* de PBCSA02 Yg e Yf de

(200-350) $\times 10^6$ años y (100-150) $\times 10^6$ años, respectivamente, luego de corregir el espectro observado de NGC 1839 por $E(B - V)=0.04$.

NGC 2136 y NGC 2137: Es muy probable que estos dos CEs constituyan un par físico (Dirsch et al. 2000). Recientemente y, en base a espectroscopía integrada, Palma et al. (2008) reportaron para NGC 2136 y NGC 2137 edades similares de (60-70) $\times 10^6$ años. La Fig. 1 muestra la comparación del espectro de NGC 2137, corregidos por $E(B - V)=0.07$, con el promedio de los *templates* Yf e Ye de PBCSA02. Nótese que el flujo residual es bastante pequeño.

SL 237: Si bien la razón S/N del espectro de este CE es baja, se logró un ajuste aceptable con el promedio de los *templates* Yd (40 $\times 10^6$ años) e Ye (60 $\times 10^6$ años) de PBCSA02, luego de corregir el espectro obtenido por $E(B - V)=0.02$. La edad inferida para SL 237 muestra buen acuerdo con el valor de 50 $\times 10^6$ años derivado para este cúmulo por Santos et al. (2006).

Agradecimientos. Para la realización de este trabajo se utilizó la base de datos *SIMBAD* (CDS, Strasbourg, France), como así también la del *Astrophysics Data System* (NASA), y la del *Canadian Astronomy Data Centre* (operada por el *National Research Council of Canada* con el soporte de la *Canadian Space Agency*).

Referencias

- Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, E., Dutra, C.M. 2002, *A&A*, 393, 855
 Benítez Llabay, A., Clariá, J.J., & Piatti, A.E. 2011, en preparación
 Bica, E. 1988, *A&A*, 195, 76 (B88)
 Bica, E., Clariá, J.J., Dottori, H., Santos, J.F.C., Jr., et al. 1996, *ApJS*, 102, 57
 Dirsch, B., Richtler, T., Gieren, W.P., & Hilker, M. 2000, *A&A*, 360, 133
 Glatt, K., Gallagher, J.S., Grebel, E.K., Nota, A., Sabbi, E., et al. 2008, *AJ*, 135, 1106
 Hodge, P.W. 1986, *PASP*, 98, 113
 Hodge, P.W. 1988, *PASP*, 100, 1051
 Martayan, C., Fremat, Y., Hubert, A.-M., Floquet, et al. 2007, *A&A*, 462, 683
 Olsen, K.A.G., Hodge, P.W., Mateo, M., Olszewski, et al. 1998, *MNRAS*, 300, 665
 Palma, T., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Santos, J.F.C., Jr., et al. 2008, *AcA* 58, 359
 Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., et al. 2002, *MNRAS*, 335, 233 (PBCSA02)
 Piatti, A.E., Geisler, D., Bica, E., & Clariá, J.J. 2003a, *MNRAS*, 343, 851
 Piatti, A.E., Bica, E., Geisler, D., & Clariá, J.J. 2003b, *MNRAS*, 344, 965
 Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Gallart, C., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 1203
 Piatti, A.E., Geisler, D., Sarajedini, A., Gallart, C., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 429
 Pietrzynski, G., & Udalski, A. 1999, *AcA*, 49, 157
 Santos, Jr., J.F.C., Clariá, J.J., Ahumada, A.V., Bica, E., et al. 2006, *A&A*, 448, 1023
 Sharma, S., Borissova, J., Kurtev, R., Ivanov, V.D., & Geisler, D. 2010, *AJ*, 139, 878
 Stone, R. P. S., & Baldwin, J. A. 1983, *MNRAS*, 204, 347

PRESENTACIÓN ORAL

Two O2 If*/WN6 stars found in the outskirts of the massive young Galactic cluster Westerlund 2

A. Roman-Lopes¹, R. Barbá¹, N. I. Morrell²

(1) *Department of Physics - Universidad de La Serena - Cisternas, 1200 - La Serena - Chile*

(2) *Las Campanas Observatory, Carnegie Observatories, Casilla 601, La Serena, Chile*

Abstract. In this paper we report the identification of two Galactic O2 If*/WN6 stars (WR20aa and WR20c), localized in the periphery of the massive young stellar cluster Westerlund 2. From the $3.6\mu\text{m}$ Spitzer images of the region we found that the two new O2 If*/WN6ha are well beyond the cluster core, at ≈ 36 pc (15.7 arcmin) and ≈ 58 pc (25.0 arcmin) respectively. Also very remarkably, a radius vector connecting the stars intercepts the Westerlund 2 cluster exactly at the place where its stellar density reaches a maximum. We postulate a scenario in which the new stars had a common origin somewhere in the cluster core, being ejected from their birthplace by dynamical interaction with some other very massive objects.

Resumen. En este artículo comunicamos la identificación de dos nuevas estrellas de tipo espectral O2 If*/WN6ha, localizadas en la periferia del cúmulo galáctico masivo Westerlund 2. A partir de las imágenes en $3.6\mu\text{m}$ obtenidas con el telescopio espacial Spitzer, encontramos que WR20aa y WR20c están muy alejadas del centro de Westerlund 2, ≈ 36 pc (15.7') y ≈ 58 pc (25.0') respectivamente. Aún más sorprendente, el vector que conecta a las dos estrellas pasa exactamente por el centro del cúmulo masivo. Como consecuencia, nosotros postulamos un escenario en el cual WR20aa y WR20c han sido eyectadas simultáneamente del centro de dicho cúmulo, a través de una interacción dinámica con otro objeto muy masivo.

1. Introduction

Westerlund 2 (Wd2, Westerlund (1961), Moffat & Vogt (1975)) is a young massive stellar cluster placed in the core of the HII region RCW49. This cluster hosts one of the most massive binaries known: the star WR20a, comprised by two O3 If*/WN6ha type stars with absolute masses of $83M_{\odot}$ and $82M_{\odot}$ (Bonanos et al. 2004; Rauw et al. 2005). Such WR stars are members of the WNH type, a subset of very luminous and massive hydrogen core burning WN objects (see definition in Smith & Conti (2008) and references therein). The spectral-type O3If*/WN6-A was introduced almost thirty years ago by Walborn (1982) to classify the bright emission line star Sk-67 22 in the LMC, which shows an intermediate spectrum between those of HD93129A (O2 If*)

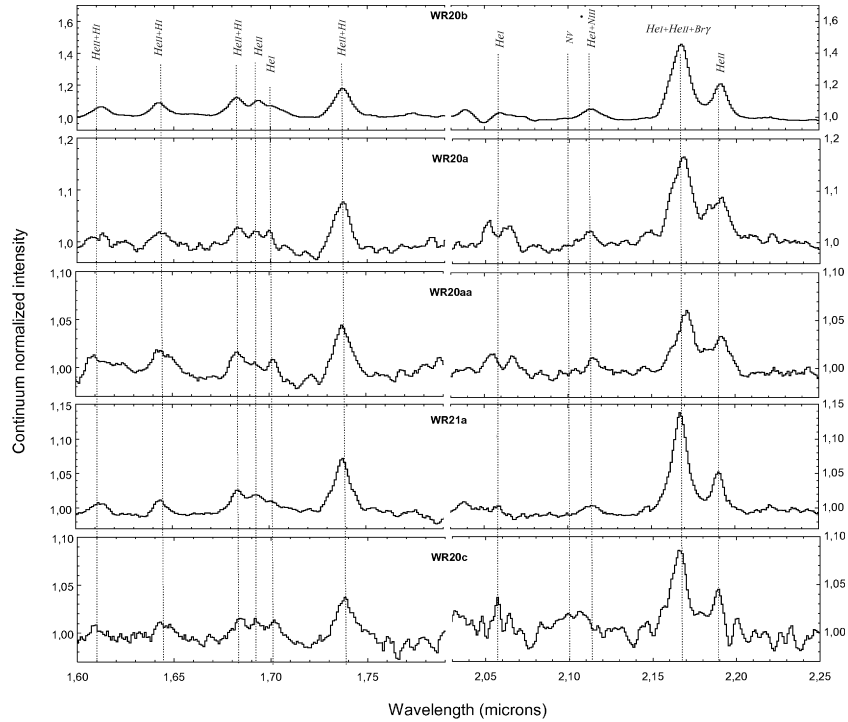


Figure 1. The H- and K-band continuum normalized ESO-NTT-SofI archival spectra of the stars WR20a (O3 If*/WN6+O3 If*/WN6), WR20b (WN6ha), WR21a (O3 If*/WN6+early O) together with that of the new stars.

and HD93162 (=WR25, O2 If*/WN6). New examples of this intermediate spectral type were mainly found in the LMC, always consisting in bright massive objects (see for example, Melnick (1985), Walborn (1986), Crowther et al. (2010)).

In this paper we report the identification of two new Galactic O2 If*/WN6ha stars (WR20aa and WR20c) in the outskirts of the massive young cluster Wd2.

2. Results and Discussion

2.1. NIR spectra of WR20aa and WR20c

In Figure 1 we present the telluric corrected (continuum normalized) H- and K-band spectra of the WR20aa and WR20c stars, together with those of WR20a (O3 If*/WN6+O3 If*/WN6), WR20b (WN6ha) and WR21a (O3 If*/WN6+early O). The strongest features are the blends of H I and He II emission lines at $1.736\mu\text{m}$ and $2.167\mu\text{m}$, as well as the He I+N III and He II emission lines at $2.115\mu\text{m}$ and $2.189\mu\text{m}$, respectively. The similarity between the NIR spectra of the known O If*/WN6 stars with that of WR20aa and WR20c is remarkable, indicating that the latter also probably belong to the O If*/WN6 type. This assumption is reinforced by the close morphological match of the WR20aa H- and K-band spectra with that of WR20a, one of the most massive binaries known to date for which masses of $83M_{\odot}$ and $82M_{\odot}$ were derived (Bonanos et al. 2004; Rauw et al. 2004), and by the match of the WR20c H- and K-

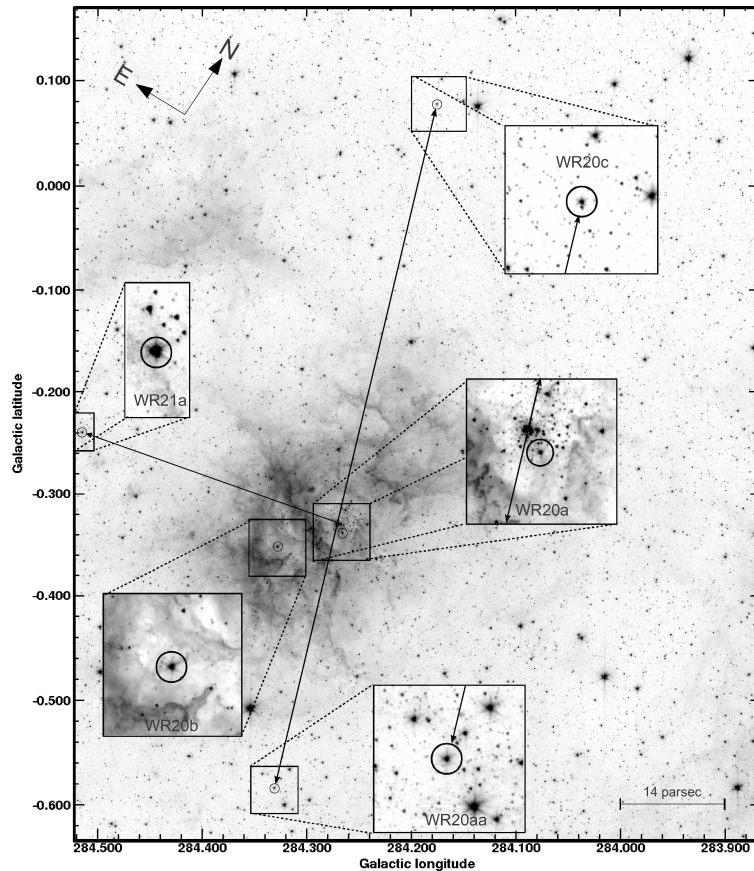


Figure 2. The mosaic made from the $3.6\mu\text{m}$ Spitzer IRAC images of the region towards the RCW49 complex (6 arcmin \approx 14 parsecs at a heliocentric distance of 8 kpc). Here we identify the stars WR20a, WR20b and WR21a together with the two newly found O2 If*/WN6 objects, WR20aa and WR20c.

band spectra with that of WR21a, another extremely massive binary system, for which Niemela et al. (2008) estimated minimum masses of $87M_{\odot}$ and $53M_{\odot}$, respectively.

The spectral morphology derived from NIR spectrograms of one of the new sources (WR20aa), is now confirmed from new optical spectroscopic observations (Roman-Lopes et al. 2011). A spectral classification for WR20c using optical MK criteria is still not possible, however, from inspection of its NIR H- and K-band spectra, we can see that WR20c is spectroscopically very similar to WR20aa, consequently we propose that WR20c should also be classified as O2 If*/WN6.

2.2. The new O2 If*/WN6 stars and the Westerlund 2 cluster: are they related?

In Figure 2 it is shown a mosaic made from the $3.6\mu\text{m}$ Spitzer IRAC images (Churchwell et al. 2004) of the region towards the RCW49 complex. There we identify WR20a, WR20b and WR21a together with WR20aa and WR20c. It is interesting to notice that the three already known WR stars are well displaced from the core of the Wd2 cluster, which harbors at least a dozen of early O-type stars (Rauw et al. 2007).

The presence of such massive stars well isolated in the outskirts of the RCW49 complex, naturally leaves us to ask: how did they arrive there? It is an observational fact that very massive stars preferentially are found in the core of their parental clusters, normally forming binary or multiple systems. We searched for some observational constraint that could give support to a scenario in which WR20aa and WR20c were ejected from the Wd2 cluster centre. We found the surprising result that a line connecting WR20aa and WR20c (see Figure 2) intercepts the cluster core *exactly* where the star surface density hits a maximum. The fine geometrical alignment between WR20aa, WR20c and the Wd2 core, suggests that these stars possibly had a common origin there, being ejected from their birthplace in a timescale not greater than their own age of no more than 2 Myrs (Crowther et al. 2010).

Taking into account that the O2If*/WN6 type stars are very rare and the perfect alignment of the WR20aa-cluster core-WR20c system, we postulate that both stars probably were formed somewhere in the core of the Wd2 cluster, being ejected from their birthplace by dynamical interaction with some other very massive star, in some previous stage of the cluster evolution. Of course, further observational (radial velocities, proper motions), and theoretical dynamical studies are still necessary to properly confirm our assumption. However, it is our opinion that the impressive alignment seen between such rare stars and the Wd2 cluster core, is in fact a strong clue favoring our hypothesis.

Acknowledgments. ARL thanks financial support from Universidad de La Serena through DIULS project CD11103. RHB thanks financial support from Universidad de La Serena through DIULS project PR10101.

References

- Bonanos, A.Z., Stanek, K.Z. et al 2004, ApJ, 611L, 33B
Churchwell E., Whitney, B.A., et al. 2004, ApJS, 154, 322
Crowther, P.A., Schnurr, O. et al. 2010, MNRAS, 408, 731
Melnick, J. 1985 A&A 153, 235
Moffat, A.F.J., Vogt, N. 1975, A&AS, 20, 125
Niemela V.S., Gamen R.C. et al. 2008, MNRAS, 389, 1447
Rauw, G., De Becker, M., Naze, Y., et al. 2004, A&A, 420, L9
Rauw, G., Crowther, P.A. et al. 2005, A&A, 432, 985
Rauw, G., Manfroid, J. et al. 2007, A&A, 463, 981
Roman-Lopes, A., Barba, R.H., Morrell, N.I. 2011, MNRAS, 416, 501
Smith, N. & Conti, P.S. 2008, ApJ, 679, 1467
Walborn, N.R. 1982, ApJ, 254, L15
Walborn, N.R. 1986, IAU Symp. 108, Structure and Evolution of the Magellanic Clouds, ed. S. van den Bergh & K.S. de Boer (Dordrecht: Reidel), 243
Westerlund, B. 1961, Arkiv för Astronomii, 2, 419

PRESENTACIÓN MURAL

Nuevos candidatos a cúmulos viejos en la Nube Menor de Magallanes

A. E. Piatti^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires

(2) CONICET

Abstract. We present the results on the age and metallicity estimates of nine SMC clusters (AM 3, HW 31, 40, 41, 42, 59, 63, L 91 and NGC 339) obtained from CCD Washington CT_1T_2 photometry. We confirm AM 3 and NGC 339 as intermediate-age and metal-poor clusters, and report for the first time that the remaining seven clusters are also intermediate-age or old clusters ($t \sim 4.3 - 9.3$ Gyr), which represents an increase of $\geq 60\%$ of the total known intermediate-age/old cluster population in the SMC. The studied clusters have metal contents ranging from intermediate metal-poor ($[Fe/H] \approx -0.7$ dex) down to metal-poor ($[Fe/H] \approx -1.3$ dex) values. A detailed version of this work can be seen in Piatti (2011, MNRAS, 416, L89).

Resumen. Presentamos resultados de edades y metalicidades obtenidas a partir de datos CCD en el sistema fotométrico CT_1T_2 de Washington para nueve cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NMM, AM 3, HW 31, 40, 41, 42, 59, 63, L 91 y NGC 339). Confirmamos a AM 3 y NGC 339 como cúmulos relativamente viejos y pobres en metales, y reportamos por primera vez que los restantes siete cúmulos son objetos relativamente viejos o genuinamente viejos ($t \sim (4.3 - 9.3) \times 10^9$ años), lo cual represente un aumento mayor al 60 % del total de los cúmulos viejos conocidos en la Nube Menor de Magallanes. Los cúmulos estudiados tienen contenidos metálicos desde medianamente pobres ($[Fe/H] \sim -0.7$) a pobres ($[Fe/H] \sim -1.3$). Una versión detallada de este trabajo puede verse en Piatti (2011, MNRAS, 416, L89).

1. Estimación de los parámetros fundamentales de cúmulos estelares en la NMM

Los datos de los cúmulos estudiados provienen del archivo público del National Optical Astronomy Observatory (NOAO). La reducción de los mismos se llevó a cabo siguiendo los pasos estándares. La Fig. 1 (panel izquierdo) muestra los errores fotométricos obtenidos en función de la magnitud T_1 .

En primer lugar, obtuvimos los radios de los cúmulos a partir de recuentos de estrellas por unidad de área, para diferentes distancias desde el centro de los mismos. Luego estimamos un valor para la densidad del campo y adoptamos como radio de los cúmulos el valor de la distancia para la cual el perfil de densidad del cúmulo intercepta el valor del campo. La Fig. 1 (panel derecho) muestra los perfiles de densidad estelar

obtenidos, a partir de los cuales derivamos los radios de los cúmulos que se listan en la Tabla 1.

Tabla 1. Parámetros fundamentales de cúmulos en la NMM.

Name	r ($''$)	$\langle E(B-V) \rangle$ (mag)	$T_1(\text{MSTO})$ (mag)	$T_1(\text{RC})$ (mag)	δT_1 (mag)	Edad ($\times 10^9$ años)	[Fe/H] ^a
AM 3	30 ± 5	0.025 ± 0.005	21.80 ± 0.10	19.10 ± 0.05	2.70 ± 0.15	6.0 ± 1.0	-1.25 ± 0.25
HW 31	20 ± 5	0.030 ± 0.010	21.50 ± 0.10	19.00 ± 0.05	2.50 ± 0.15	4.8 ± 1.0	-0.90 ± 0.25
HW 40	20 ± 5	0.060 ± 0.010	21.60 ± 0.10	19.00 ± 0.05	2.60 ± 0.15	5.4 ± 1.0	-1.10 ± 0.25
HW 41	80 ± 20	0.060 ± 0.010	21.70 ± 0.10	19.00 ± 0.05	2.70 ± 0.15	6.0 ± 1.0	-1.00 ± 0.25
HW 42	15 ± 5	0.030 ± 0.010	21.90 ± 0.10	18.80 ± 0.05	3.10 ± 0.15	9.3 ± 1.5	-1.40 ± 0.25
HW 59	15 ± 5	0.040 ± 0.020	21.80 ± 0.10	19.00 ± 0.05	2.80 ± 0.15	6.7 ± 1.1	-1.00 ± 0.25
HW 63	20 ± 10	0.040 ± 0.020	21.80 ± 0.10	19.20 ± 0.05	2.60 ± 0.15	5.4 ± 1.0	-0.70 ± 0.25
L 91	40 ± 10	0.040 ± 0.010	21.70 ± 0.10	19.30 ± 0.05	2.40 ± 0.15	4.3 ± 1.0	-0.70 ± 0.25
NGC 339	150 ± 40	0.040 ± 0.010	21.60 ± 0.10	19.00 ± 0.05	2.60 ± 0.15	5.4 ± 1.0	-1.30 ± 0.25

^a Metallicidades corregidas de acuerdo a la Fig. 6 de Geisler et al. (2003).

Para limpiar los diagramas color-magnitud (DCM) de los cúmulos de estrellas que potencialmente pertenecen al campo o tienen errores fotométricos grandes, sustrajimos de ellos el número correspondiente de estrellas contadas en los DCM del campo, para diferentes intervalos $[T_1, C - T_1] = (0.20, 0.05)$ mag. Finalmente, aplicamos los criterios de Clariá & Lapasset (1986) para eliminar estrellas del campo no sustraídas anteriormente. Las Figs. 2, 3, y 4 ilustran este proceso: en cada una de ellas, arriba, se muestran los DCM observados de las regiones centrales de los cúmulos. Los DCM de los campos lejos de los cúmulos se muestran en el medio, mientras que abajo incluimos los DCM limpios de los cúmulos. Los parámetros de los cúmulos los derivamos utilizando estos DCM.

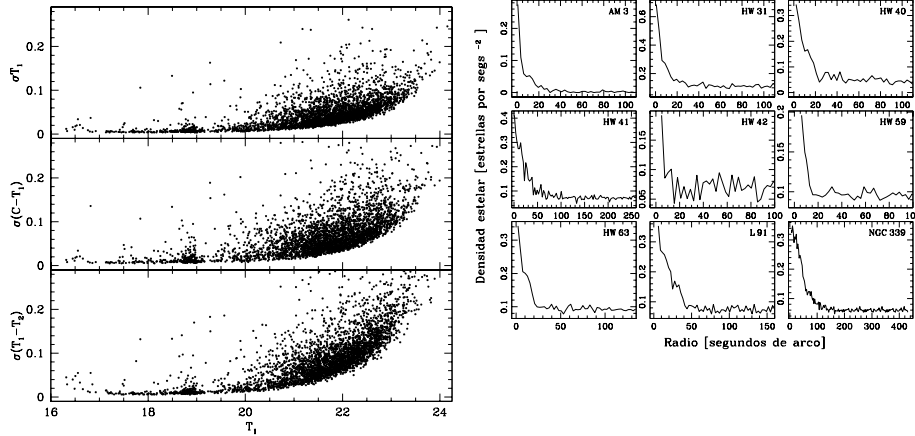


Figura 1. *Izquierda:* Errores fotométricos obtenidos en función de la magnitud T_1 . *Derecha:* Perfiles de densidad radiales obtenidos para cada cúmulo.

Los valores de los enrojecimientos de los cúmulos que se listan en la Tabla 1 fueron estimados por interpolación en los mapas de extinción de Burstein & Heiles (1982), y adoptamos para todos los cúmulos un módulo de distancia de $(m - M)_O = (18.90 \pm 0.10)$ mag (Glatt et al. 2010). Luego, estimamos sus edades a partir del índice $\delta(T_1)$ (Geisler et al. 1997), que mide la diferencia de magnitud T_1 entre el *turnoff* de la Secuencia Principal ($T_1(\text{MSTO})$) y el *clump* de las gigantes ($T_1(\text{RC})$). Los valores

obtenidos para T_1 (MSTO), T_1 (RC), $\delta(T_1)$ y las edades estimadas se listan en la Tabla 1.

Finalmente, estimamos las metalicidades de los cúmulos utilizando el método de Geisler & Sarajedini (1999) y corregimos por efecto de edad los valores obtenidos de acuerdo a las prescripciones de Geisler et al. (2003). Los valores finales de las metalicidades de los cúmulos se listan en la Tabla 1.

Referencias

- Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
 Clariá, J.J., Lapasset, E., 1986, AJ, 91, 326
 Geisler, D., et al., 1997, AJ, 114, 1920
 Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., 2003, MNRAS, 341, 771
 Geisler, D., Sarajedini, A., 1999, AJ, 117, 308
 Glatt, K, Grebel, E., Kosh, A., 2010, A&A, 517, 50
 Piatti, A.E., 2011, MNRAS, 416, L89

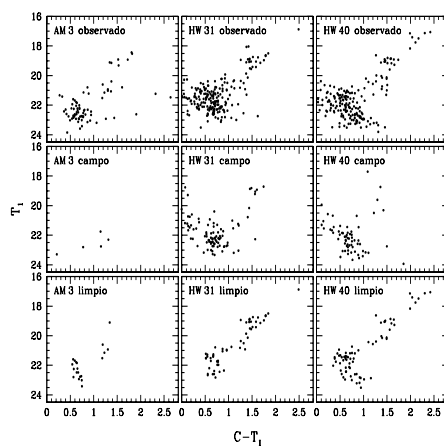


Figura 2. Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM : AM 3 (izquierda), HW 31 (medio), HW 40 (derecha). Los diagramas extraídos de los cúmulos se muestran arriba, los de los campos circundantes en el medio, y los de los cúmulos limpios de contaminación de estrellas del campo abajo.

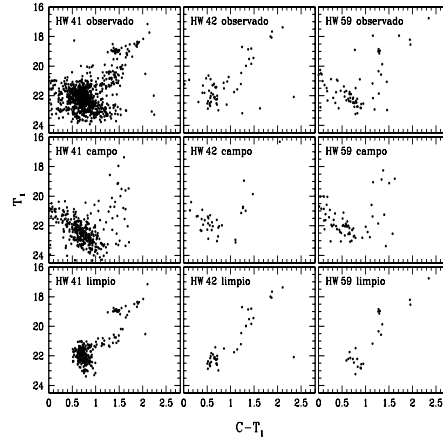


Figura 3. Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: HW 41 (izquierda), HW 42 (medio), HW 59 (derecha). Los diagramas extraídos de los cúmulos se muestran arriba, los de los campos circundantes en el medio, y los de los cúmulos limpios de contaminación de estrellas del campo abajo.

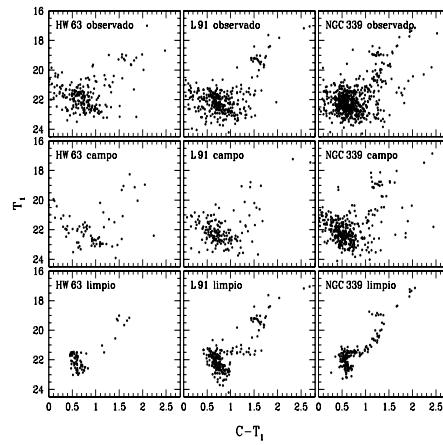


Figura 4. Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: HW 63 (izquierda), L91 (medio), NGC 339 (derecha). Los diagramas extraídos de los cúmulos se muestran arriba, los de los campos circundantes en el medio, y los de los cúmulos limpios de contaminación de estrellas del campo abajo.

PRESENTACIÓN MURAL

Chemical abundances in giant stars of newly discovered infrared globular clusters 2MASS GC02 and Mercer 5

F. Peñaloza¹, S. Vásquez², R. Kurtev¹, J. Borissova¹, P. Pessev³ & M. Zoccali²

(1) *Universidad de Valparaíso, Chile*

(2) *Pontificia Universidad Católica de Chile*

(3) *Gemini South Observatory, Chile*

Abstract. We present a study of abundances of two hidden Galactic globular clusters: Mercer 5 and 2MASS GC02, using high-resolution (IR) spectra. We measure accurate radial velocities of $\langle v_r \rangle = +194 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ for Mercer 5 star 1 and $\langle v_r \rangle = +177 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ for Mercer 5 star 2. We find $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02 \text{ dex}$ and average α - *elements* enhancement of $\approx +0.40 \pm 0.02 \text{ dex}$ for Mercer 5, while for 2MASS GC02 we only make a qualitative analysis, due to insufficient signal to noise of the target spectra.

Resumen. Presentamos un estudio de abundancias de dos cúmulos globulares escondidos, Mercer 5 y 2MASS GC02, utilizando espectros (IR) de alta resolución. Medimos precisas velocidades radiales de $\langle v_r \rangle = +194 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ para Mercer 5 estrella 1 y $\langle v_r \rangle = +177 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ para Mercer 5 estrella 2. Encontramos $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02 \text{ dex}$ y un realce en el promedio de α - *elementos* de $\approx +0.40 \pm 0.02 \text{ dex}$ para Mercer 5, mientras que para 2MASS GC02 sólo hacemos un análisis cualitativo, debido a su insuficiente señal/ruido.

1. Introduction

Globular Clusters are ideal astronomical laboratories. They have played a central role in the unfolding of our astronomical understanding, to which they bring advantages: basically, each cluster is a single and specific stellar population, its stars are born at (almost) the same time, in the same place, out of the same material and differing only in the rate at which each star has evolved. Such a group is much easier to study than the stellar populations ensemble of the Milky Way field. One of the prominent differences between globular clusters is in the chemical mix of the material of which their stars are made.

Recently, several highly obscured, newly discovered globular clusters have been added to the list of Harris (1996) based mainly on the large scale near or mid-infrared surveys, such as 2MASS, VVV and GLIMPSE (Froeblich et al. 2007; Kurtev et al. 2008, Borissova et al. 2011, Longmote et al. 2011, Minniti et al. 2011). Their morphology, distances, ages, masses and metallicities need to be investigated, in order to compare them with other galactic globular clusters and to estimate their impact on the galactic globular clusters subsystems. Here we demonstrate the first results of high

resolution Phoenix spectroscopy of selected red giant stars of two newly discovered globular clusters: Mercer 5 and 2MASS GC02 (Fig. 1.)

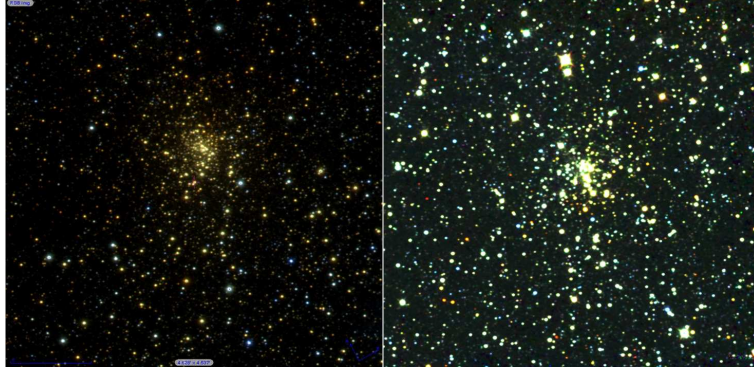


Figure 1. Left. Composite true color JHK_S image of the cluster 2MASS GC02 from Vista Variables in Via Lactea VVV survey. Right, Mercer5, composite true color JHK_S images from SOFI/NTT.

Both clusters are most probably located in the inner disk/bulge of the Milky Way. 2MASS GC02 is located within 10 deg from the Galactic center, being a bulge cluster according to Hurt et al. (2000). Mercer 5 is physically located at the inner edge of the thin disk and the transition region with the bulge. Mercer 5 also falls in the zone of the “missing” globulars toward the central region of the Milky Way (Kurtev et al. 2008). These objects are practically invisible at optical wavelengths. Their chemical composition has never been studied with high resolution spectroscopy. Here we present for the first time detailed chemical abundances analysis of these two clusters.

2. Observations

The clusters in our sample are heavily reddened and not observable at optical wavelengths making the near-infrared spectral range the only choice. PHOENIX (Hinkle et al. 2000) at GEMINI offers a combination of large telescope (the typical magnitude range of our objects is 10-11 mag in H) and the high spectral resolution needed for accurate abundance determination. To derive Fe, C, O, Ti and N in the cluster a few giant stars per cluster need to be observed through the H6420 filter. The targets are selected on the basis of JHK_S SofI, NTT photometry and low resolution SofI, NTT ($R \sim 1500A$) and ISAAC ($R \sim 500A$) spectroscopy and have a high probability of being cluster members. A slit with width of 0.34 arcsec (4 pixels) was used giving a resolved power $R \sim 50,000$. The total integration time was chosen to reach a $S/N \sim 60$ per pixel. Because of the observational conditions for 2MASS GC02 the final S/N is lower (see Fig. 2).

3. Results

We present the first high resolution (IR) spectra for 2MASS GC02 and Mercer 5 red giant stars (Fig. 2 and Fig. 3). The final S/N for 2MASS GC02 stars is not high enough for a detailed qualitative analysis and here we present precise data only for Mercer 5.

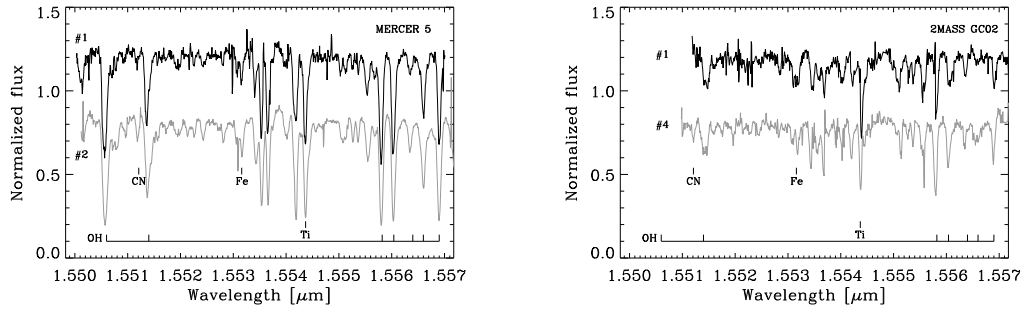


Figure 2. Left, Mercer 5 giant stars spectra. Right, 2MASS GC02 spectra. A few important molecular and atomic lines are marked.

Abundance analysis is performed using full spectro-synthesis techniques (Origlia, Rich & Castro 2002). The results are given in Table 1. The best model spectra are overplotted in Fig. 3. Mercer 5 stars show $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.00 \pm 0.02$ dex. An average α – elements enhancement of $+0.4 \pm 0.02$ dex is consistent with previous measurements of other metal-rich Bulge clusters. We measure accurate radial velocities of $\langle v_r \rangle = +194 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ for Mercer 5 star 1 and $\langle v_r \rangle = +177 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ for Mercer 5 star 2 and velocity dispersions of 9 km s^{-1} – typical for a globular cluster.

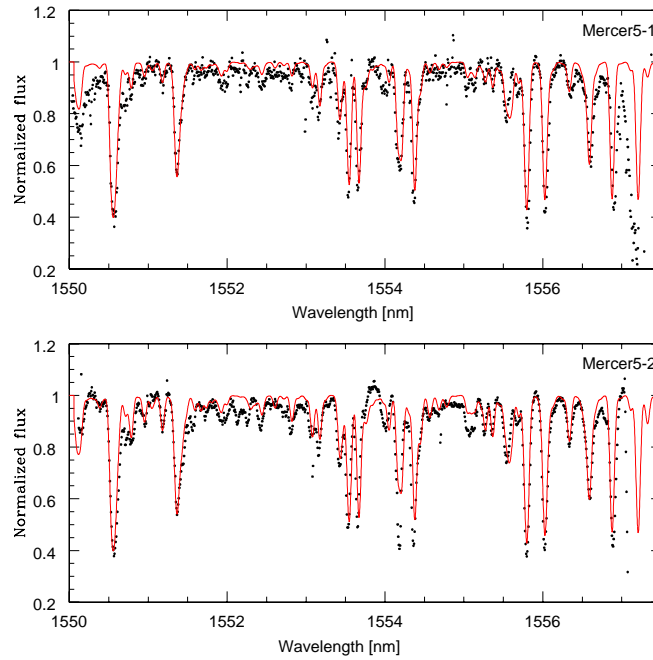


Figure 3. The observed spectra (black dots) and model fitting (red curve) of Mercer 5 star 1 and Mercer 5 star 2 giant stars.

	Mercer 5 star 1	Mercer 5 star 2
[Fe/H]	-1.0 ± 0.02 dex	-1.0 ± 0.02 dex
Teff	3700 K	3700 K
Micro	2.0 km s^{-1}	2.0 km s^{-1}
Alpha	0.4 ± 0.02 dex	0.4 ± 0.02 dex
Log g	0.5	0.5
v_r	194 km s^{-1}	177 km s^{-1}
[C/Fe]	-0.40 ± 0.02 dex	-0.30 ± 0.02 dex
[N/Fe]	$+1.00 \pm 0.02$ dex	$+1.00 \pm 0.02$ dex
[O/Fe]	$+0.40 \pm 0.02$ dex	$+0.40 \pm 0.02$ dex
[Si/Fe]	$+0.50 \pm 0.02$ dex	$+0.50 \pm 0.02$ dex
[Ti/Fe]	$+0.40 \pm 0.02$ dex	$+0.40 \pm 0.02$ dex

Table 1. Summary of the results.

4. Acknowledgements

Support for FP and JB is provided by the Ministry for the Economy, Development, and Tourism's Programa Iniciativa Científica Milenio through grant P07-021-F, awarded to The Milky Way Millennium Nucleus. FP is supported by GEMINI-CONICYT FUND No.32100020. RK is supported by Centro de Astrofísica de Valparaíso and Proyecto DIUV23/2009.

References

- Harris, 1996, AJ, 112, 1487 (2003 online edition)
 Borissova et al. 2007, A&A 474, 121
 Borissova et al. 2011, A&A, 532, 131
 Froebrich et al. 2007, MNRAS, 377, 54
 Kurtev et al. 2008, A&A, 489, 583
 Kobulnicky et al. 2005, AJ, 129, 239
 Longmore, et al. 2011, MNRAS, 416, 465
 Minniti et al. 2011, A&A, 527, 81
 Hurt et al. 2000, AJ 120, 1876
 Kurtev et al 2008, A&A, 489, 583
 Hinkle, et al. SPIE, 4008, 720
 Origlia, Rich & Castro 2002, AJ, 123, 1559

PRESENTACIÓN MURAL

Propiedades astrofísicas de objetos catalogados como cúmulos estelares en la Nube Menor de Magallanes

A. E. Piatti^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

(2) *CONICET*

Abstract. We present the results on the age estimates of 11 Small Magellanic Cloud (SMC) clusters obtained for the first time from CCD Washington CT_1T_2 photometry. CMD cluster features - mainly cluster RCs and MSTOs - turn out to be identifiable when performing annular extractions around their respective centres, once they were cleaned from field star contamination. We estimated ages for the cluster sample using the δT_1 index, and metallicities from the SGB technique. The resultant ages and metallicities for the control clusters are in excellent agreement with those previously published, thus confirming our present age/metallicity scale. We also confirmed the ages and metallicities derived for the clusters by fitting theoretical isochrones.

Resumen. Presentamos los resultados de las edades estimadas de 11 cúmulos de la Nube Menor de Magallanes (NMM) obtenidas por primera vez a partir de fotometría CCD en el sistema de Washington CT_1T_2 . Las características de los cúmulos en los diagramas color-magnitud (DCM) -principalmente el clump de las gigantes y el turnoff de la Secuencia Principal- se identificaron a partir de extracciones circulares alrededor de los centros de los cúmulos, una vez que los DCM fueron limpiados de la contaminación de estrellas del campo. Estimamos las edades de la muestra de cúmulos empleando el índice δT_1 , y las metalicidades a partir de la técnica SGB. Las edades y las metalicidades resultantes para cúmulos de control están en excelente acuerdo con estimaciones previamente publicadas, confirmando así nuestra presente escala de edad/metalicidad. Confirmamos también las edades y las metalicidades derivadas para los cúmulos a partir de ajustes de isócronas teóricas.

1. Estimación de los parámetros fundamentales de cúmulos estelares en la NMM

Los datos de los cúmulos estudiados provienen del archivo público del National Optical Astronomy Observatory (NOAO). La reducción de los mismos se llevó a cabo siguiendo los pasos estándares (Piatti, 2011).

En primer lugar, obtuvimos los radios de los cúmulos a partir de recuentos de estrellas por unidad de área, para diferentes distancias desde el centro de los mismos. Luego estimamos un valor para la densidad del campo y adoptamos como radio de los cúmulos el valor de la distancia para la cual el perfil de densidad del cúmulo intercepta

el valor del campo. La Fig. 1 muestra los perfiles de densidad estelar obtenidos, a partir de los cuales derivamos los radios de los cúmulos que se listan en la Tabla 1.

Para limpiar los diagramas color-magnitud (DCM) de los cúmulos de estrellas que potencialmente pertenecen al campo o tienen errores fotométricos grandes, sustrajimos de ellos el número correspondiente de estrellas contadas en los DCM del campo, para diferentes intervalos $[T_1, C - T_1] = (0.20, 0.05)$ mag. Finalmente, aplicamos los criterios de Clariá & Lapasset (1986) para eliminar estrellas del campo no sustraídas anteriormente. Las Figs. 2a,b,c ilustran este proceso: en cada una de ellas, a la izquierda, se muestran los DCM observados de las regiones centrales de los cúmulos. Los DCM de los campos lejos de los cúmulos se muestra en el medio, mientras que a la derecha incluimos los DCM límpios de los cúmulos. Los parámetros de los cúmulos los derivamos utilizando estos DCM.

Los valores de los enrojecimientos de los cúmulos que se listan en la Tabla 1 fueron estimados por interpolación en los mapas de extinción de Burstein & Heiles (1982), y adoptamos para todos los cúmulos un módulo de distancia de $(m - M)_o = (18.90 \pm 0.10)$ mag.

Luego, estimamos sus edades a partir del índice $\delta(T_1)$ (Geisler et al. 1997), que mide la diferencia de magnitud T_1 entre el *turnoff* de la Secuencia Principal (T_1 (MSTO)) y el *clump* de las gigantes (T_1 (RC)). Los valores obtenidos para T_1 (MSTO), T_1 (RC), $\delta(T_1)$ y las edades estimadas se listan en la Tabla 1.

Finalmente, estimamos las metalicidades de los cúmulos utilizando el método de Geisler & Sarajedini (1999) y corregimos por efecto de edad los valores obtenidos de acuerdo a las prescripciones de Geisler et al. (2003). Los valores finales de las metalicidades de los cúmulos se listan en la Tabla 1. Nótese que las edades y metalicidades derivadas para los 11 cúmulos a partir del índice $\delta(T_1)$ y de las líneas de isoabundancia de Geisler & Sarajedini (1999), respectivamente, están en excelente acuerdo con los valores que se obtienen de estas cantidades al realizar ajustes de isócronas teóricas en los DCM. Las Figs. 2a,b,c (paneles de la derecha) presentan las isócronas de Girardi et al. (2002) que mejor ajustan las secuencias fiduciarias de los cúmulos. Hemos incluido en cada panel los valores de $\log t$ y Z correspondientes.

Referencias

- Burstein, D., Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
 Clariá, J.J., Lapasset, E., 1986, AJ, 91, 326
 Geisler, D., et al., 1997, AJ, 114, 1920
 Geisler, D., Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., 2003, MNRAS, 341, 771
 Geisler, D., Sarajedini, A., 1999, AJ, 117, 308
 Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M.A.T., Marigo, P., Salasnich, B., Weiss, A., 2002, A&A, 391, 195
 Piatti, A.E., 2011, MNRAS 416, L89

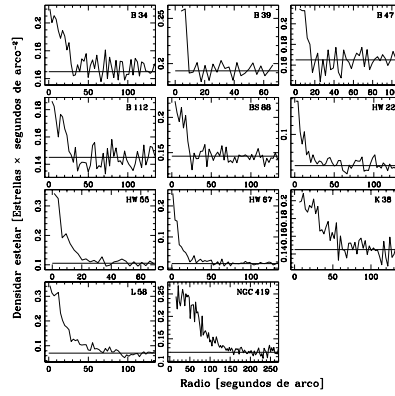


Figura 1. Perfiles de densidad radiales obtenidos para cada cúmulo.

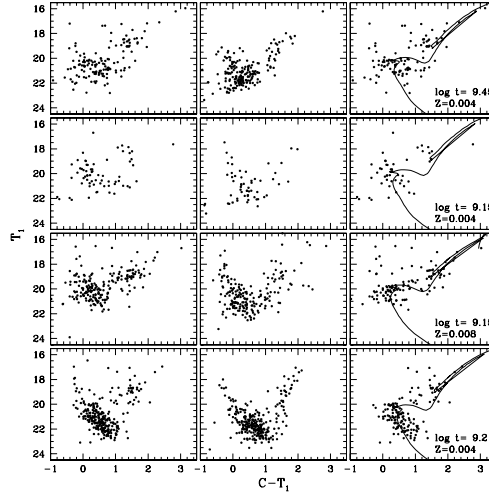


Figura 2. a) Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: B 34 (arriba), B 39 (medio-arriba), B 47 (medio-abajo), B 112 (abajo).

Tabla 1. Parámetros fundamentales de cúmulos en la NMM.

Name	r (segs)	$\langle E(B - V) \rangle$ (mag)	T_1 (MSTO) (mag)	T_1 (RC) (mag)	δT_1 (mag)	Edad ($\times 10^9$) años	[Fe/H]
B 34	30 ± 10	0.03	20.20 ± 0.10	19.00 ± 0.05	1.20 ± 0.15	1.50 ± 0.10	-0.70 ± 0.25
B 39	10 ± 5	0.01	19.20 ± 0.10	18.00 ± 0.10	1.20 ± 0.20	1.50 ± 0.15	—
B 47	15 ± 5	0.01	20.00 ± 0.20	18.90 ± 0.10	1.10 ± 0.30	1.40 ± 0.20	-0.30 ± 0.25
B 112	30 ± 10	0.05	20.10 ± 0.10	18.80 ± 0.05	1.30 ± 0.15	1.60 ± 0.15	-0.70 ± 0.25
BS 88	20 ± 5	0.04	20.40 ± 0.10	18.80 ± 0.05	1.60 ± 0.15	2.00 ± 0.20	-0.70 ± 0.25
HW 22	20 ± 10	0.06	21.50 ± 0.15	18.90 ± 0.05	2.70 ± 0.20	6.00 ± 1.30	-1.30 ± 0.25
HW 55	20 ± 5	0.02	20.90 ± 0.20	19.00 ± 0.10	1.90 ± 0.30	2.50 ± 0.70	-1.00 ± 0.25
HW 67	20 ± 5	0.02	20.70 ± 0.10	18.70 ± 0.10	2.00 ± 0.20	2.80 ± 0.60	-1.20 ± 0.25
K 38	60 ± 10	0.02	20.90 ± 0.20	18.80 ± 0.15	2.10 ± 0.35	3.10 ± 1.10	-1.10 ± 0.25
L 58	70 ± 10	0.02	20.40 ± 0.15	18.80 ± 0.05	1.60 ± 0.20	2.00 ± 0.30	-0.90 ± 0.25
NGC 419	150 ± 20	0.03	20.00 ± 0.15	18.90 ± 0.10	1.10 ± 0.25	1.40 ± 0.20	-0.50 ± 0.25

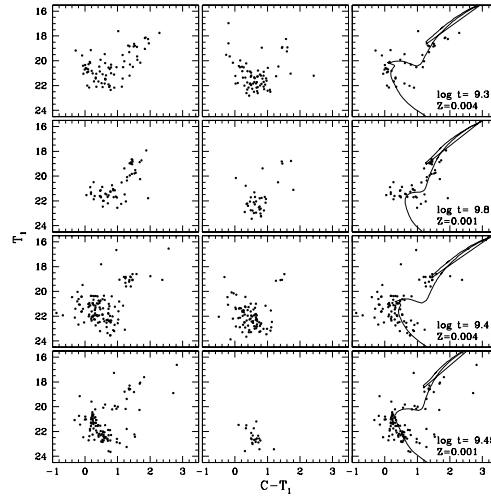


Figura 2. b) Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: BS 88 (arriba), HW 22 (medio-arriba), HW 55 (medio-abajo), HW 67 (abajo).

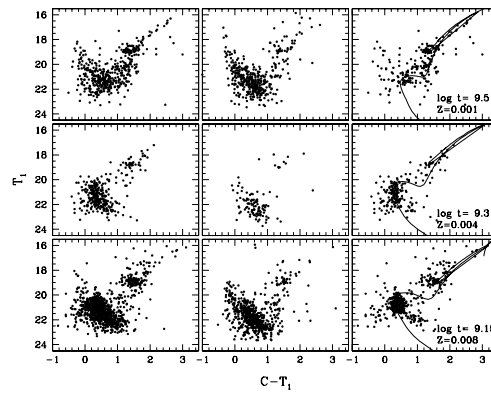


Figura 2. c) Diagramas T_1 vs $C - T_1$ de cúmulos en la NMM: K 38 (arriba), L 58 (medio), NGC 419 (abajo).

PRESENTACION MURAL

Estudio infrarrojo de cúmulos inmersos en $l = 345^\circ$

G. Baume¹, C. Feinstein¹, J. Borissova², R. Kurtev², A. N. Chené^{2,3},
C. Moni Bidin³, F. Mauro³, C. Bonatto⁴, E. Bica⁴, J. R. A. Clarke²,
M. Catelan⁵, D. Geisler³, D. Minniti⁵ & P. W. Lucas⁶

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP, Argentina; IALP (Conicet/UNLP, Argentina)*

(2) *Departamento de Física y Astronomía, Universidad de Valparaíso*

(3) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción*

(4) *Departamento de Astronomía, Universidade Federal do Rio Grande do Sul*

(5) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Ponticia Universidad Católica de Chile*

(6) *Centre for Astrophysics Research, University of Hertfordshire*

Abstract. We have studied several embedded star clusters located in the fourth quadrant of the Galactic plane ($l \sim 345^\circ$; $b \sim +1.5^\circ$). Data involves photometry and infrared spectroscopy (bands JHK and low dispersion respectively). This analysis has yielded a preliminary estimate of the fundamental parameters of these objects and the behavior of the interstellar medium in this Galactic direction.

Resumen. Se han estudiado varios cúmulos estelares inmersos localizados en el cuarto cuadrante del plano Galáctico ($l \sim 345^\circ$; $b \sim +1.5^\circ$). Los datos utilizados involucran fotometría y espectroscopía infrarroja (bandas JHK y dispersión simple respectivamente). El presente análisis ha permitido obtener una estimación preliminar de los parámetros fundamentales de estos objetos y del comportamiento del medio interestelar en esta dirección de la Galaxia.

1. Introducción

El objeto de esta investigación es estudiar las propiedades globales de algunos cúmulos sumergidos en nubes de polvo mediante la combinación de observaciones fotométricas infrarrojas y observaciones espectroscópicas. En relación con las primeras, se han estudiado las bandas JHK a partir de datos del catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006) y de fotometría PSF (ver Mauro et al. 2011) realizada sobre los “pawprints” obtenidos a partir del relevamiento VVV (VISTA Variables in the Vía Láctea; Minniti et al. 2010). En particular, los datos 2MASS se utilizaron para los objetos más brillantes ($K < 13$), mientras que los datos VVV se utilizaron para los más débiles. Respecto a las observaciones espectroscópicas, ellas involucraron algunas de las estrellas más brillantes de la zona del cúmulo DBS 114. Estas observaciones se utilizaron para determinar la clasificación espectral de dichas estrellas y verificar su pertenencia al cúmulo (ver Tabla 1).

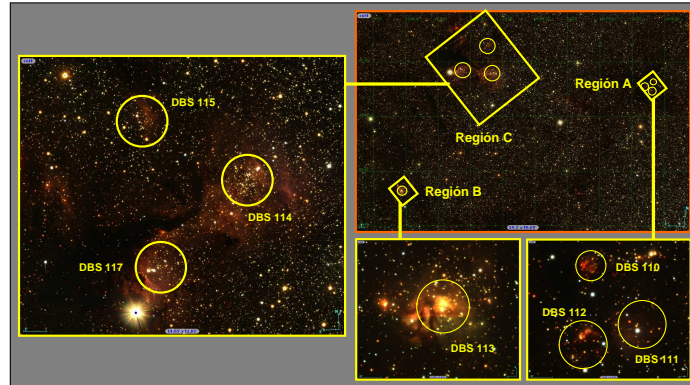


Figura 1. Imágenes RGB obtenidas en base a las observaciones JHK realizadas en el survey VVV. En el panel central se presenta un área cubriendo un campo de $60' \times 40'$ centrada en $\alpha_{J2000} = 16:58:45.0$; $\delta_{J2000} = -40:20:00.0$ ($l = 345^\circ$; $b = +1.5^\circ$). Los recuadros amarillos indican las regiones mostradas en detalle en el resto de los paneles. Los círculos representan las posiciones y tamaños aproximados de los cúmulos estudiados.

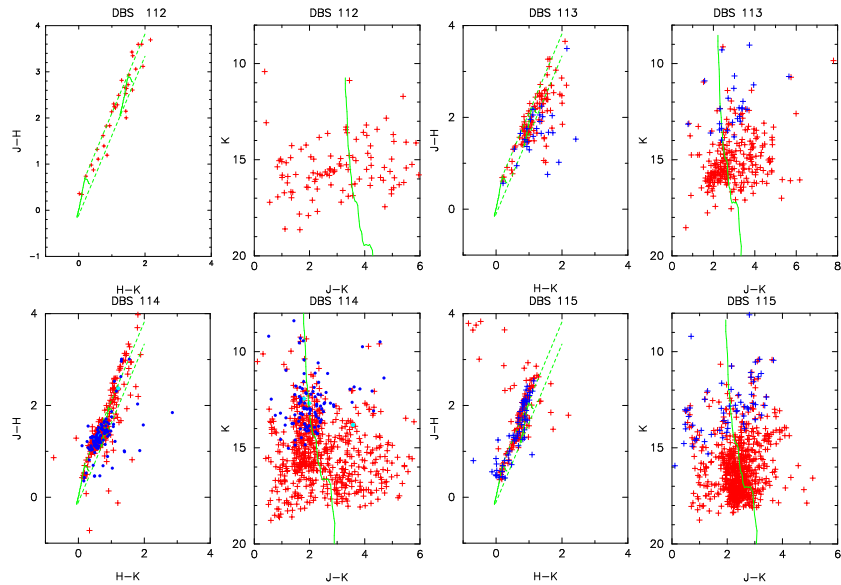


Figura 2. Diagramas fotométricos de cuatro de los siete cúmulos estudiados. Los distintos símbolos corresponden a objetos con fotometría PSF VVV (rojos) y objetos con fotometría 2MASS (azules). Las estrellas miembro de DBS114 con datos espectroscópicos se indican con símbolos celestes. Las curvas verdes corresponden a la secuencia principal de Koornneeff (1983) desplazadas adecuadamente y a los vectores de enrojecimiento de Cambresy et al. (2002).

2. Cúmulos seleccionados

Se ha seleccionado una zona del cuarto cuadrante del plano Galactico ($l \sim 345^\circ$; $b \sim +1.5^\circ$) en la que se localiza un grupo de siete cúmulos sumergidos (de acuerdo con

el catálogo de Dutra et al. 2003). Todos estos objetos se encuentran cercanos a nubes oscuras o regiones con líneas de emisión. Ellos son un desafío a los algoritmos que se utilizan para detectar cúmulos en forma automática. Los cúmulos seleccionados se ubican en el “tile” D149 del survey VVV y concretamente son los siguientes: DBS 110, DBS 111, DBS 112, DBS 113, DBS 114, DBS 115 y DBS 117 (ver Fig. 1). Para obtener las magnitudes y colores de las estrellas de la zona de cada cúmulo, se ha realizado fotometría PSF sobre los “pawprints” producidos por el VVV (ver Mauro et al. 2011). De esta forma se han construido los correspondientes diagramas fotométricos.

En la noche del 18 de Abril de 2011 se obtuvieron espectros de las estrellas más brillantes de DBS 114. Para ello se utilizó la configuración instrumental SOFI/NTT del ESO con una resolución $R \sim 2000$. De esta forma se pudo identificar con mejor precisión la naturaleza de dichas estrellas (ver Fig. 2).

<i>Id</i>	<i>K</i>	<i>H - K</i>	<i>T.E. + C.L.</i>	<i>Comentario</i>
Slit1-1	9.20	0.17	B0/2Ia?	nm
Slit1-2	8.39	0.75	B7Ia	nm
Slit2-1	9.30	0.60	Be	
Slit2-2	12.07	0.61	PCyg? *	
Slit2-3	12.35	0.74	B6-8V	m
Slit2-4	13.81	1.21	B6-8V	m ?
Slit2-5	13.93	0.42	B tardía? *	
Slit2-6	10.59	0.89	Estrella fría	nm ?
Slit2-7	12.18	0.64	B6-8V	m
Slit2-8	9.44	0.89	B7-8Ia	nm ?

Tabla 1. Clasificación espectral de las estrellas observadas en la zona de BDS 114. (Notas: m = Estrella miembro; nm = estrella no miembro; ? clasificación dudosa; * = espectros con muy baja S/N).

3. Análisis

Los diagramas fotométricos de los cúmulos estudiados (ver Fig. 3) y los de los alrededores permitieron estimar los parámetros principales de las diferentes poblaciones de fondo y de primer plano. Los diagramas color-color y color-magnitud se analizaron comparando las observaciones con la secuencia principal tabulada por Koornneeff (1983) y los vectores de enrojecimiento de Cambresy et al. (2002). De esta forma fue posible estimar los correspondientes excesos (E_{H-K}) y los módulos de distancia ($K_O - M_K$) de cada cúmulo (ver Tabla 2). Cabe notar que, debido a la estructura compleja de los diagramas fotométricos y a la forma empinada de la secuencia principal, los errores en los módulos de distancia resultan ser solo indicativos. En el caso especial de DBS 114 los valores de sus parámetros pudieron ser verificados con aquellos obtenidos a partir de un estudio espectrofotométrico de las estrellas de la zona (ver Fig. 2 y Tabla 1), ya que su clasificación espectral permite fijar un punto de referencia independiente de la fotometría en los diagramas color-magnitud además de acotar los errores en las medidas. Es posible notar también que DBS 114 sufre de un notable enrojecimiento diferencial ($0.74 < E_{H-K} < 1.33$).

Cabe remarcar que el presente trabajo consiste en una primera estimación de los parámetros de los cúmulos estudiados y es un primer paso en la construcción de un análisis homogéneo de cúmulos jóvenes basado en datos VVV y seguimiento espectroscópico de los miembros más brillantes (dichas observaciones se hallan actualmente en progreso).

<i>DBS ID</i>	α_{J2000}	δ_{J2000}	$D [']$	E_{H-K}	$K_O - M_K$
110	16:56:39	-40:13:43	0.6	1.30	13.0 ± 0.5
111	16:56:41	-40:15:18	1.0	1.30	13.0 ± 0.5
112	16:56:47	-40:14:33	1.0	1.30	13.0 ± 0.5
113	17:00:35	-40:33:44	1.2	0.90	11.5 ± 0.5
114	16:59:10	-40:12:05	2.2	0.74	11.2 ± 0.2
115	16:59:14	-40:07:04	2.2	0.80	11.5 ± 0.5
117	16:59:39	-40:11:11	2.2	0.90	11.5 ± 0.5

Tabla 2. Parámetros estimados de los cúmulos estudiados.

Agradecimientos. En este trabajo se han utilizado datos del “ESO Public Survey programme ID 179.B-2002” tomados con el telescopio VISTA y datos producidos por el “Cambridge Astronomical Survey Unit”. Se agradece a las siguientes fuentes de financiación: “FCAG (UNLP) y CONICET de Argentina”, “FONDAP Center for Astrophysics 15010003”, “Comitee Mixto ESO-GOBIERNO DE CHILE 2009”, “BASAL CATA Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06”, “MILENIO Milky Way Millennium Nucleus from the Ministry of Economy’s ICM grant P07-021-F”, “GEMINI-CONICYT FUND No.32090002”, “Cento de Astrofísica de Valparaíso” y “DIPUV 23/2009”.

Referencias

- Cambresy et al. 2002, AJ 123,2559
 Dutra C.M., Bica E., Soares J. & Barbuy B. 2003, A&A 400, 533
 Koornneeff 1983, A&A 128, 84
 Mauro et al. 2011, in prep
 Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, NewA, 15, 433
 Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163

PRESENTACIÓN MURAL

Parámetros fundamentales de 4 cúmulos estelares débiles de la Nube Mayor de Magallanes determinados a partir de fotometría de Washington

T. Palma^{1,2}, J.J. Clariá^{1,2}, D. Geisler³, L. P. Bassino^{2,4,5}, A. E. Piatti^{2,6} & A. V. Ahumada^{1,2,7,8}

- (1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*
- (2) *CONICET*
- (3) *Departamento de Astronomía - UDEC, Concepción, Chile*
- (4) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*
- (5) *Instituto de Astrofísica de La Plata - CONICET - UNLP*
- (6) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*
- (7) *European Southern Observatory (ESO) - Chile*
- (8) *Osservatorio Astronomico di Bologna, Italia*

Abstract. As part of our uninterrupted systematic study of star clusters in the Large Magellanic Cloud (LMC), we present preliminary results for 4 faint, unstudied LMC star clusters. Based on CCD images in the Washington system obtained with the 4 m telescope at Cerro Tololo Inter-American Observatory (Chile), we derive approximate ages and metallicities using theoretical isochrones in the (T,C-T₁) diagrams. The clusters are aged between 550 and 1300 Myr, being all of them relatively metal-poor. Their approximate radii were estimated from stellar density profiles. The current study will be soon extended into a vast LMC region wherein numerous unstudied star clusters can be found (Palma 2011).

Resumen. Continuando nuestro estudio sistemático de cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes (NMM), presentamos resultados preliminares para 4 cúmulos estelares débiles de la NMM sin estudios previos. En base a imágenes CCD obtenidas en el sistema de Washington con el telescopio de 4 m del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (Chile), derivamos edades y metalicidades aproximadas usando isócronas teóricas en los diagramas (T,C-T₁). Los cúmulos tienen edades entre 550 y 1300 millones de años y son todos relativamente pobres en metales. Usando perfiles de densidad estelar estimamos los radios aproximados de los 4 objetos. El presente estudio será próximamente extendido a una amplia región de la NMM en la cual yacen muchos cúmulos aún no estudiados (Palma 2011).

1. Observaciones

Los cúmulos estudiados se presentan en la Tabla 1, juntamente con sus coordenadas ecuatoriales y galácticas y sus tamaños aproximados reportados por Bonatto & Bica (2010). Las observaciones fueron realizadas con el telescopio de 4.0 m del Observa-

torio Inter-Americano de Cerro Tololo (Chile) usando los filtros C y T₁ del sistema de Washington. Este sistema ha mostrado ser particularmente sensible a la metalicidad (Geisler et al. 1991, Geisler & Sarajedini 1999). El telescopio utilizado posee un arreglo de 8 CCDs de 2048 x 4096 píxeles cada uno, ordenados como un detector de 8192 x 8192 píxeles, los cuales son leídos a través de un único amplificador. Un píxel de la cámara de “mosaico” subtiende 0.27'' en el cielo, por lo que el campo resultante es de 36' x 36' (~ 500 x 500 pc² a la distancia de la NMM). Los tiempos de exposición fueron típicamente de 450 y 150 segundos para los filtros C y T₁, respectivamente. La reducción de las imágenes se llevó a cabo en el Observatorio Astronómico de Córdoba usando IRAF¹ y el código DAOPHOT II desarrollado por Peter Stetson (Stetson 1987).

Tabla 1. Cúmulos estudiados.

Cúmulo	α (2000.0) (h m s)	δ (2000.0) (° ')	l (°)	b (°)	a (')	b (')
LW 217, SL 490, KMHK 939	05 27 18	-73 40.8	284.9	-31.8	1.20	1.10
LW 231, KMHK 1031	05 30 26	-75 20.9	286.8	-31.3	0.90	0.90
LW 327, SL 775, KMHK 1506	05 53 27	-71 43.0	282.4	-30.2	1.20	1.20
KMHK 1507	05 53 27	-71 41.2	282.3	-36.0	0.70	0.65

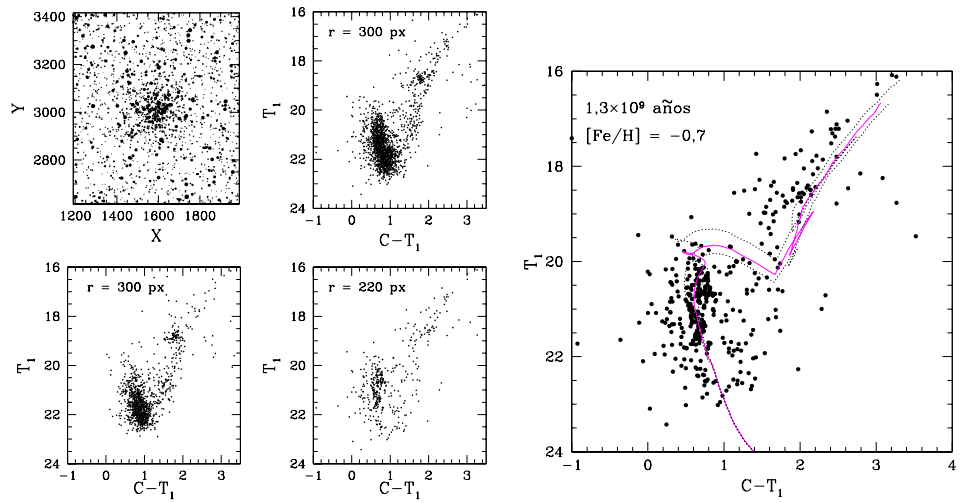
2. Diagramas Color-Magnitud

Un aspecto importante a tener en cuenta en el análisis de los diagramas color-magnitud (CM) de los cúmulos estelares de la NMM, es la contaminación por estrellas del campo. Para filtrar estas estrellas, se aplicó un procedimiento estadístico descrito por Piatti et al. (2011). Los diagramas CM observados y descontaminados de los cúmulos estudiados pueden verse en las Figuras 1, 2 y 3.

3. Radios lineales y enrojecimiento interestelar

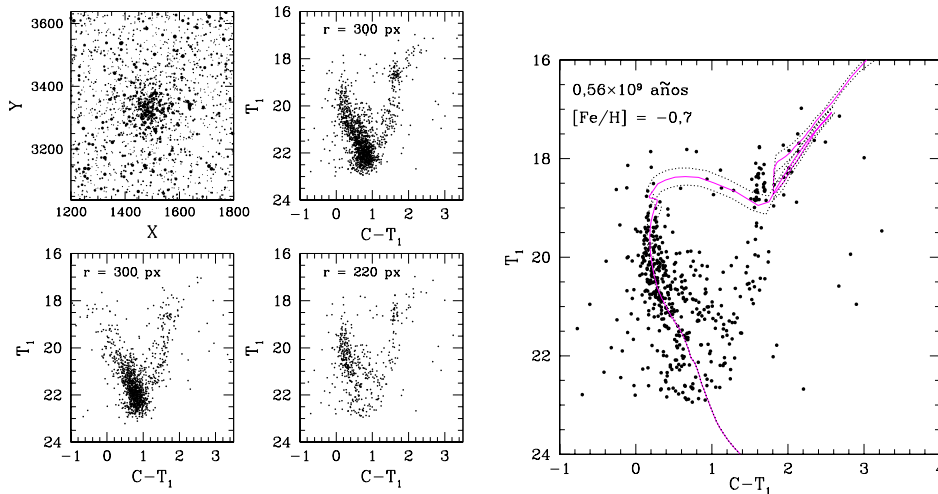
Los perfiles de densidad estelar de los cúmulos fueron determinados en base a recuentos estelares y ajustes de distribuciones Gaussianas, siguiendo el procedimiento descrito en Piatti et al. (2011). Aceptando que la NMM se ubica a 50 kpc del Sol, se adoptó, para todos los cúmulos, el módulo verdadero de distancia de la NMM: $(m - M)_0 = 18.50 \pm 0.10$, reportado recientemente por Saha et al. (2010). Los radios lineales - distancias desde los respectivos centros de los cúmulos hasta donde los perfiles interceptan el nivel de fondo estelar - son los indicados en la Tabla 2. Los excesos de color $E(B - V)$ que afectan a los cúmulos fueron estimados por interpolación en los mapas de Burstein & Heiles (1982).

¹IRAF es distribuido por el “National Optical Astronomy Observatory”, el cual es operado por la “Association of Universities for Research in Astronomy (AURA)”, Inc., bajo contrato con la “National Science Foundation”.



(a) Estrellas observadas en LW 217 (izquierda arriba). Diagramas CM observado de LW 217 (derecha arriba) y de un campo alejado del mismo (izquierda abajo), ambos del mismo tamaño. Diagrama descontaminado de LW 217 para el radio adoptado (derecha abajo). (b) Isócronas que ajustan el diagrama CM descontaminado (línea llena) de LW 217. Las líneas punteadas corresponden a isócronas obtenidas teniendo en cuenta los errores asociados a los ajustes.

Figura 1. Diagramas CM y ajuste de isócronas para LW 217.



(a) Idem Figura 1(a) para LW 327.

(b) Idem Figura 1(b) para LW 327.

Figura 2. Diagramas CM y ajuste de isócronas para LW 327.

4. Edades y Metallicidades

Estos parámetros se estimaron a partir de los diagramas $(T_1, C-T_1)$, usando las isócronas teóricas de Lejeune & Schaerer (2001). Los resultados de los ajustes se muestran en las

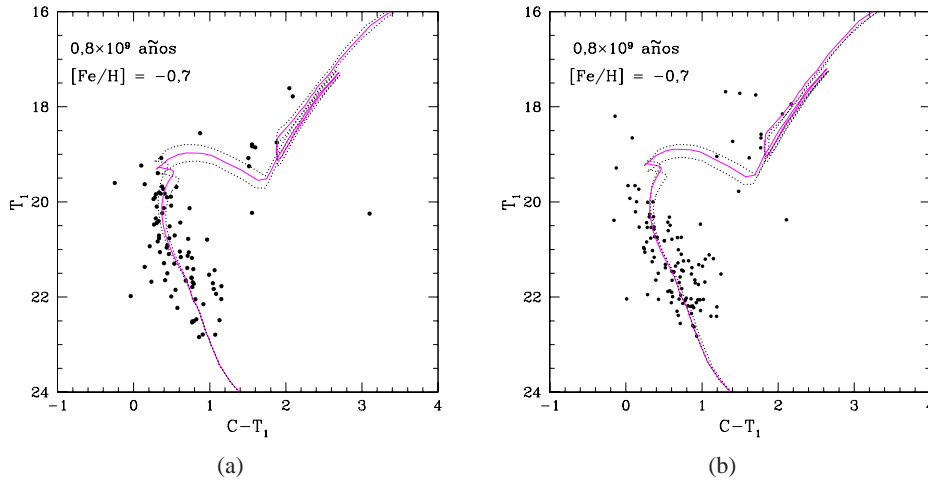


Figura 3. Diagramas CM descontaminados y ajuste de isócronas para LW 231 (a) y KMHK 1507 (b).

Figuras 1, 2, y 3, en tanto que en la Tabla 2 se incluyen las edades de las isócronas adoptadas y las correspondientes metalicidades. El error estimado en la razón $[Fe/H]$ es ± 0.2 en todos los casos. Los cúmulos estudiados tienen edades comprendidas entre 550 y 1300 millones de años, siendo todos relativamente pobres en metales.

Tabla 2. Resultados obtenidos para los cúmulos estudiados.

Cúmulo	$E(B - V)$ adoptado	Radio lineal (píxeles); (pc)	Edad ($\times 10^9$ años)	Metalicidad $[Fe/H]$
LW 217	0.12	220 ± 30 ; 14 ± 2	1.30 ± 0.30	-0.7
LW 231	0.12	120 ± 30 ; 8 ± 2	0.80 ± 0.30	-0.7
LW 327	0.09	220 ± 30 ; 14 ± 2	0.56 ± 0.30	-0.7
KMHK 1507	0.09	100 ± 30 ; 6 ± 2	0.80 ± 0.30	-0.7

Referencias

- Bonatto, C. & Bica, E., 2010, MNRAS, 403, 996
 Burstein, D. & Heiles, C., 1982, AJ, 87, 1165
 Geisler, D., Clariá, J.J. & Minniti, D., 1991, AJ, 102, 1836
 Geisler, D. & Sarajedini, A., 1999, AJ, 117, 308
 Lejeune, T. & Schaerer, D., 2001, A&A, 366, 538
 Palma, T., 2011, Tesis Doctoral, en preparación
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Parisi, M.C., Ahumada, A.V., 2011, PASP, 123, 519
 Saha, A., Olzewski, E.W., Brondel, B. et al., 2010, AJ, 140, 1719
 Stetson, P.B., 1987, PASP, 99, 191

PRESENTACIÓN MURAL

Formation rates of star clusters

R. Slater¹, R. Smith¹, M. Fellhauer¹, S. Goodwin² & P. Assmann¹

(1) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción, Chile*

(2) *Department of Physics and Astronomy, University of Sheffield, Hicks Building, Hounsfield Road, Sheffield, S3 7RH, UK*

Abstract. Observations of young stars in star forming regions show they do not form smoothly. They are distributed in clumpy substructures, and there is growing evidence that they may form dynamically cold and sub-virial within their embedded gas. Yet, previous modelling of these regions often consider them to be initially smooth, and virialised. We conduct numerical modelling using more realistic initial stellar distributions. We study the key parameters controlling the rate at which substructure is erased. We find that star-star scattering, and sub-virial dynamics are of key importance in the rate of sub-structure removal.

Resumen. Las estrellas jóvenes no nacen con una distribución espacial suave, tal y como demuestran las observaciones de las regiones de formación estelar. Ellas están distribuidas en sub-estructuras aglutinadas, y hay más evidencia que pueden formarse en un régimen dinámico frío y sub-virial dentro del gas incorporado. Hasta ahora, modelaciones previas de estas regiones a menudo consideran que son inicialmente suaves, y virializadas. Llevamos a cabo modelos numéricos usando distribuciones estelares iniciales más realistas. Estudiamos los parámetros clave controlando la tasa a la cual es borrada la sub-estructura. Nos encontramos con que la dispersión estrella-estrella y la dinámica sub-virial es de gran importancia en la tasa de eliminación de la sub-estructura.

1. Introduction

The majority of stars do not form alone. They appear to form in a hierarchy of structures of tens to tens of thousands of stars (e.g. Gouliermis et al., 2010 and many more). Such structures are natural consequences of the gravo-turbulent model of star formation (e.g. Offner et al., 2009 and many more). In the clustered phase many interesting processes occur: rapid dynamical mass segregation and the formation of high-order multiples like the Trapezium system (e.g. Allison et al., 2010); binary disruption and modification (e.g. Parker et al., 2009 and more), and star-disc interactions which affect planetary system formations (e.g. Thies et al., 2010). Therefore the investigation of the collapse of hierarchical distributions is important to understand the formation of star clusters and the possible importance on these effects. This work is particularly an overview of the work presented in Smith et al. (2011) to investigate how a collapsing clumpy

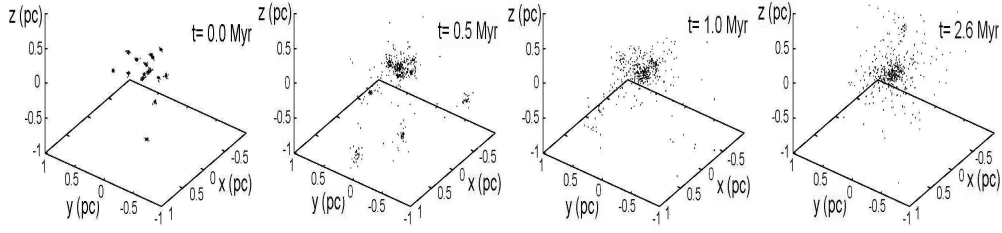


Figure 1. Example of the time evolution of one of our simulations.

distribution in a static gas potential is able to erase its substructure and form a smooth cluster. We revisit the analysis of Fellhauer et al.(2009) with an accurate N -body code.

2. Initial conditions

We perform our N -body simulations using the direct N -body code NBODY6. The advantage of NBODY6 is that it is able to rapidly and accurately model stellar dynamics, and two-body encounters in particular.

The important parameters of our simulations are: the star formation efficiency ϵ , the Plummer scale radius $R_{\text{pl}}^{\text{sc}}$ of the gas distribution, the number of subclumps N_0 , the virial ratio of the stellar distribution Q_i and the filling factor, α , which is a measure of the fraction of the volume which contains subclumps $\alpha = \frac{R_{\text{pl}}}{R_{\text{pl}}^{\text{sc}}}$. We measure time in units of the crossing-time of the whole system $T_{\text{cr}}^{\text{sc}}$ as $\tau = \frac{t}{T_{\text{cr}}^{\text{sc}}}$. A list of all the simulations and their parameters can be seen in Smith et al.(2011, Table 1).

3. Results and Discussions

3.1. Simulations with N-body

We study how the substructure is removed using N-body simulations. Figure 1 shows a representative simulation. Individual clumps puff-up significantly (second panel). This is due to scattering between stars within the clumps and the short relaxation time of a clump. Shortly after, almost all substructure has been erased (4. panel). Inter clump scattering is clearly important as well and occurs on time scales of $T_{\text{cr}}^{\text{sc}}$.

3.2. Quantifying substructure removal

Like Fellhauer et al.(2009) we assume that the rate of erasure of substructure can be measured by the number of clumps at time τ . $N(\tau)$ can be fitted by

$$N(\tau) = (N_0 - 1)\exp(-\eta\tau) + 1, \quad (1)$$

where η is a free parameter that depends on the initial conditions of the simulation. In Figure 2 we show that we agree with Fellhauer et al.(2009) that an exponential decay is indeed a good fit to the rate at which substructure is lost. We can see that if η is high, then the substructure is removed rapidly and a smooth cluster appears rapidly. Therefore we refer to η as the ‘‘cluster formation rate’’.

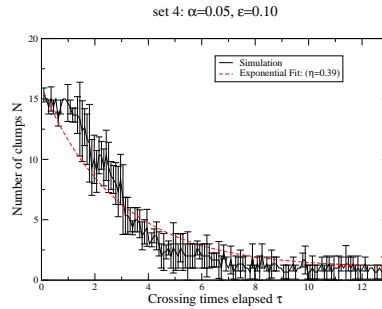


Figure 2. The evolution of the number of clumps N with time τ of one of our simulations. The solid (black) curve and crosses with errorbars are the results of Set 4 of our simulation. The number of remaining clumps is measured using the minimum spanning tree method to distinguish the remaining clumps. The dashed (red) line is an example of an exponential fit, using Equation 1, to the simulation results.

3.3. What controls how fast substructure is removed?

Finally, in Figure 3, we study how the cluster formation rate η changes with different parameters in our study. The filling factor α (top left) has almost no influence on the time the substructure is removed, only if we increase α to values, where many clumps overlap already at the start of the simulation. We also see that the removal of substructure does not (or only mildly) depend in how many clumps we distribute the stars (top middle). But this dependency can be explained by a more general dependency on the relaxation time of the system. In the top right panel we see that the initial virial ratio has a strong influence on how quickly substructure is erased. If the initial ratio is low all clumps collapse to the centre and we have much stronger interactions between the clumps. We also see a trend with decreasing η with increasing star formation efficiency (SFE). This trend is not real as the clumps became smaller in number of stars with smaller SFE. If we vary the SFE but keep the number of stars per clump constant (lower middle) we see that the cluster formation rate is independent of the SFE. In the lower right panel we finally show that the cluster formation rate strongly depends on the relaxation time of the clump.

In summary, the key parameters are only the initial virial ratio Q_i and clump relaxation time t_{relax} . Therefore it is the dynamical state of the stars and number of stars in a clump that control the cluster formation rate. (Note that each clump has the same size in each simulation).

4. Summary & Conclusions

- Clusters form predominantly from stars that are scattered out of clumpy substructure, and not by clump merging.
- As a result, the rate at which a cluster forms is a strong function of the relaxation time within the clumps and, the star formation efficiency of the region does not effect the cluster formation rate.
- The initial virial ratio of the clumps is also a key parameter controlling the rate at which a cluster forms. The lower the initial virial ratio, the more rapidly substructure is erased and a cluster forms.

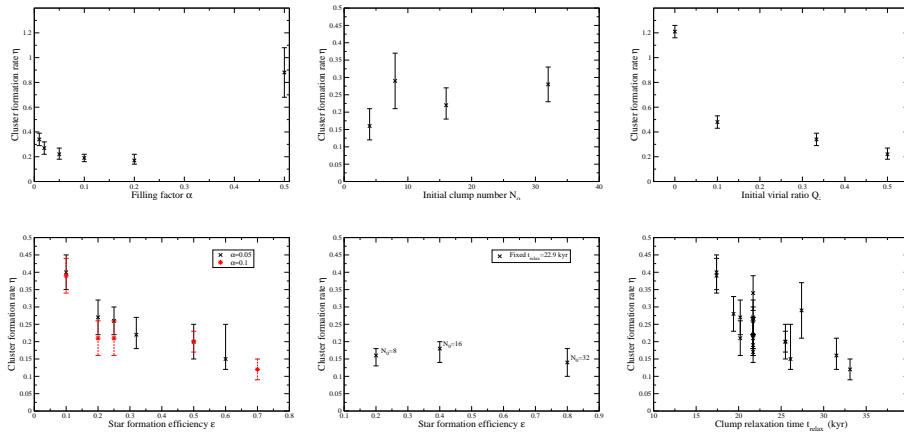


Figure 3. Plots of the dependency of the cluster formation rate parameter η (y-axis) versus the parameters investigated in the parameter study (x-axis); top left: filling factor α ; middle: initial clump number N_0 ; top right: initial virial ratio Q_i . In the lower panels we show the dependency on the SFE (lower left) and the dependency on the SFE by keeping the clump relaxation time constant (lower middle). The lower right panel shows the dependency on the clump relaxation time. Please note varying scale on y-axis.

For more details and a complete information about this work, see Smith et al. (2011).

Acknowledgments. MF announces financial support through FONDECYT grant 1095092. RS is financed by a COMITE MIXTO grant. PA is financed through a CONICYT PhD Scholarship.

References

- Allison, R. J., Goodwin, S. P., Parker, R. J., Portegies Zwart, S. F., & de Grijs, R. 2010, *MNRAS*, 407, 1098
- Fellhauer, M., Wilkinson, M. I., & Kroupa, P. 2009, *MNRAS*, 397, 954
- Gouliermis, D. A., Schmeja, S., Klessen, R. S., de Blok, W. J. G., & Walter, F. 2010, *ApJ*, 725, 1717
- Offner, S. S. R., Hansen, C. E., & Krumholz, M. R. 2009, *ApJ*, 704, L124
- Parker, R. J., Goodwin, S. P., Kroupa, P., & Kouwenhoven, M. B. N. 2009, *MNRAS*, 397, 1577
- Smith, R., Slater, R., Fellhauer, M., Goodwin, S., & Assmann, P. 2011, *MNRAS*, 416, 383
- Thies, I., Kroupa, P., Goodwin, S. P., Stamatellos, D., & Whitworth, A. P. 2010, *ApJ*, 717, 577

PRESENTACIÓN ORAL

Low mass galaxy clusters and galaxy morphology evolution

J. L. Nilo Castellón^{1,2}; Y. Órdenes², F. Ramos², M. V. Alonso^{1,3}, H. Cuevas²,
D. García Lambas^{1,3} & A. Ramírez²

(1) IATE-CONICET, Laprida 922, Córdoba, Argentina

(2) Departamento de Física, Universidad de La Serena, Chile

(3) OAC-UNC, Laprida 854, Córdoba, Argentina

Abstract. We present preliminary results about the galaxy morphology evolution in three low mass galaxy clusters: RX J0533.9-5809 ([VMF98]046, $z \sim 0.198$), RX J1204.3-0350 ([VMF98]113, $z \sim 0.261$) and RX J0533.8-5746 ([VMF98]045, $z \sim 0.295$).

Full photometric catalogues were created using SExtractor v2.8.0. Also, photometric redshifts (z_{phot}) were obtained for all the object classified as galaxies, using the ANNz code.

Color-Magnitude Diagrams (CMD) were generated for those galaxies classified as cluster members. Clear Red Cluster Sequences (RCS) with a median slopes of ~ -0.03 are observed for all the three clusters. Based on the RCS best fit, a blue and a red population of galaxies were defined, observing that the color distribution of the cluster [VMF98]045 is well fitted by a double Gaussian function ($\chi^2 \sim 0.2$), while the clusters [VMF98]046 and [VMF98]113 presents a third population between the blue and red peak distributions.

These preliminary results would show the existence of a possible transition population between the blue and the red population in these low mass galaxy clusters at low redshifts.

Resumen. Presentamos resultados preliminares respecto a la evolución morfológica de galaxias en tres cúmulos de galaxias de baja masa: RX J0533.9-5809 ([VMF98]046, $z \sim 0.198$) y RX J1204.3-0350 ([VMF98]113, $z \sim 0.261$) y RX J0533.8-5746 ([VMF98]045, $z \sim 0.295$).

Completos catálogos fotométricos fueron creados usando SExtractor v(2.8.0). También, se obtuvieron *redshifts* fotométricos para todos los objetos clasificados como galaxias, usando el código ANNz.

Diagramas Color-Magnitud (CMD) fueron generados para aquellas galaxias clasificadas como miembros de los cúmulos. Claras Secuencias Rojas de galaxias (RCS), con una pendiente media de ~ -0.03 son observadas para los tres cúmulos. Basados en el mejor ajuste de la RCS, poblaciones rojas y azules de galaxias fueron creadas, observando que la distribución de color del cúmulo [VMF98]045 es bien ajustada por una función gaussiana doble ($\chi^2 \sim 0.2$), mientras que los cúmulos [VMF98]046 y [VMF98]113 presentan una tercera población entre los picos de las distribuciones rojas y azules.

Estos resultados preliminares, podrían mostrar la existencia de una posible po-

blación de galaxias en transición entre las poblaciones azules a rojas en estos cúmulos de galaxias de baja masa, a bajo redshift.

1. Introduction

The morphology content of galaxy clusters at intermediate redshifts differs significantly from those nearby clusters (Dressler et al. 1997). Galaxy properties, as morphology, luminosity, mass, age, have been widely studied both in the nearby universe and at higher redshifts, but mostly in massive systems.

Low mass systems were not systematically nor deeply studied, and, as pointed out by Poggianti et al.(2009), they should show that morphological evolution does not occur exclusively in massive clusters, being actually more conspicuous in low mass clusters.

In this proceeding, we study the color bimodality evolution of three low X-ray luminosity, low mass galaxy clusters at different redshifts. The results are part of an ongoing project, that study the galaxy morphology evolution in low-mass galaxy clusters.

2. Data, images and catalogues

The clusters were selected from the catalogue of 200 objects serendipitously detected in the ROSAT PSPC Pointed Observations (Vikhlinin et al. 1998) and the revised version by Mullis et al.(2003) with spectroscopic redshifts. The catalogue contains galaxy clusters with X-ray luminosities ranging to very poor groups (10^{42} erg s^{-1}) to poor clusters ($\sim 5 \times 10^{44}$ erg s^{-1}) in the redshift regime of 0.015 to 0.7. We create a sub-sample composed by galaxy clusters with X-ray emission lower than $L_X \sim 20 \times 10^{43}$ erg s^{-1} , redshifts higher than 0.15 and 60 arcsec in angular core-radius.

We select the clusters RX J0533.9-5809 ([VMF98]046, $z \sim 0.198$), RX J1204.3-0350 ([VMF98]113, $z \sim 0.261$) and RX J0533.8-5746 ([VMF98]045, $z \sim 0.295$) to be observed in the CTIO Victor Blanco 4m telescope at the Cerro Tololo Observatory. All the clusters were observed under good photometric conditions, with a median seeing of about 0.6 arcsec. We use the MOSAIC-II instrument using B, V, R and I filters, cover an optical range between ~ 4000 to 8500 \AA .

We used SExtractor v2.8.0 (Bertin & Arnouts, 1996) to determinate the main astrometric and photometric properties of the objects detected in our images, using the R image as reference. We realize the Photometry in the other bands using SExtractor in dual-image mode. This allows us to eliminate bad detections, spurious objects and high redshift objects detected in the R band images, and minimize the errors in the final catalogues.

3. Color-Magnitud diagram and sample definition

We generate Colour-Magnitude Diagrams (CMD) for all the objects classified as galaxies. We use (V-R) color in order to observe the 4000 \AA break at the clusters redshift.

A clear Red Cluster Sequence (RCS) can be observed for all the three clusters (Figure 1). As Gladders et al (1998) pointed out, the RCS can be parameterized using a simple linear fit. We perform several restrictions to define the RCS sample, as distance

to the cluster center, galaxy morphological type, and magnitudes. Finally, we use the ANNz code to obtain photometric redshifts and define real cluster members. Using a least-square regression fit and a $1\text{-}\sigma$ clipping iteration, we obtain median slopes of -0.03 for the RCS. We define those galaxies with colours over and below 1σ the linear fit as the Red Sample (RS), and those 1σ below the RCS fit, as the Blue Sample (BS).

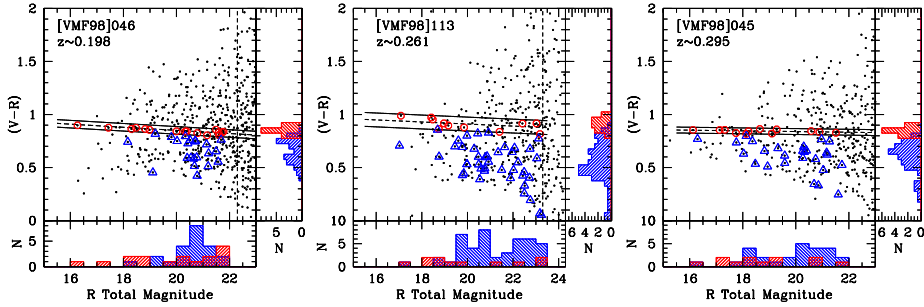


Figure 1. (V-R) Color-Magnitude Diagrams for all the three clusters. Open-red circles correspond to the called Red Galaxy Sample. Open-Blue triangles indicate the Blue Sample. Dashed lines indicate the best fit (section 3). Continues lines shows $1\text{-}\sigma$ over and below the best RCS fit. Right histogram indicate the color distribution for both, the Red and the Blue Sample. Bottom histogram the magnitude distribution for these samples.

4. Analysis and final remarks

We use the R software environment¹ to analyze the color bimodality distribution. We separate the RS and the BS in the 3 clusters and fit them Gaussian functions. To determinate if the distribution is well defined by this fit, we use 4 main statistical values: Skewness, Kurtosis, χ^2 and the P-Value (P)². A perfect Gaussian fit has Skewness and Kurtosis values of 0, a χ^2 lower than 1, and high P-Value. Finally, Quantile-Quantile Plots (Q-Q plot) are used to check whether or not the sample is well fitted by a Gaussian distribution.

The RS in the three clusters shows low χ^2 (~ 0.2) and a high P values (~ 0.9). Also, low skewness and kurtosis values, and good lineal fit in the Q-Q plots (Figure 2), indicate that the Red Sample for the three clusters is well fitted by a normal distribution.

Different scenario show the Blue Sample. While in clusters [VMF98]046 and [VMF98]113, the distribution is not well fitted by a normal distribution ($\chi^2 \sim 2.5$ and $P \sim 0.2$), [VMF98]045 have values of 0.22 and 8.95 for the χ^2 and P-Value respectively. This indicate that the BS is well fitted by a Gaussian distribution only in the cluster at $z \sim 0.295$.

In the clusters [VMF98]046 and [VMF98]113, we separate those galaxies between 1 and 2σ below the RCS fit, and a new sample is created with those galaxies below 2σ

¹R is a language and environment for statistical computing and graphics, designed by Robert Gentleman and Ross Ihaka of the Statistics Department of the University of Auckland. <http://www.r-project.org/>.

²The P-Value is defined as the probability of obtaining a test statistic at least as extreme as the one that was actually observed, assuming that the null hypothesis is true.

the RCS fit. we call to this new sample *the Blue Corrected Sample (BCS)*. These new samples presents perfect Gaussian distributions, with χ^2 values lower than 0.6 and P near to 1 (Figure 2).

These results would show that a *green galaxy population* between the blue and red galaxies, appears in this redshift regime ($0.2 < z < 0.3$) in these low mass galaxy systems, been even more conspicuous at low redshift. The cluster [VMF98]045 present 2 clear and separate populations of galaxies (blue and red galaxies), while in the clusters [VMF98]046 and [VMF98]113, the different populations are best described by 3 different Gaussian functions, indicating a possible transition population between the blue and the red galaxies populations.

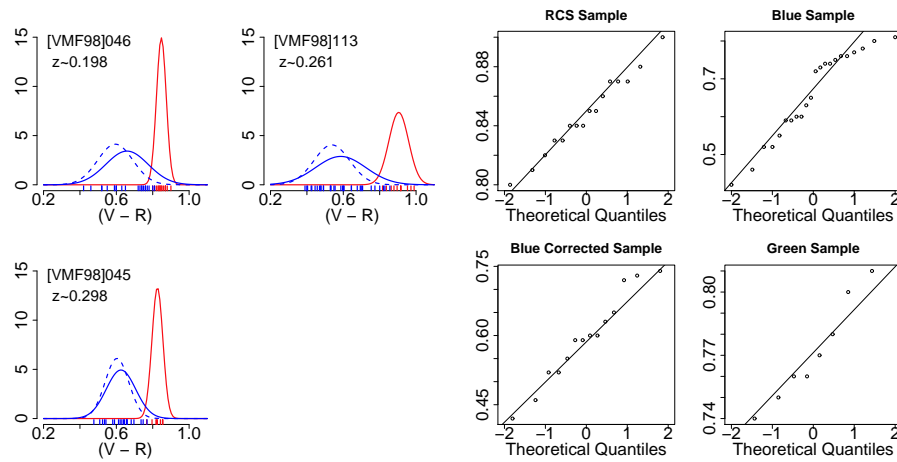


Figure 2. *Left:* Gaussian fits for the color distribution in the three clusters for the Red Sample (red lines), the Blue (blue lines) and Blue corrected Sample (blue dashed lines). Thick marks at the bottom indicate the individual galaxy colors. *Right:* Color Q-Q plots for cluster [VMF98]046. The good linear distribution in the Red, Blue Corrected and Green Samples, indicate that the samples are well fitted by a normal distribution.

References

- Bertin, E. & Arnouts, S., 1996, A&AS, 117, 393
- Dressler, A. et al., 1997, MNRAS, 283, 1388
- Gladders et al., 1998, ApJ, 501, 571
- Mullis et al., 2003, ApJ, 594, 154
- Poggianti, B. M. et al., 2009, ApJ, 697, 137
- Vikhlinin A., et al., 1998, ApJ, 502, 558

PRESENTACION MURAL

Estudio en el infrarrojo cercano de agrupaciones estelares en M 83

G. Baume¹, C. Feinstein¹, Y. Beletsky², G. Carraro², M. Gieles³, M. Shirmer⁴,
A. Adamo⁵, N. Bastian⁶ & B. Davies³

(1) FCAG (UNLP) - IALP (Conicet-UNLP)

(2) ESO (Chile)

(3) Inst. of Astronomy (Cambridge)

(4) Gemini Observatory

(5) MPIA (Heidelberg)

(6) School of Physics (U. of Exeter)

Abstract. Near infrared photometric observations ($JHKBr\gamma$) have been made in the field of the galaxy M 83, reaching a magnitude limit $K = 20$. The quality of data has allowed the systematic search and identification of large numbers of stellar clusters which are intended to determine their fundamental parameters, as the number of prospective members, reddening, age and luminosity function.

Resumen. Se han realizado observaciones fotométricas en el infrarrojo cercano ($JHKBr\gamma$) de la galaxia M 83, llegando hasta una magnitud límite $K = 20$. La calidad de los datos ha permitido la búsqueda sistemática e identificación de gran cantidad de agrupaciones estelares a las que se les pretende determinar sus parámetros fundamentales, tales como la cantidad de probables miembros, enrojecimiento, edad y función de luminosidad.

1. Introducción

M 83 (= NGC 5236) es una de las galaxias espirales brillantes más cercanas (4.5 Mpc; Thim et al. 2003) y ha sido catalogada como una SBc(s) II (Sandage & Tammann 1987). Ella posee una galaxia compañera (NGC 5253) y la interacción entre ambas parece provocar brotes estelares muy intensos en ambos objetos. En la zona central de M 83 ($20''$ alrededor de su núcleo ~ 440 pc) se encuentra el principal brote estelar con una morfología extremadamente compleja, ya que ella tiene forma de un anillo semicircular de $3''$ a $7''$ (65 y 150 pc) de radio.

Las observaciones del brote estelar de la zona central realizadas con el Telescopio Espacial Hubble han permitido descubrir más de 370 cúmulos abiertos. De ellos, 45 se consideran más masivos que $2 \times 10^4 M_{\odot}$ y se encuentran localizados sobre el anillo semicircular (Harris, et al. 2001) citado anteriormente. Asimismo, el disco de la galaxia ha mostrado evidencia de brotes estelar, por ejemplo, Hui Dong et al. (2008) encontraron con el satélite Galex que la fuerte emisión ultravioleta, a $5.1'$ (6.6 kpc) del núcleo, correspondía una población joven que se localiza en la parte más externa del disco.

2. Observaciones

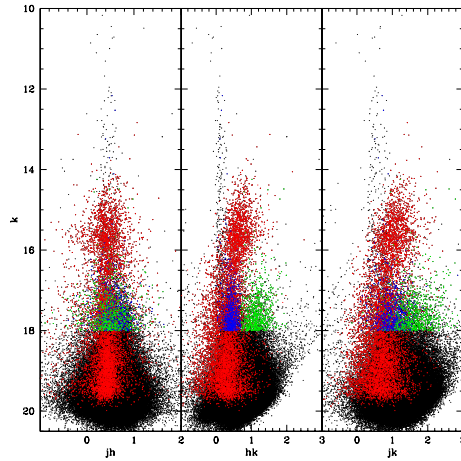


Figura 1. Diagramas CM de todas las estrellas con fotometría infrarroja. Se destacan los objetos de los siguientes grupos: Rojo: objetos localizados en la zona del “bulge” ($r < 0.5'$), azul y verde: objetos asociados con algunas de las asociaciones encontradas por el método PCL (ver texto), discriminadas de acuerdo con su color $H - K$ (Grupo A = azul; Grupo B = verde).

Se adquirieron imágenes de la galaxia M 83 utilizando la cámara HAWK-I montada en el VLT. Dicha cámara posee un mosaico de cuatro detectores 2RG 2048 x 2048. La configuración instrumental permite cubrir un campo (FOV) de $7.5' \times 7.5'$ con una zona oscura en forma de cruz de $15''$, producida por la separación entre los detectores y una escala de $0.106''/pix$. Para cubrir toda la extensión de la galaxia fue necesario observar cuatro campos en diferentes noches de observación en 2009 (01/02-15/03-24/03), utilizando en cada una de ellos los filtros $Br\gamma$, J , H y K . Las observaciones fueron realizadas con valores de “seeing” entre 0.8 - $1.5''$ (dependiendo de la fecha), con un valor medio de $1.1''$.

Las imágenes obtenidas fueron pre-procesadas de acuerdo con el procedimiento normal de la cámara HAWK-I (ver: <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/hawki/>). La reducción fotométrica fue realizada utilizando los códigos DAOPHOT II, ALLSTAR, MONTAGE2 y ALLFRAME (Stetson 1987, 1994, 1995; Turner 1997). Ellos permiten, por un lado, realizar una búsqueda de objetos y producir una única tabla en base a una imagen combinada de las imágenes obtenidas en cada uno de los filtros. Por otro lado, dichos códigos realizan ajustes PSFs independientes para cada uno de los filtros, considerando paralelamente la información disponible en los otros filtros (Stetson 1994). Este procedimiento se aplicó sobre cada una de las 512 imágenes producidas por cada uno de los detectores (4) de la cámara, en cada exposición (4 o 12) de cada uno de los filtros (4) y en cada campo observado (4). Como resultado se obtuvieron 512 tablas con los valores de la fotometría (magnitudes y errores) de los objetos encontrados en cada una de las imágenes, junto con sus respectivas coordenadas (x, y) expresadas en los píxeles y correspondientes a cada uno de los detectores.

A continuación, se utilizaron las estrellas (no saturadas y no aglomeradas) en común con el catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006), para llevar las magnitudes instrumentales a un sistema estándar y realizar la astrometría de los datos. Se transformaron, entonces, las coordenadas dadas en píxeles (x y) de cada imagen en coordenadas ecuatoriales celestes, con una precisión aproximada de $0.7''$. Estos procedimientos, junto con la correlación de los datos obtenidos en diferentes imágenes (filtros y/o detectores), fueron llevados a cabo utilizando el código DAOMASTER (Stetson 1995) y ALADIN (versión 7). El resultado final fue un catálogo homogéneo de 186 373 objetos con astrometría (época J2000) y fotometría (magnitudes y errores) en cuatro bandas infrarrojas, ($JHKBr\gamma$).

3. Búsqueda de Agrupaciones Estelares

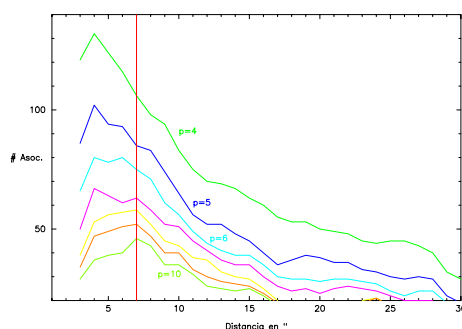


Figura 2. Diferentes resultados obtenidos aplicando el método de búsqueda PCL (ver texto) con distintos parámetros de entrada. Cada curva representa la cantidad de agrupaciones encontradas para un valor fijo de objetos mínimos (p) en cada agrupación, mientras se varía la distancia máxima (ds) a la que se considera que dos objetos pertenecen a la misma agrupación. La línea vertical indica el valor de óptimo de “ ds ” ($= 7'$) para el que el máximo de las curvas se estabiliza al ir incrementando el valor de “ p ”.

Con la finalidad de realizar una búsqueda sistemática de agrupaciones estelares en la galaxia M 83, se utilizó el método “Path Linkage Criterion” (PLC, Battinelli 1991). Este método considera que un par de estrellas pertenecen a una misma agrupación si se encuentran a una distancia menor que un determinado parámetro denominado “radio de búsqueda” (ds). De esta forma, todos los miembros de dicha asociación se localizan por sucesivos enlaces entre diferentes estrellas situadas entre sí a una distancia menor a “ ds ”. Para obtener el valor óptimo del parámetro “ ds ” se procede a la búsqueda reiterada de agrupaciones sobre un catálogo de estrellas brillantes variando el valor de dicho parámetro en cada una de ellas. De esta forma, se construyen las curvas de la Fig. 2, donde cada una de ellas corresponde a un valor mínimo de objetos para cada agrupación (p). Las distintas curvas presentan un máximo cuya posición se aproxima al valor óptimo de “ ds ” a medida que se incrementa el valor de “ p ”.

En el caso de M 83, la búsqueda se ha realizado en base al siguiente esquema de selección: a) Estrellas localizadas fuera del “bulge” ($r > 0.5'$); b) estrellas brillantes

($K < 18$) y con colores acotados ($0 < H - K < 2$ y $J - K < 3$) y c) estrellas con bajo error fotométrico en todas sus bandas ($e < 0.05$).

Dentro de la selección previa, los diagramas color-magnitud (ver Fig. 1) permitieron distinguir dos grupos de objetos en base a su color, así se identificaron los grupos “A” y “B” como los objetos con $0 < H - K < 0.7$ y $0.7 < H - K < 2.0$ respectivamente.

4. Resultados Preliminares

El método PCL permitió determinar una distancia óptima entre miembros de asociaciones de 7” (150 pc). Considerando entonces una cantidad mínima de 5 miembros para una agrupación, se encuentran unas 75 agrupaciones en toda la galaxia. En base a los resultados, se puede destacar que: a) como era de esperar, las agrupaciones se distribuyen delineando el patrón de los brazos espirales; b) en las zonas cubiertas por estudios previos las agrupaciones coinciden con las detectadas a simple vista (Kim et al. 2011, Wofford et al. 2011), revelando la eficacia del método empleado; y c) la separación realizada de los datos entre el grupo “A” y “B” se manifiesta claramente en la distribución espacial de las agrupaciones. Este efecto se puede interpretar como debido a que la zona de M 83 donde se localizan las agrupaciones del “Grupo B” sufre un enrojecimiento adicional al resto de la galaxia.

Agradecimientos. Los autores agradecen al personal de Paranal por la ayuda proporcionada durante los turnos de observación. En el presente trabajo se han utilizado datos de la bases de datos del CDS y la herramienta ALADIN para el procesamiento. Los autores también agradecen los comentarios del árbitro del presente trabajo.

Referencias

- Battinelli, P., 1991, A&A, 244, 69
 Harris, J., Calzetti, D., Gallagher, J.S.III et al., 2001, AJ, 122, 3046
 Dong, H., Calzetti, D., Regan, M. et al., 2008, AJ, 136, 479
 Kim, H., Whitmore, B.C. & Windhorst, R.A., 2011, ASP Conference Series (en prensa)
 Sandage, A. & Tammann, G.A. en “A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies”, CIW Publication, Washington: CI, 1987, 2nd ed.
 Stetson, P.B., 1987, PASP, 99, 191
 Stetson, P.B., 1994, PASP, 106, 250
 Stetson, P.B., 1995, DAOPHOT II User’s Manual
 Skrutskie, M.F. et al., 2006, AJ, 131, 1163
 Thim, F., Tammann, G.A., Saha, A. et al., 2003, ApJ, 590, 256
 Turner, A.M., 1997, “Cooking with ALLFRAME:Photometry and the H0 Key Project”, Victoria: Dominion Astrophysical Observatory
 Wofford, A., Chandar, R. & Leitherer, C. 2011, ASP Conference Series (en prensa)

PRESENTACIÓN MURAL

New old star clusters in the Small Magellanic Cloud

M. C. Parisi ¹, D. Geisler ², A. J. Grocholski ³, J. J. Clariá ¹, G. Carraro ⁴,
E. Costa ⁵, A. E. Piatti ⁶, A. Sarajedini ³ & R. Leiton ⁷

(1) *Observatorio Astronómico de Córdoba - Argentina*

(2) *Universidad de Concepción - Chile*

(3) *University of Florida - USA*

(4) *European Southern Observatory - Chile*

(5) *Universidad de Chile - Chile*

(6) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio - Argentina*

(7) *Universidad de Concepción - Chile, Université Paris - France*

Abstract. Using Calciumlet spectroscopy and *PSF* photometry performed on data taken with the “Very Large Telescope” (Chile), we derived ages and metallicities of 15 Small Magellanic Cloud (SMC) star clusters. Three of them were found to be very old clusters so that the determination of their fundamental properties allows us to improve our current knowledge on the SMC chemical evolution during the earliest epochs. Based on our new data, we further discuss the age-metallicity relation. The procedures and results included in this article will be presented in a more extensive and detailed way in Parisi et al. (2011 - in preparation).

Resumen. Usando espectroscopía del Triplete del Calcio Ionizado y fotometría *PSF* realizada sobre datos tomados con el “Very Large Telescope” (Chile), derivamos edades y metalicidades confiables de 15 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NmM). Encontramos que 3 de ellos son cúmulos muy viejos, por lo que la determinación de sus propiedades fundamentales permite mejorar nuestro actual conocimiento sobre la evolución química de la NmM durante su etapa más temprana. Basados en nuestros nuevos datos, discutimos la relación edad-metalicidad en esta galaxia. Los procedimientos y resultados incluidos en este artículo, serán presentados de manera más extensa y detallada en Parisi et al. (2011 - en preparación).

1. Introduction

Using spectra taken with the FORS2 instrument on the VLT (Program 076.B-0533), we measured the equivalent width of the three Calcium Triplet (CaT) lines (8498Å, 8542Å and 8662Å) as well as the radial velocities (RVs) of more than 350 red giant stars belonging to 15 SMC clusters and their surrounding fields. Using these parameters and following the so-called “CaT technique” (Cole et al. 2004, Grocholski et al. 2006), we calculated the cluster mean metallicities and radial velocities with average standard error of the mean of 0.05 dex and 2.7 km/s, respectively (see Parisi et al. 2009 for more details). In addition, using the Color-Magnitude Diagrams (CMDs) built from *PSF V*

and I photometry on the cluster pre-images, also obtained with the VLT, we measured the parameter δV , which is defined as the difference between the V magnitude of the Main Sequence Turnoff (MSTO) and that of the Red Clump (RC). This morphological index is well correlated with cluster ages (Janes & Phelps 1994). To estimate them, we used the calibration of Carraro & Chiosi (1994), together with the cluster metallicities and δV values derived in the present work. In order to corroborate the obtained values, we decided to derive an “SMC δ calibration” (SMC-cal) using the work of Glatt et al. (2008) as reference. These authors observed a sample of SMC clusters with the “Hubble Space Telescope” and reported the magnitude m_{555} of the MSTO and of the RC as well as their ages, using three different isochrone models. Fig.1 illustrates the relation found by using the Glatt et al. values. We then applied the SMC-cal to our three old clusters. This calibration is only valid for clusters older than ~ 6 Gyr, having similar metallicities ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1$). Also it is strictly valid only for solar-scaled isochrone models and that higher-order chemical variances, such as He, CNO, alpha-element enhancements might influence these age estimates. Subsequently, we used the ages derived from the SMC-cal for the old clusters and those from Carraro & Chiosi (1994) for all the other clusters in our sample.

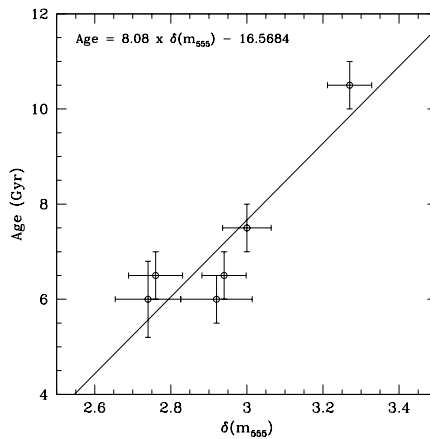


Figure 1. Ages vs. $\delta(m_{555})$. Points represent clusters taken from Glatt et al. (2008) and the solid line shows a linear fit to the data.

2. The ages of the three newly recognized old clusters

According to the SMC-cal, the ages of L110, L4 and L6 are between 6.0 and 8.5 Gyr. If we consider these values, L4 and L6 are the second and fourth oldest clusters known in the SMC, respectively. Figure 2 shows the CMDs of L4 (left) and L6 (right), together with the corresponding fiducial ridge lines (built following the procedure described by Glatt et al. 2008) and a preliminary fit of four Dartmouth isochrones: 6, 7, 8 and 9 Gyr (Dotter et al. 2007). The fitted isochrones appear to confirm that these clusters are in fact old. It is interesting to notice that L4 and L6 are two of the oldest SMC clusters and lie right next to each other, way out in the outer regions of the galaxy. If we adopt an elliptical coordinate system (see sec. 7.3 of Parisi et al. 2009 for details),

both clusters have a semi-major axis of $\sim 3.1^\circ$. Although the ages of these clusters have been previously derived by other photometric studies (Piatti et al. 2005, Piatti et al. 2007), our photometry is currently the deepest one available and reaches more than 2 mag past the MSTO, facilitating robust age dating of these clusters.

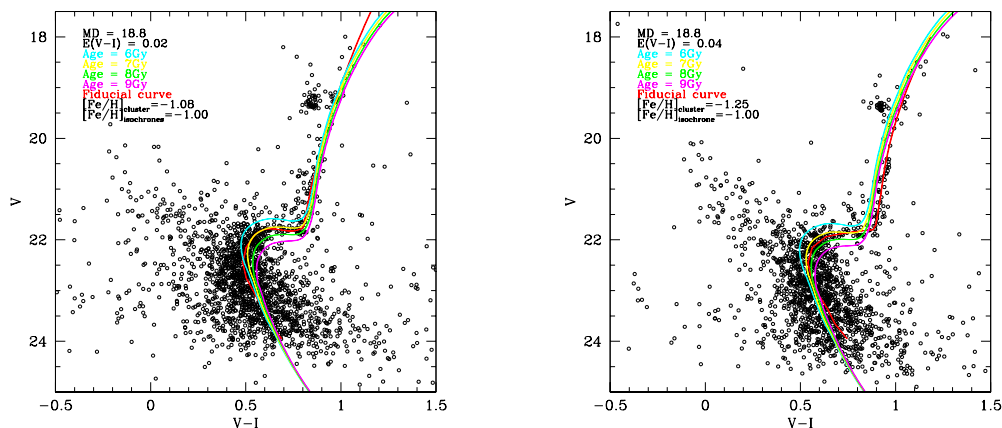


Figure 2. CMDs for the SMC clusters L4 (Left) and L6 (Right). Fiducial ridge lines are represented by red solid curves while the other curves indicate Dartmouth isochrones. CMDs still present some field star contamination. We are, however, in the process of improving these diagrams by applying the method described by Piatti et al. (2011).

3. Age-Metallicity Relation

We present the SMC Age-Metallicity relation (AMR) in Figure 3. Since some authors have derived SMC cluster metallicities on a similar scale with relatively small errors, we added such objects to our cluster sample. Then, we compared this extended sample with different models (see the caption of Figure 3 for details regarding the additional cluster sample and models). The AMR does not show a clear agreement with the bursting model of Pagel & Tautvaišienė (1998, PT98), except for clusters younger than 3 Gyr. Although the observations are compatible with little chemical enrichment predicted by the PT98 model for the intermediate period (~ 3 -10 Gyr), the metallicities of most observed clusters in that period are significantly higher than those predicted by the model. On the other hand, the youngest cluster, NGC330, is much more metal-poor than the prediction of the PT98 model. In contrast, the Carrera et al. (2005) model fits the average trend reasonably well for most data between 3 and 10 Gyr. It is also clear that the “close box” model does not satisfy the observations. Glatt et al. (2008) mentioned the possible existence of a small age gap between ~ 7.5 and ~ 10.5 Gyr. As one or two of the old clusters newly recognized in this work fall within the mentioned gap, it would seem reasonable to assume that this gap is not real.

References

Da Costa, G.S. & Hatzidimitriou, D. 1998, *AJ*, 115, 1934

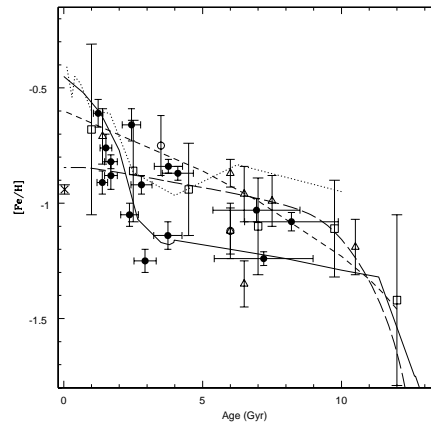


Figure 3. AMR. Open circles, triangles and filled circles represent clusters from Da Costa & Hatzidimitriou (1998, DH98), Glatt et al. (2008) and clusters of our sample, respectively. NGC330 (Gonzalez & Wallerstein 1999) is shown by a cross. Mean metallicities in six age bins calculated by Carrera et al. (2008) are also shown (squares). The short dashed line represents the model of closed box continuous star formation (DH98). The solid line corresponds to the bursting model (Pagel & Tautvaisiene 1998) while the long dashed line shows the best-fit model derived by Carrera et al (2005). The dotted line shows the AMR obtained by Harris & Zaritsky (2004).

Carraro, G. & Chiosi C. 1994, A&A 287, 761

Carrera, R. 2005, Ph.D. Thesis, Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, España

Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A. et al. 2008, AJ, 136, 1039

Cole, A.A., Smecker-Hane, T.A., Tolstoy, E. et al. 2004, MNRAS, 347, 367

Dotter, A., Chasboyer, B., Jevremovic, D. et al. 2007, AJ, 134, 476

Glatt, K. et al. 2008, AJ, 136, 1703

Gonzalez, G. & Wallerstein, G. 1999, AJ, 117, 2286

Grocholski, A.J., Cole, A.A, Sarajedini, A., Geisler, D. & Smith, V. 2006, AJ, 132, 1630

Harris, J. & Zaritsky, D. 2004, AJ, 127, 1531

Janes, K.A. & Phelps, R.L. 1994, AJ, 108, 1773

Pagel, B.E.J. & Tautvaisiene, G. 1998, MNRAS, 299, 535 (PT98)

Parisi, M.C., Grocholski, A.J., Geisler, D. et al. 2009, AJ, 138, 517

Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al. 2007, MNRAS, 381, L84

Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D., Seguel, J. & Clark, D. 2005, MNRAS, 358, 1215

Piatti, A.E., Clariá, J.J., Parisi, M.C. & Ahumada, A.V. 2011, PASP, 123, 519

PRESENTACION MURAL

Investigando cúmulos estelares masivos con el VVV

A. -N. Chené^{1,2}, J. R. A. Clarke¹, J. Borissova¹, C. Moni Bidin², F. Mauro²,
C. Bonatto³, R. Kurtev¹, G. Baume⁴, C. Feinstein⁴, D. Minniti⁵, M. Catelan⁵,
P. W. Lucas⁶ & D. Geisler²

(1) Departamento de Física y Astronomía, Universidad de Valparaiso

(2) Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción

(3) Departamento de Astronomía, Universidade Federal do Rio Grande do Sul

(4) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Instituto de Astrofísica de La Plata

(5) Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile

(6) Centre for Astrophysics Research, University of Hertfordshire

Abstract. Preliminary results are presented for the study of infrared data of three massive stellar clusters. Have been combined photometric observations (*JHK*; VVV project = Vista Variables in the Vía Láctea) and spectroscopic (follow-up) observations of the brightest stars in these clusters. In this way we have been able to refine the values of distance, reddening, age and masses of the involved objects.

Resumen. Se presentan los resultados preliminares correspondientes al estudio de datos infrarrojos de tres cúmulos estelares masivos. Se han combinado observaciones fotométricas (*JHK*; proyecto VVV = Vista Variables in the Vía Láctea) y espectroscópicas de las estrellas más brillantes de dichos cúmulos. De esta forma se han podido acotar los valores de distancia, enrojecimiento, edad y masas de los objetos involucrados.

1. Introducción

Los cúmulos estelares se reconocen como el lugar de nacimiento de la gran mayoría de las estrellas, por lo que son componentes cruciales de las galaxias. Sin embargo, aún es muy pobre el entendimiento de sus primeras etapas evolutivas (sus primeros millones de años). Para restringir las condiciones iniciales en las que ellos se encuentran (p.e. cantidad de miembros, función inicial de masa, segregación de masa, densidad espacial), se combinaron los datos fotométricos del proyecto VVV junto con un seguimiento espectroscópico de los miembros más brillantes de algunos cúmulos estelares masivos (ver Fig. 1). Al acotar sus propiedades, se podrá responder eventualmente preguntas vinculadas con la formación estelar y la evolución de los cúmulos.

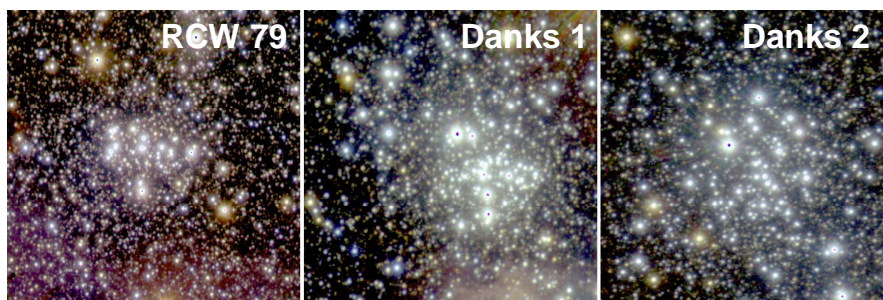


Figura 1. Imágenes color de los cúmulos estudiados obtenidas a partir de observaciones VVV en los filtros JHK .

2. Fotometría/Espectroscopía de los cúmulos

Para obtener las magnitudes y colores de las estrellas de la zona de cada cúmulo, se ha realizado fotometría PSF sobre los “pawprints” producidos por el VVV (ver Mauro et al. 2011). De esta manera, se han construido los correspondientes diagramas color-magnitud (CMDs). Por otro lado, con la finalidad de minimizar los efectos de contaminación por estrellas de campo, se ha adaptado el algoritmo descrito por Bonatto & Bica (2010), para aprovechar la profundidad en magnitud alcanzada con nuestros datos. Los CMDs resultantes de la aplicación del mencionado algoritmo se presentan en la Fig. 2, en los que se ha ajustado la secuencia principal y conjunto de isocronas pre-secuencia (Girardi et al. 2010; Siess et al. 2000).

En Abril/Mayo de 2011 se obtuvieron espectros de algunas de las estrellas más brillantes de cada cúmulo. Para ello, se utilizó la configuración instrumental SOFI/NTT del ESO y MMIRS, Clay del Observatorio Las Campanas con una resolución $R \approx 2000$. (ver Fig. 3). De esta manera pudo identificarse con mejor precisión la naturaleza de dichas estrellas.

3. Resultados preliminares

Los parámetros fundamentales de los cúmulos (ver Tabla 1) fueron evaluados de la siguiente forma:

- La distancia fue calculada en base a los espectros de las estrellas observadas
- La edad se estimó a partir del ajuste de las isocronas de Padova
- Una estimación preliminar de las masas de los cúmulos basada en la integración de la función inicial de masa de cada cúmulo en el rango de 3 a $17 M_{\odot}$. Dichas funciones de masa fueron obtenidas utilizando las isocronas de Padova, para transformar las correspondientes funciones de luminosidad descontaminadas por estrellas de campo

Es de notar que los valores obtenidos para las edades de Danks 1 y 2 no muestran en este primer análisis la diferencia de 2-3 Myr sugerida por Clark et al. (2010). Aunque, por otro lado, existe una discrepancia con los valores de distancias estimados por Baume

et al. (2008), por lo que será necesario hacer estimaciones más precisas del comportamiento del material interestelar en la dirección a estos objetos. En relación con las masas estimadas para los cúmulos, las mismas deben ser consideradas como cotas mínimas, ya que aún es necesario aplicar las correcciones por completitud.

Cabe remarcar entonces que el presente trabajo consiste en una primera estimación de los parámetros de los cúmulos estudiados y representa un primer paso en la construcción de un análisis homogéneo de cúmulos jóvenes basado en datos VVV y seguimiento espectroscópico de los miembros más brillantes (dichas observaciones se hallan actualmente en progreso)

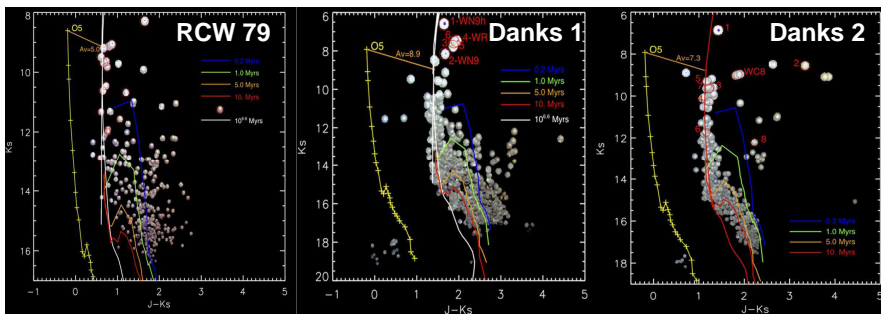


Figura 2. CMDs de cada uno de los cúmulos estudiados en los que se ha eliminado la contaminación por estrellas de campo (ver texto). La curva amarilla corresponde a la posición de la secuencia principal no enrojecida. Las otras curvas corresponden a diferentes isocronas presecuencia.

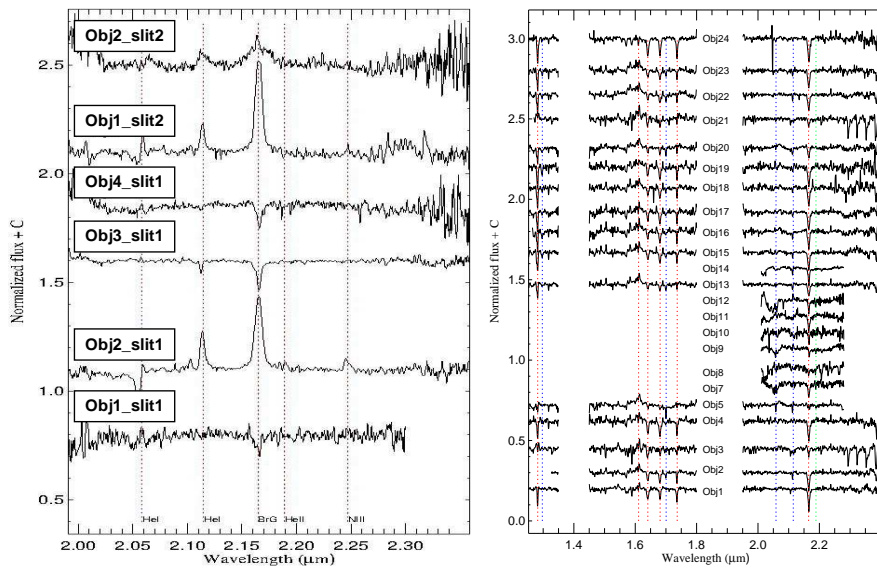


Figura 3. Espectros obtenidos para las estrellas de Danks 1 (panel de la izquierda) Danks 2 (panel de la derecha) donde se indican las posiciones de las líneas más relevantes.

	<i>Danks 1</i>	<i>Danks 2</i>	<i>RCW 79</i>
<i>Distancia [kpc]</i>	3.48 ± 0.5	3.7 ± 0.5	4.79*
<i>Edad [Myr]</i>	3	5-7	4-5
<i>Estrellas observadas</i>	748	299	597
<i>Masa [M_{\odot}]</i>	6130 ± 1430	2560 ± 650	3140 ± 790
A_V	8.9	7.3	5.0
E_{B-V}	2.79	2.3	1.5*

Tabla 1. Parámetros estimados de los cúmulos estudiados (los valores con asteriscos corresponden a Martins et al. 2010).

Agradecimientos. En este trabajo se han utilizado datos del “ESO Public Survey programme ID 179.B-2002” tomados con el telescopio VISTA y datos producidos por el “Cambridge Astronomical Survey Unit”. Se agradece a las siguientes fuentes de financiación: “FCAG (UNLP) y CONICET de Argentina”, “FONDAP Center for Astrophysics 15010003”, “Comitee Mixto ESO-GOBIERNO DE CHILE 2009”, “BASAL CATA Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06”, “MILENIO Milky Way Millennium Nucleus from the Ministry of Economy’s ICM grant P07-021-F”, “GEMINI-CONICYT FUND No.32090002”, “Cento de Astrofísica de Valparaíso” y “DIPUV 23/2009”.

Referencias

- Baume G., Carraro G. & Momany Y. 2008, MNRAS 398, 221
 Bonatto C. & Bica E. 2010, A&A 516, 81
 Clarke et al., 2010, BSRSL, 80, 223
 Girardi L., Williams B., Gilbert K., Rosenfield P. & Dalcanton J. 2010, ApJ 724, 1030
 Martins F., Pomares M., Deharveng, L., Zavagno, A. & Bouret, J. C. 2010, A&A 510, 32
 Mauro et al. 2011, in prep.
 Siess et al. 2002, Siess, L., Dufour, E., Forestini, M. 2000, A&A 358, 593

Parte VI

Medio Interestelar

PRESENTACIÓN ORAL

Water maser kinematics in massive star-forming regions: Cepheus A and W75N

J. M. Torrelles¹, N. A. Patel², S. Curiel³, J. F. Gómez⁴, G. Anglada⁴ & R. Estalella⁵

(1) ICE(CSIC)-UB/IEEC, Barcelona (Spain)

(2) Harvard-Smithsonian, CfA, Cambridge (USA)

(3) IAUNAM, México D.F. (México)

(4) IAA(CSIC), Granada (Spain)

(5) UB/IEEC, Barcelona (Spain)

Abstract. VLBI multi-epoch water maser observations are a powerful tool to study the dense, warm shocked gas very close to massive protostars. The very high-angular resolution of these observations allow us to measure the proper motions of the masers in a few weeks, and together with the radial velocity, to determine their full kinematics. In this paper we present a summary of the main observational results obtained toward the massive star-forming regions of Cepheus A and W75N, among them: (i) the identification of different centers of high-mass star formation activity at scales of ~ 100 AU; (ii) the discovery of new phenomena associated with the early stages of high-mass protostellar evolution (e.g., isotropic gas ejections); and (iii) the identification of the simultaneous presence of a wide-angle outflow and a highly collimated jet in the massive object Cep A HW2, similar to what is observed in some low-mass protostars. Some of the implications of these results in the study of high-mass star formation are discussed.

Resumen. Las observaciones de VLBI de la emisión máser del vapor de agua son una herramienta muy útil para estudiar los movimientos del gas chocado denso y caliente en las proximidades de las protoestrellas masivas. La alta resolución angular que se consigue con esas observaciones permite medir los movimientos propios de los máseres en escalas temporales de unas pocas semanas, y junto con la velocidad radial extraer información de su cinemática completa. En este artículo presentamos un resumen de los resultados más relevantes obtenidos en las regiones de formación estelar de Cepheus A y W75N, entre ellos: (i) la identificación de múltiples centros de actividad de formación estelar masiva en escalas espaciales de ~ 100 UA; (ii) el descubrimiento de nuevos fenómenos asociados con las primeras etapas de evolución de las estrellas masivas, tales como las expulsiones de gas isotrópicas; y (iii) la identificación de un flujo molecular de gran ángulo de apertura junto con un jet muy colimado en el objeto masivo Cep A HW2, parecido a lo que se observa en algunas protoestrellas de baja masa. Discutimos algunas de las implicaciones de esos resultados en el estudio de la formación estelar masiva.

1. Introduction

Low-mass protostars are associated with rotating accretion disks (protoplanetary disks). Part of the material is ejected along the polar axis of the disk, in a collimated wind that removes angular momentum and magnetic flux from the system, allowing the accretion to proceed until the star is assembled. In the early stages of evolution of the “disk-protostar-outflow” systems, arising at scales of ~ 100 AU, the ejected material interacts with the ambient medium, giving rise to phenomena such as Herbig-Haro (HH) emission, molecular outflows, and radio jets (e.g., Anglada 1996, Machida et al. 2008). This accreting scenario seems also valid, as a first approach, for the formation of stars with masses up to $\sim 20 M_{\odot}$ (e.g., Garay & Lizano 1999). However, only a few massive disk-protostar-outflow systems have been studied in detail at scales of ≤ 3000 AU (Patel et al. 2005, Jiménez-Serra et al. 2007, Torrelles et al. 2007, Zapata et al. 2009, Davies et al. 2010, Carrasco-González et al. 2010a, 2011, Fernández-López et al. 2011), probably due to strong observational limitations (e.g., small number of massive protostars in comparison with low-mass protostars, and insufficient angular resolution and sensitivity of the observations to isolate single disk-protostar-outflow systems, given their high degree of clustering and their long distances).

We find in these observational limitations the main motivations to study massive star-forming regions through water maser emission at $\lambda = 1.35$ cm, using Very Long Baseline Interferometry (VLBI) techniques. Young massive objects are highly obscured, but the ambient medium is transparent to water maser emission at cm wavelengths. This maser emission is compact (≤ 1 mas), with brightness temperatures exceeding in some cases 10^{10} K, and therefore very useful to study with extremely high angular resolution (better than 1 mas) the motions of the shocked, warm (~ 500 K), and dense ($\sim 10^8$ - 10^9 cm $^{-3}$) gas in the close proximity (10-1000 AU) of massive protostars (e.g., Reid & Moran 1981, Imai et al. 2006). In this paper we summarize the main results obtained toward the high-mass star forming regions of Cepheus A and W75N using VLBI multi-epoch water maser observations with an angular resolution of ~ 0.5 mas reported by Torrelles et al. (2001a,b, 2003, 2011). The common general goals of these VLBI observations were to: (i) observe as close as possible the central engine driving the outflow phenomena associated with the massive star formation, (ii) determine the full motions of the masing gas at AU scales, (iii) identify new centers of massive star formation activity in these regions through the presence of maser emission clustering, and (iv) look for new phenomena related to the high-mass star formation processes.

2. Cepheus A

At a distance of ~ 700 pc, this is the second nearest high-mass star-forming region after Orion. It contains a cluster of 16 compact ($\sim 1''$) radio continuum sources (HW objects; Hughes & Wouterloot 1984, Garay et al. 1996) in a region of $\sim 30''$, with the brightest one (HW2) being a radio jet, excited by a massive protostar (~ 15 - $20 M_{\odot}$; Rodríguez et al. 1994) that is highly obscured ($A_V \sim 10^3$ mag; Torrelles et al. 1985). What makes HW2 a unique object is its association with a massive disk-protostar-jet system observed at scales of ~ 1000 AU, with a strong magnetic field, oriented parallel to the radio jet moving at ~ 500 km s $^{-1}$, and powerful water masers (Lada et al. 1981, Patel et al. 2005, Curiel et al. 2006, Jiménez-Serra et al. 2007, Torrelles et al. 2007,

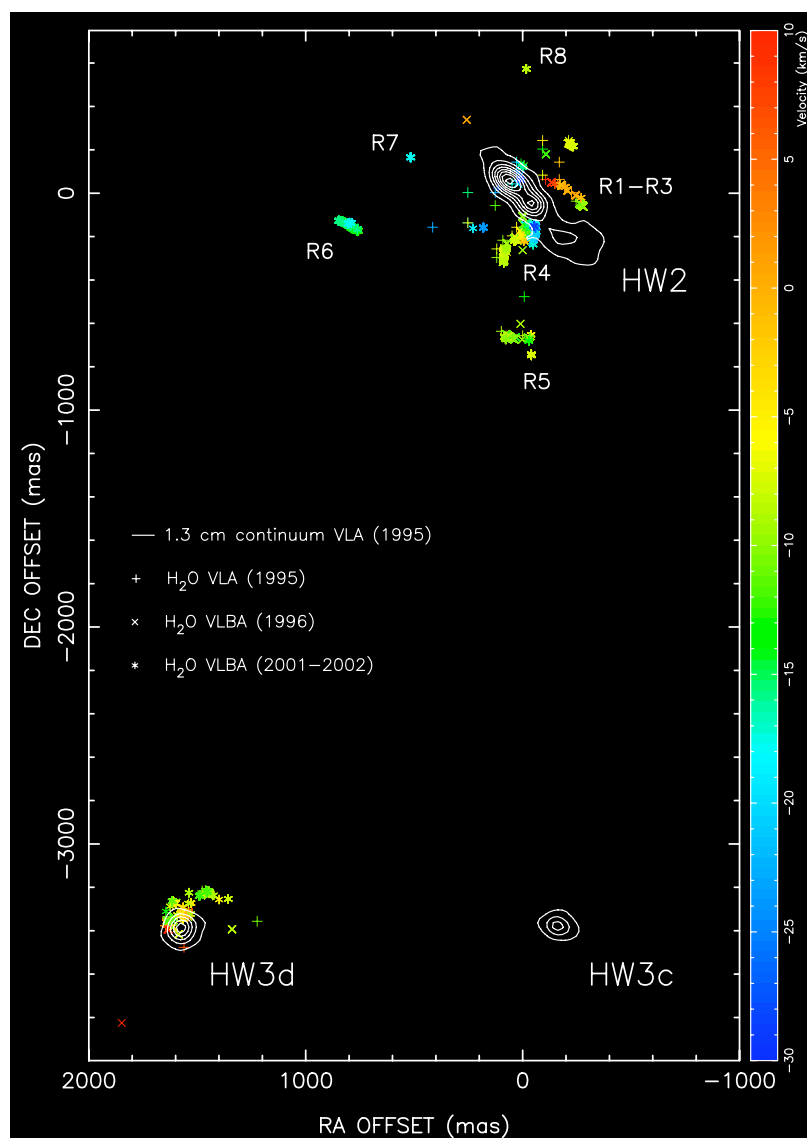


Figure 1. Positions and radial velocities (colour code) of the water masers overlaid onto the 1.3 cm continuum maps of Cepheus A HW2, HW3c, and HW3d. Sub-regions “R” discussed in this paper are numbered. (Figure from Torrelles et al. 2011).

2011, Vlemmings et al. 2010). All these characteristics indicate that the massive HW2 protostar has been formed through an accretion disk, similar to the formation of low-mass stars.

The water maser emission around HW2 has been studied with the Very Large Array (VLA; beam size $\simeq 80$ mas) and with the Very Long Baseline Array (VLBA; beam size ~ 0.4 - 0.5 mas) at nine different epochs (see Torrelles et al. 2001a,b, 2011 for a detailed presentation of the observations and discussion). In Figure 1, we show

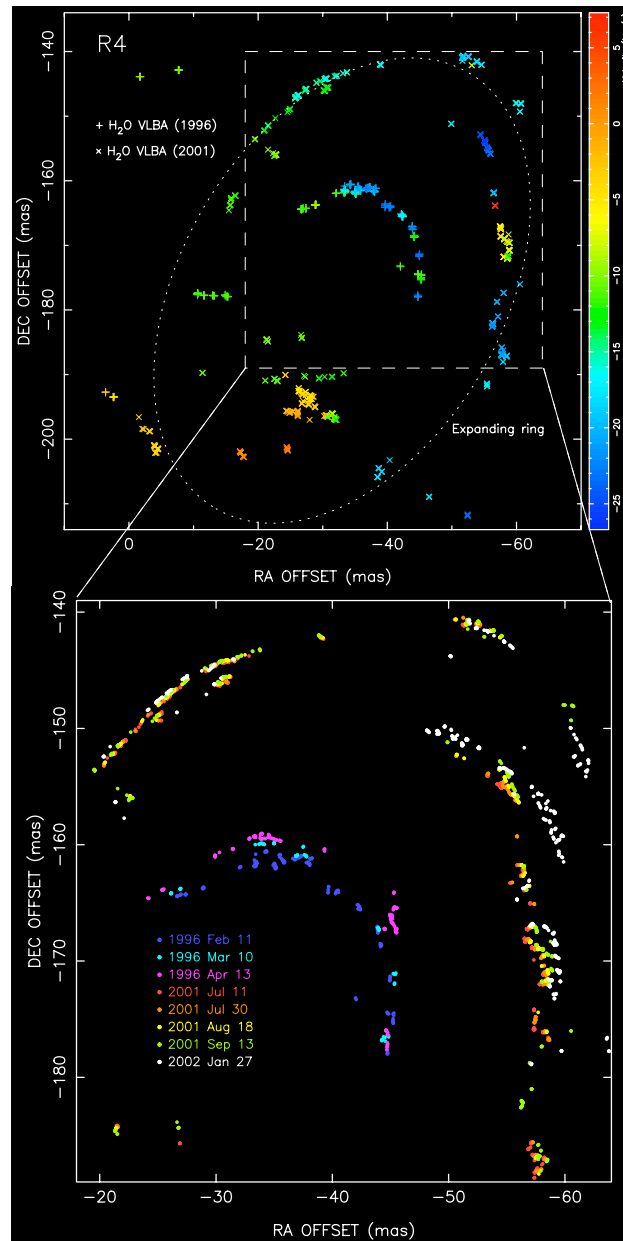


Figure 2. *Upper panel:* Water maser positions measured in sub-region R4 of Cepheus A (see also Figure 1). In this panel only the 1996 Feb 11 and 2001 Sep 13 VLBA epochs are plotted. *Lower panel:* Zoom showing the evolution of the expanding motions in the sky for all the observed VLBA epochs. (Figure from Torrelles et al. 2011).

the position of the water masers, overlaid onto the 1.3 cm continuum map showing the HW2 radio jet, and the nearby HW3c and HW3d objects (located $\sim 3''$ south from

HW2). The VLBA observations revealed that many of the “single” masers observed with the VLA unfold into remarkable linear/arcuate structures of ~ 40 -100 mas size, some of them formed by many linear “microstructures” of a few mas in size. The flattened appearance of these water maser linear “microstructures” and their proper motions indicate that they are originated through shock excitation by winds, as expected from theory (e.g., Elitzur et al. 1992). The different sub-regions where rich structures of masers have been found around HW2 are labelled as R1-R7 in Figure 1.

In particular, the masers of the R4 sub-region trace a nearly elliptical patchy ring of ~ 70 mas size (50 AU) with expanding motions of ~ 15 -30 km s⁻¹ (Figure 2). This expanding ring indicates that it is driven by the wind of a central YSO predicted to be located at a position offset $(-0.03'', -0.18'')$ from HW2. From the size of the ring, and assuming a constant expansion velocity of ~ 15 -30 km s⁻¹, a dynamical age of ~ 4 -8 yr is estimated. From Figure 1, we see that the full morphology of R4 is, however, complex, showing several “shells”, probably produced by multiple ejections in different epochs. The driving source is proposed to be a massive object, to account for the observed very high flux densities of the water masers in this structure (~ 100 Jy). From the literature, there is no known source at the center of the ring. Future very high-sensitivity observations at cm and (sub)mm wavelengths (e.g., e-MERLIN, EVLA, SMA) could help to identify this massive object predicted to be located very close (130 AU) to the HW2 massive protostar.

Another subregion with strong water masers showing high-mass star formation activity is R5, located $\sim 0.6''$ south of HW2. In the 1996 observations, R5 contained a remarkable arc structure of ~ 100 mas size defining a circle of radius ~ 90 mas (60 AU) with an accuracy of $\sim 1/1000$. This structure was expanding at ~ 9 km s⁻¹, and was interpreted as caused by a short-lived episodic spherical wind (dynamical age ~ 30 yr) from a massive object located at the center of the structure. In fact, after the discovery of this water maser structure, Curiel et al. (2002) detected a weak radio continuum source at that position. This maser structure, five years after its first detection, underwent a distortion in its expansion through the circumstellar medium, losing its degree of symmetry. The importance of this result resides in the fact that isotropic ejections of material from YSOs are not predicted by current theories of star formation, since the launching mechanism of mass-loss is believed to be the transformation of rotational energy of the disk into collimated outflows via magnetohydrodynamics (MHD) mechanisms. Since the recognition of this isotropic ejection in R5, other cases have been reported in the literature, with water maser structures tracing expanding motions in multiple directions with respect to a central massive object (e.g., W75N, see §3). These results indicate that non-collimated, episodic ejections of material may occur at the earliest stages of evolution of massive objects. Different scenarios have been considered to explain these phenomena, including that the expanding motions of these isotropic outflows are due to the radiation pressure of a central YSO, or that the water masers are produced in a shocked layer of ambient material around a very young expanding HII region, but both scenarios are considered to be very unlikely (see Torrelles et al. 2003).

The remaining masers of the subregions R1, R2, R3, R6, R7, and R8 (see Figure 1) are interpreted as tracing gas excited by a wide-angle outflow from the HW2 disk-protostar system. This could explain the fact that the R6, R7, and R8 masers are located near the northeastern edge of the HW2 dust/molecular disk observed by Patel et al. (2005), and present expanding motions covering a wide range of directions. In fact, while R6 is moving at ~ 13 km s⁻¹ toward the southeast with a difference in PA of \sim

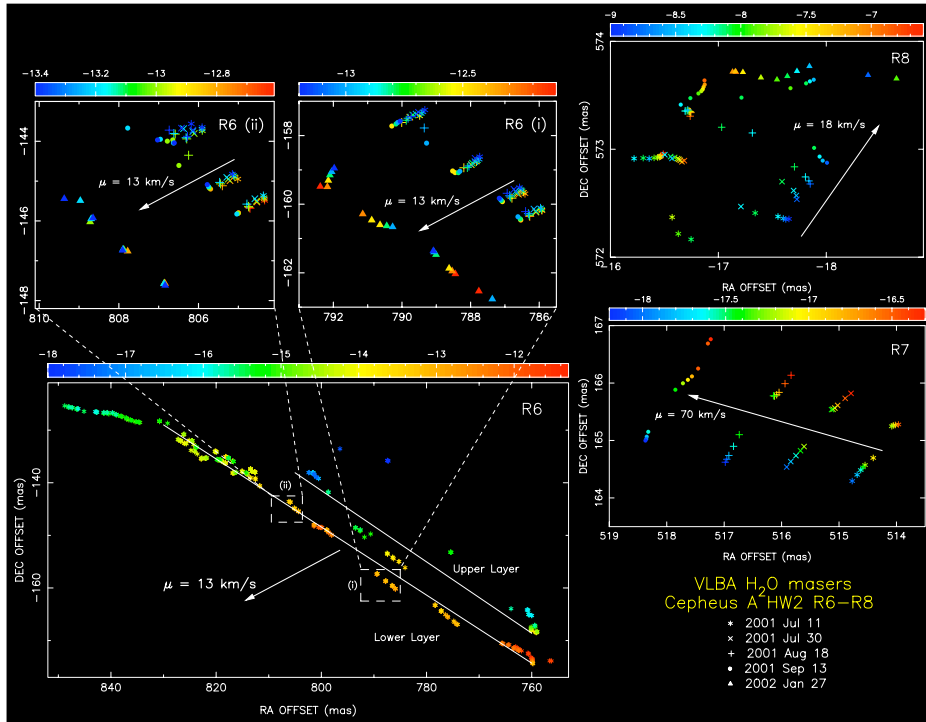


Figure 3. Position and proper motions of the water masers measured in subregions R6, R7, and R8 of Cepheus A (see also Figure 1) through five different epochs. Colour code indicates the LSR radial velocity (km s^{-1}) of the masers. (Figure from Torrelles et al. 2011).

73° with respect to the direction of the HW2 radio jet, R8 is moving at $\sim 18 \text{ km s}^{-1}$ toward the northwest with a difference in PA of $\simeq -80^\circ$. On the other hand, the R7 masers (located in between R6 and R8) have faster motions ($\sim 70 \text{ km s}^{-1}$), moving toward the northeast, along a direction closer to the HW2 radio jet direction, but still with a significant difference in position angle of $\sim 30^\circ$ with respect to the motions of the radio jet (see Figure 3). These characteristics can be explained in a scenario where R6 and R8 are shock fronts from the walls of expanding cavities of the circumstellar gas created by a wide-angle wind from HW2 with outflow opening angle of $\sim 100^\circ$. In this scenario, the R1-R3 masers located in the opposite side, moving at $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ and with a difference in PA of $\simeq -80^\circ$ with respect to the radio jet direction, would represent shocked walls of the southwestern cavities (see Figure 4).

These results imply the simultaneous presence of a wide-angle outflow and a highly collimated jet at a similar physical scale in a massive object, as seen previously in low-mass YSOs (e.g., see Velusamy et al. 2011 and references therein). Different theoretical models have been proposed to explain these two kind of outflows in low-mass YSOs (e.g., “X-wind”, “Disk-wind” models; see Machida et al. 2008), but unfortunately, current observations do not have enough angular resolution and sensitivity to test them. What we are observing now in the massive object HW2 is analogous to what is observed in low-mass objects, further supporting that massive stars form in a

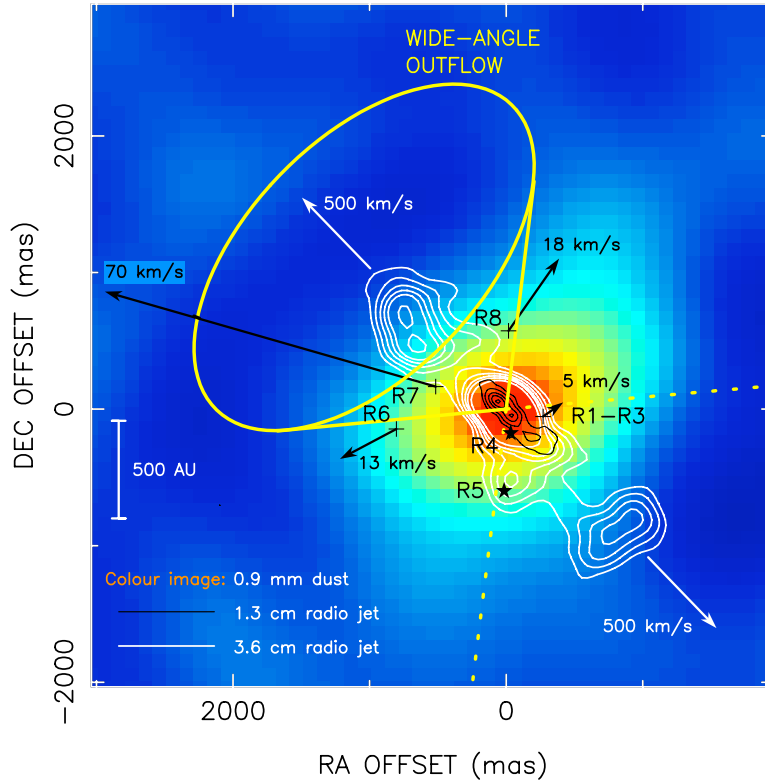


Figure 4. Wide-angle outflow and jet in Cepheus A HW2. The radio jet (opening angle of $\sim 18^\circ$) exhibits ejections in opposite directions, moving away at $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ from the central source, which is surrounded by a dust/molecular disk (Curiel et al. 2002, Patel et al. 2005). R6, R8, and R1-3 trace emission fronts from the shocked walls of expanding cavities, created by the wide-angle wind of HW2 (opening angle of $\sim 102^\circ$). The R7 masers, with motions along an axis at an angle of $\sim 30^\circ$ with respect to the radio jet axis, are excited inside the cavity by the wide-angle wind. They exhibit higher velocity than R6, R8, and R1-3 (which are located at the expanding cavity walls) but lower than the velocity of the jet. The R6, R7, and R8 masers (observed towards the blue-shifted lobe of the 1 arcmin, large-scale bipolar molecular outflow; Gómez et al. 1999) are blue-shifted with respect to the systemic velocity of the circumstellar disk, while R1-3 (observed towards the red-shifted lobe of the large-scale molecular outflow) are red-shifted. The position of the two massive YSOs required to excite the R4 and R5 maser structures are indicated by star symbols (see text). The star associated with R4 is not yet detected. (Figure adapted from Torrelles et al. 2011).

similar way as low-mass stars. In addition, these observations on HW2 should provide important observational constraints for future models trying to reproduce the presence of outflows with different opening angles in high-mass YSOs.

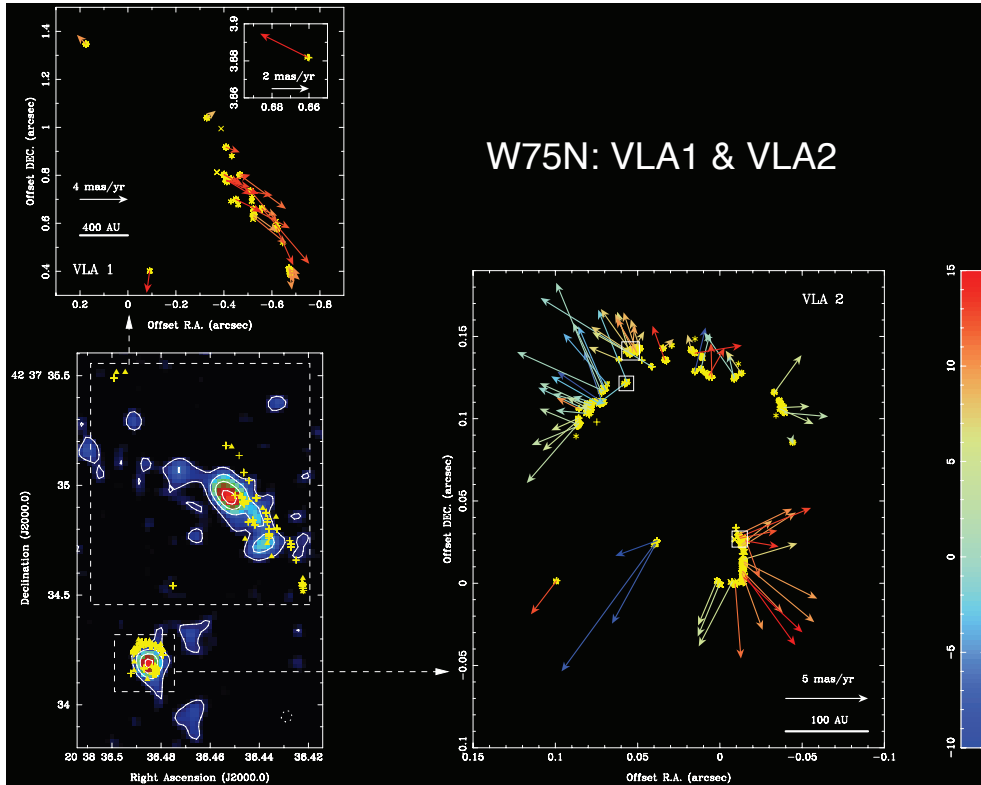


Figure 5. *Bottom left:* Contour map of the 1.3 cm continuum emission of VLA 1 and 2 in W75N. The positions of the H_2O masers detected with the VLA (triangles) and VLBA (plus symbols) are indicated. *Top left and bottom right:* Proper motions of the masers measured with the VLBA in VLA 1 and VLA 2. Color code indicates the LSR velocity of the masers in km s^{-1} . (Figure from Torrelles et al. 2003).

3. W75N

This massive star-forming region contains a large-scale bipolar molecular outflow, mid-infrared, millimeter, and centimeter continuum sources, as well as several maser species (see, e.g., Persi et al. 2006 and Carrasco-González et al. 2010b for a review of the main characteristics of this region). Three of the YSOs (VLA 1, VLA 2, and VLA 3, probably excited by early B-type stars) are located within a region of $\sim 1.5''$ (3000 AU at a distance of 2 kpc) and have been proposed to be at different evolutionary stages. In particular, while in VLA 1 the radio continuum emission and the water masers observed with the VLBA trace a collimated jet at a 2000 AU scale, in VLA 2 the radio continuum source is compact and the water masers move outward in multiple directions at $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$, tracing a shell-like outflow at a 160 AU scale with a dynamical age of $\sim 13 \text{ yr}$ (Figure 5). Since both sources share the same molecular gas environment (they are $\sim 1400 \text{ AU}$ apart in the sky), Torrelles et al. (2003) proposed that the very different degree of outflow collimation in these two sources is not only a consequence of ambient conditions, but probably due to the different evolutionary states of the individual YSOs, with VLA 2 in an earlier stage of evolution than VLA 1 (the VLA 2

non-collimated outflow is observed at a smaller scale in comparison with the highly collimated outflow in VLA 1, which probably excites the large-scale bipolar molecular outflow in the region). These authors also suggest that the VLA 2 outflow could evolve in the future into a collimated jet as the one observed in VLA 1, and in fact, more recent VLBA water maser observations carried out by Surcis et al. (2011) have provided some indications that the formation of a jet might be taking place in VLA 2.

In summary, the VLBA water maser observations in W75N have shown a well differentiated outflow geometry in two close similar YSOs, providing another example of a ~ 100 AU scale non-collimated outflow associated with the early stages of evolution of massive objects. As in the case of R5 and R4 in Cepheus A (§ 2), it is still unclear what is the physical mechanism that produces these kind of “short-lived” non-collimated outflows, opening new challenges to advance in the knowledge of the earliest stages of stellar evolution.

4. Conclusions

VLBI multi-epoch water maser observations are a very powerful tool to study the gas very close to the central engine driving the outflow phenomena associated with massive star formation. With these observations it has been possible to identify new centers of high-mass star formation at scales of ~ 100 AU. In addition, these observations are revealing unexpected phenomena in the earliest stages of evolution of massive objects (e.g., non-collimated “short-lived” outflows in different massive YSOs), and providing new insights in the study of the dynamic scenario of the formation of high-mass stars (e.g., simultaneous presence of a jet and wide-angle outflow in the massive object Cep A HW2, similar to what is observed in low-mass YSOs).

GA, RE, JFG, and JMT acknowledge support from MICINN AYA2008-06189-C03 grant co-funded with FEDER funds.

References

- Anglada, G. 1996, *ASPC*, 93, 3
- Carrasco-González, C., Rodríguez, L. F., Anglada, G., Martí, J., Torrelles, J. M., Osorio, M. 2010a, *Science*, 330, 1209
- Carrasco-González, C., Rodríguez, L. F., Osorio, M., Anglada, G., Martí, J., Torrelles, J. M., Galván-Madrid, R., D’Alessio, P. 2011, *RMxAC*, 40, 229
- Carrasco-González, C., Rodríguez, L. F., Torrelles, J. M., Anglada, G., González-Martín, O. 2010b, *AJ*, 139, 2433
- Curiel, S., Ho, P. T. P., Patel, N. A., Torrelles, J. M., Rodríguez, L. F., Trinidad, M. A., Cantó, J., Hernández, L., Gómez, J. F., Garay, G., Anglada, G. 2006, *ApJ*, 638, 878
- Curiel, S., Trinidad, M. A., Cantó, J., Rodríguez, L. F., Torrelles, J. M., Ho, P. T. P., Patel, N., Greenhill, L., Gómez, J. F., Garay, G., Hernández, L., Contreras, M. E., Anglada, G. 2002, *ApJ*, 564, L35
- Davies, B., Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D., de Wit, W-J. 2010, *MNRAS*, 402, 1504
- Elitzur, M., Hollenbach, D. J., McKee, C. F. 1992, *ApJ*, 394, 221
- Fernández-López, M., Girart, J. M., Curiel, S., Gómez, Y., Ho, P. T. P., Patel, N. 2011, *AJ*, 142, 97
- Garay, G., Ramírez, S., Rodríguez, L. F., Curiel, S., Torrelles, J. M. 1996, 1996, *ApJ*, 459, 193

- Garay, G., Lizano, S. 1999, *PASP*, 111, 1049
- Gómez, J. F., Sargent, A., Torrelles, J. M., Ho, P. T. P., Rodríguez, L. F., Cantó, J., Garay, G. 1999, *ApJ*, 514, 287
- Hughes, V. A., Wouterloot, J. G. A. 1984, *ApJ*, 276, 204
- Imai, H. et al. 2006, *PASJ*, 58, 883
- Jiménez-Serra, I. et al. 2007, *ApJ*, 661, L187
- Lada, C. J., Blitz, L., Reid, M. J., Moran, J. M. 1981, *ApJ*, 243, 769
- Machida, M. N., Inutsuka, S.-i., Matsumoto, T. 2008, *ApJ*, 676, 1088
- Patel, N. A., Curiel, S., Sridharan, T. K., Zhang, Q., Hunter, T. R., Ho, P.T.P., Torrelles, J. M., Moran, J. M., Gómez, J. F. G., Anglada, G. 2005, *Nature*, 437, 109
- Persi, P., Tapia, M., Smith, H. A. 2006, *A&A*, 445, 971
- Reid, M. J., Moran, J. M. 1981, *ARAA*, 19, 231
- Rodríguez, L. F., Garay, G., Curiel, S., Ramírez, S., Torrelles, J. M., Gómez, Y., Velázquez, A. 1994, *ApJ*, 430, L65
- Surcis, G., Vlemmings, W. H. T., Curiel, S., Hutawarakorn Kramer, B., Torrelles, J. M., Sarma, A. P. 2011, *A&A*, 527, 48
- Torrelles, J. M., Ho, P. T. P., Rodríguez, L. F., Cantó, J. 1985, *ApJ*, 288, 595
- Torrelles, J. M., Patel, N., Anglada G., Gómez, J. F., Ho, P. T. P., Cantó, J., Curiel, S., Lara, L., Alberdi, A., Garay, G., Rodríguez, L. F. 2003, *ApJ*, 598, L115
- Torrelles, J. M., Patel, N. A., Curiel, S., Estalella, R., Gómez, J. F., Rodríguez, L. F., Cantó, J., Anglada, G., Vlemmings, W., Garay, G., Raga, A. C., Ho, P. T. P. 2011, *MNRAS*, 410, 627
- Torrelles, J. M., Patel, N. A., Curiel, S., Ho, P. T. P., Garay, G., Rodríguez, L. F. 2007, *ApJ*, 666, L37
- Torrelles, J. M., Patel, N., Gómez, J. F., Ho, P. T. P., Rodríguez, L. F., Anglada, G., Garay, G., Greenhill, L., Curiel, S., Cantó, J. 2001a, *Nature*, 411, 277
- Torrelles, J. M., Patel, N., Gómez, J. F., Ho, P. T. P., Rodríguez, L. F., Anglada, G., Garay, G., Greenhill, L., Curiel, S., Cantó, J. 2001b, *ApJ*, 560, 853
- Velusamy, T., Langer, W. D., Kumar, M. S. N., Grave, J. M. C. 2011, *ApJ*, 741, 60
- Vlemmings, W. H. T. et al. 2010, *MNRAS*, 404, 134
- Zapata, L. A., Ho P. T. P., Schilke, P., Rodríguez, L. F., Menten, K., Palau, A., Garrod, R. T. 2009, *ApJ*, 698, 1422

PRESENTACIÓN ORAL

Búsqueda de *bow shocks* estelares: primera versión del catálogo E-BOSS

C.S. Peri^{1,2}, P. Benaglia^{1,2}, D. P. Brookes³, I. R. Stevens³ & N. Isequilla²

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía, CCT-La Plata (CONICET), C.C.5 (1894) Villa Elisa, Argentina

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata

(3) School of Physics and Astronomy, University of Birmingham, Edgbaston, Birmingham B15 2TT, UK

Abstract. Stellar bow shocks produced by early-type runaway stars have been studied in small numbers. We developed a systematic search using the newest infrared data available. We studied one group of stars with already detected bow shocks to improve and analyse new infrared data, and also another group of OB runaway stars. We produce a catalogue of 28 bow shock candidates, calculate some observable parameters and obtain statistics related to spectral types, velocities and mass loss rate, among others. We expect to obtain new results with, for example, the inclusion of more spectral types, and with upcoming infrared data.

Resumen. Los conocidos *bow shocks* estelares, estructuras producidas por estrellas tempranas de alta velocidad, han sido estudiados previamente pero no existen grandes listas de ellos hasta el momento. Hemos llevado a cabo una búsqueda sistemática utilizando los datos infrarrojos públicos más modernos que existen. Estudiamos, por un lado, un grupo de estrellas con *bow shocks* ya detectados haciendo una comparación con los nuevos datos. Por otro lado, analizamos un grupo de estrellas OB de alta velocidad. Producimos un catálogo de 28 candidatos a *bow shock*, calculamos varios parámetros observables, y realizamos estadística sobre los tipos espectrales, velocidades y pérdida de masa, entre otros. Esperamos obtener más resultados con la inclusión de más tipos espectrales, y con la publicación de nuevos datos en el infrarrojo.

1. Introducción

Los *bow shocks* estelares son generados por estrellas tempranas de alta velocidad (*runaway*) que poseen fuertes vientos y perturban el medio por donde se mueven. Dos mecanismos se han planteado para el origen de estas altas velocidades. Uno es el escenario de supernova binaria (Zwicky 1957, Blaauw 1961) y el otro es el de eyección dinámica (ver por ej. Gies y Bolton 1986). Ambos parecieran estar activos en la actualidad. Muy recientemente, Tetzlaff y cols. (2010) publicaron una extensa base de datos

de estrellas de alta velocidad. Los autores, utilizando el catálogo Hipparcos (Perryman 1997), generaron una lista de alrededor de 2500 candidatas a estrellas de alta velocidad.

Van Buren y McCray (1988) presentaron 15 candidatos a *bow shock* detectados con datos de IRAS. Van Buren y cols. (1995) y Noriega-Crespo y cols. (1997) (NC-97) reanalizaron los datos. Brown y Bomans (1995) encontraron emisión H_{α} en 8 *bow shocks* de Van Buren y cols. (1995).

Se han hallado *bow shocks* estelares en regiones de formación estelar, estrellas binarias de rayos X, asociaciones OB, entre otros (Povich y cols. 2008, Kobulnicky y cols. 2010, Arnal y cols. 2011, etc.) Un caso especial es el generado por la estrella O4fI BD +43° 3654 (Comerón y Pasquali, 2008). Benaglia y cols. (2010) reobservaron la zona en radio con el VLA. Obtuvieron por primera vez un índice espectral no térmico para este tipo de objeto y estimaron la emisión esperada en altas energías del espectro electromagnético.

Actualmente no se tiene una idea clara de las condiciones que deben darse para detectar un *bow shock* y se estudia bajo qué circunstancias se formarían o no. Tampoco se sabe cuán frecuente es la emisión no térmica. Para clarificar estas y otras cuestiones hemos construido un catálogo de *bow shocks* estelares (E-BOSS, Extensive stellar BOW Shock Survey); las características principales se resumen en el presente artículo.

2. Modelos físicos y procesos radiativos

Las estrellas de alta velocidad se mueven a través del medio interestelar con velocidades supersónicas. Ésto produce ondas de choque que modifican los parámetros del medio y generan procesos radiativos. Por ejemplo, las ondas de choque calientan el polvo y éste luego emite fotones en el infrarrojo.

Se han desarrollado modelos analíticos y numéricos sobre los *bow shocks*. Wilkin (1996) encontró soluciones exactas para la forma, densidad y velocidad del material que forma el *bow shock*, en el caso de capa delgada. Luego agregó gradientes de densidad en el medio y vientos estelares irregulares. Dgani y cols. (1996a, 1996b) estudiaron distintos casos de inestabilidad. Comerón y Kaper (1998) desarrollaron un modelo semianalítico, mediante simulaciones numéricas; encontraron que los *bow shocks* pueden ser estables, inestables, formarse en capas, o no formarse. Para mejorar los modelos y contrastarlos con las observaciones, se necesita una cantidad considerable de objetos detectados.

3. Confección del catálogo E-BOSS

3.1. Muestra inicial

Para producir el E-BOSS tuvimos en cuenta los siguientes puntos: (i) buscamos estructuras en IR en los alrededores de estrellas tempranas de alta velocidad que poseen fuertes vientos y contribuyen al calentamiento del polvo, y (ii) consideramos estrellas con distancias menores a 3 kpc, que deberían tener *bow shocks* más brillantes.

Separamos la muestra de búsqueda en dos grupos. El primero reúne una cantidad de estrellas a las cuales ya se les ha vinculado algún tipo de estructura en emisión en infrarrojo. La lista fue tomada de NC-97, tiene 56 objetos y la hemos llamado Grupo 1. Luego tomamos un conjunto de candidatas a estrellas de alta velocidad, de las cuales

se espera que generen *bow shocks*. Las tomamos de Tetzlaff y cols. (2010). Son 244 estrellas tempranas, y llamamos a esta lista Grupo 2.

3.2. Recolección de datos

Utilizamos el servicio NASA/IPAC Infrared Science Archive (<http://irsa.ipac.caltech.edu/>), para proveernos de los datos IR. Obtuvimos datos de MSX (Midcourse Space Experiment), Spitzer GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Midplane Survey Extraordinaire), y WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer). Estos últimos son los datos en infrarrojo públicos de mejor calidad disponibles al momento.

Para analizar datos en radio, utilizamos los de NRAO/VLA Sky Survey (NVSS, Condon y cols. 1998). Esta búsqueda arrojó tres fuentes bien correlacionadas con la emisión en infrarrojo, además del ya estudiado caso de BD +43° 3654. Por otra parte, investigamos en el óptico imágenes H_α de los relevamientos VTSS (Dennison y cols. 1997) y de SHASA (Gaustad y cols. 2001). No encontramos ninguna estructura semejante a las observadas en infrarrojo.

4. Resultados

En el grupo 1, un 55 % de los objetos tienen datos en MSX, un 77 % en WISE y sólo 2 objetos en Glimpse, que no aportaron resultados positivos. Encontramos *bow shocks*, una gran variedad de estructuras, y casos donde no había ningún tipo de emisión cerca de las estrellas. Hallamos 18 *bow shocks* en total (3 en MSX, 15 en WISE). De ellos, 4 son nuevos respecto a NC-97. En el grupo 2, 164 estrellas tienen datos en WISE. De esas 164, encontramos 17 candidatos a *bow shock* (7 de ellos forman parte del grupo 1).

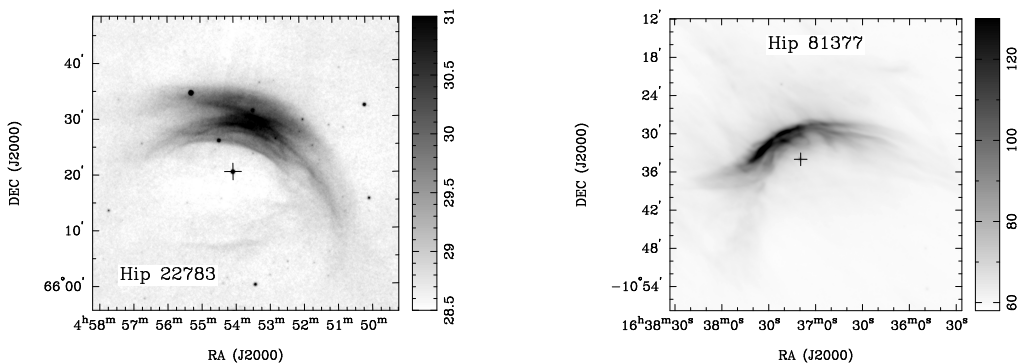


Figura 1. *Izquierda:* Imagen de α Cam obtenida con WISE, en $22.2 \mu\text{m}$.
Derecha: Lo mismo, para ζ Oph.

La lista completa es de 28 candidatos a *bow shocks*. Hemos realizado un análisis estadístico sobre varios parámetros de las estrellas, *bow shocks* y medio interestelar, pero no hemos hallado ninguna tendencia clara.

5. Conclusiones y perspectivas

El E-BOSS resulta hasta la fecha el mayor catálogo de *bow shocks*, logrado a partir de análisis sistemáticos. En el caso del grupo 1, hemos podido mejorar los resultados previos y además hallar *bow shocks* no reportados. En el caso del grupo 2, alrededor de un 10% de los objetos presentaron un candidato a *bow shock*. Ésto confirma la hipótesis de que muchas estrellas de alta velocidad generan estas estructuras. Todavía queda abierta la discusión de porqué un *bow shock* puede no formarse, o, si se formó, por qué no se detecta. Puede pasar que la estrella se mueva en un medio poco denso, que la inclinación de la velocidad respecto al plano del cielo no sea la adecuada, que la velocidad sea extremadamente alta (y directamente no se forme), que haya confusión con fuentes muy intensas, entre otras cosas. Hemos encontrado que existen todo tipo de *bow shocks* con diferentes formas y estructuras: en capas, con emisión irregular en intensidad, que pueden no estar alineados con la velocidad estelar, etc.

En un próximo paso, extenderemos el estudio a otros tipos espectrales y agregaremos los *bow shocks* mencionados en la sección Introducción a fines de completar la muestra, junto con nuevos datos infrarrojos de WISE que aún no han sido publicados.

Agradecimientos. C.S.P. and P.B. agradecen a fondos del PICT ANPCyT PICT-2007/00848.

Referencias

- Arnal, M.E., Cichowolski, S., Pineault, S., Testori, J.C., Cappa, C. 2011, A&A, 532, A9
 Benaglia, P., Romero, G.E., Martí, J., Peri, C.S., Araudo, A.T. 2010, A&A, 517, L10
 Blaauw, A. 1961, BAN, 15, 265
 Brown, D. & Bomans, D.J. 2005, A&A, 439, 183
 Comerón, F. & Pasquali, A. 2007, A&A, 467, L23
 Condon, J.J., Cotton, W.D., Greisen, E.W., et al. 1998, AJ, 115, 1693
 Dennison, B., Topasna, G., Simonetti, J.H., 1997, ApJ, 474, L31
 Dgani, R., Van Buren, D., Noriega-Crespo, A. 1996a, ApJ, 461, 927
 Dgani, R., Van Buren, D., Noriega-Crespo, A. 1996b, ApJ, 461, 372
 Gaustad, J.E., McCullough, P.R., Rosing, W., Van Buren, D., 2001, PASP, 113, 1326
 Gies, D.R. & Bolton, C.T. 1986, ApJSS, 61, 419
 Kobulnicky, H.A., Gilbert, I.J., Kiminki, D.C. 2010, ApJ, 710, 549
 Noriega-Crespo, A., Van Buren, D., Dgani, R. 1997, AJ, 113, 780
 Perryman, M.A.C., Lindegren, L., Kovalevsky, J. et al. 1997, A&A, 323, L49
 Povich, M.S., Benjamin, R.A., Whitney, B.A. et al. 2008, ApJ, 689, 242
 Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., Hohle, M.M. 2010, MNRAS 410, 190
 Van Buren, D. & McCray, R. 1988, ApJ, 329, L93
 Van Buren, D., Noriega-Crespo, A., Dgani, R. 1995, AJ, 110, 2914
 Wilkin, F.P. 1996, ApJ, 459, L31
 Zwicky, F. 1957, *Morphological Astronomy*, SpringerVerlag, Berlin

PRESENTACIÓN MURAL

Study of the interstellar medium around the supernova remnant G27.8+0.6

A. Petriella^{1,2}, E. Giacani^{1,3} & S. Paron^{1,3}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (CONICET - UBA)*

(2) *CBC, UBA*

(3) *FADU, UBA*

Abstract. The supernova remnant G27.8+0.6 has been classified as a plerion, as it presents in the radio band a filled center with polarized emission and flat spectrum. The remnant lies inside the error box of the γ -ray source EGRJ1838-0420 but the origin of the γ emission still remains unclear. In this work, we studied the interstellar medium around G27.8+0.6. From the distribution of the molecular gas, we found a molecular cloud that presents morphological signatures of interaction with the remnant. This interaction points to a possible hadronic origin for the γ -ray emission.

Resumen. El remanente de supernova G27.8+0.6 pertenece al grupo de los pleriónicos ya que presenta en la banda de radio un centro lleno con emisión polarizada y espectro chato. El mismo se halla dentro de la caja de error de la fuente γ EGRJ1838-0420, pero el origen de la emisión γ es aún incierto. En este trabajo, se estudió el medio interestelar alrededor de G27.8+0.6. Se encontró una nube molecular cuya morfología indica una probable interacción con el remanente. Esta interacción sugiere un posible origen hadrónico para la emisión γ .

1. Introduction

The supernova remnant (SNR) G27.8+0.6 (hereafter G27) was classified as a plerionic type, as it presents in the radio band a filled center with polarized emission and a flat non-thermal spectral index $\alpha \sim -0.3$ ($S_\nu \propto \nu^\alpha$) (Reich et al. 1984). These characteristics suggest the presence of a pulsar powering the source, in this case yet unidentified. In Fig. 1, we show an image extracted from the Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey (MAGPIS) of the radiocontinuum emission at 20 cm toward G27. The morphology is far from circular and presents flat borders. The SNR was observed in the X-ray band by the *XMM-Newton* telescope but no diffuse emission was detected (Misanovic et al. 2010). G27 lies in the error box of the EGRET γ -ray source EGRJ1838-0420 (Casandjian & Grenier 2008) but the connection between them is still uncertain.

We studied the interstellar medium around G27.8+0.6 to search for evidences of inhomogeneities that may have affected the expansion of the SNR shock front.

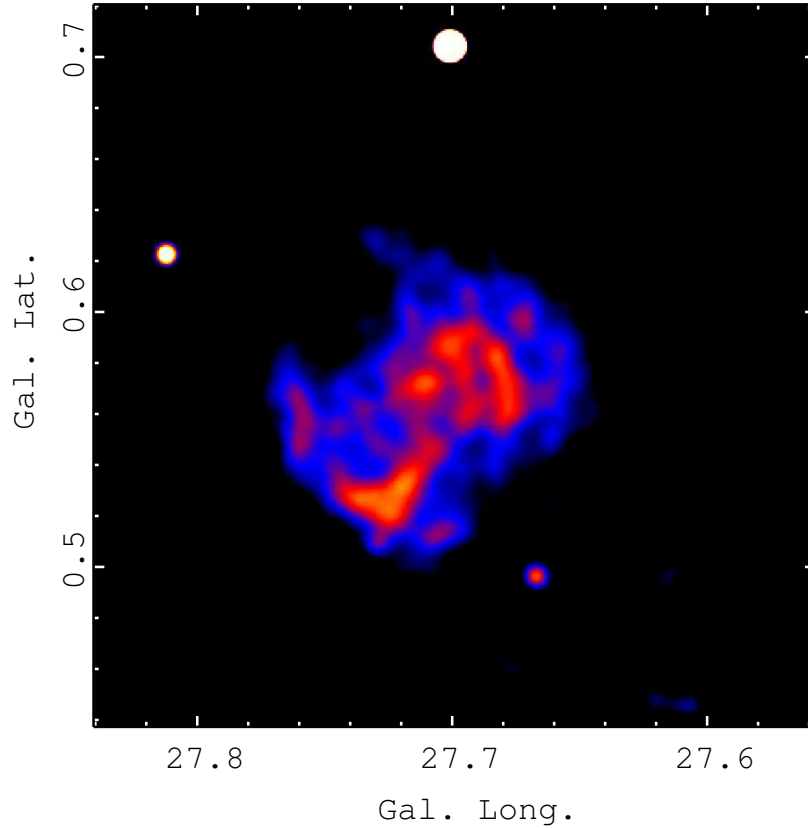


Figure 1. Image of the radiocontinuum emission at 20 cm toward the SNR G27.8+0.6 extracted from the MAGPIS.

2. The interstellar medium

We investigated the distribution of the neutral and molecular gas in the surroundings of G27, looking for morphological signatures of material associated with the SNR. The HI data were extracted from the VLA Galactic Plane Survey (VGPS, Stil et al. 2006) which maps the HI 21 cm line emission with angular and spectral resolutions of $1'$ and 1.3 km s^{-1} , respectively. For the molecular gas, we used data of the Galactic Ring Survey (GRS, Jackson et al. 2006), which maps the Galactic ring in the $^{13}\text{CO J}=1-0$ line with angular and spectral resolutions of $46''$ and 0.2 km s^{-1} , respectively.

For both neutral and molecular gas, we analyzed their respective data cubes in the whole velocity range. Regarding the neutral gas, we did not find any unambiguous identification of associated gaseous structures. For the molecular gas, we found material probably related to G27 in the range between 88 and 98 km s^{-1} (all velocities are referred to the local standard of rest). In Fig. 2, we show the contours of the CO emission integrated in this velocity range with the radiocontinuum emission of the remnant at 20 cm. We can see a molecular cloud (MC) delineating one of the flat borders of the SNR. Its shape can be approximated by an ellipse with semi-axes $\sim 6' \times 3'$. We found no other molecular emission associated with the remnant in this velocity range. The morphological coincidence between the MC and G27 suggests an association between them.

To estimate the characteristic parameters of the MC we need to know its distance. By adopting 93 km s^{-1} as the systemic velocity of the MC, the corresponding near and far kinematic distances are 5.5 and 9.5 kpc , respectively. If the cloud is interacting

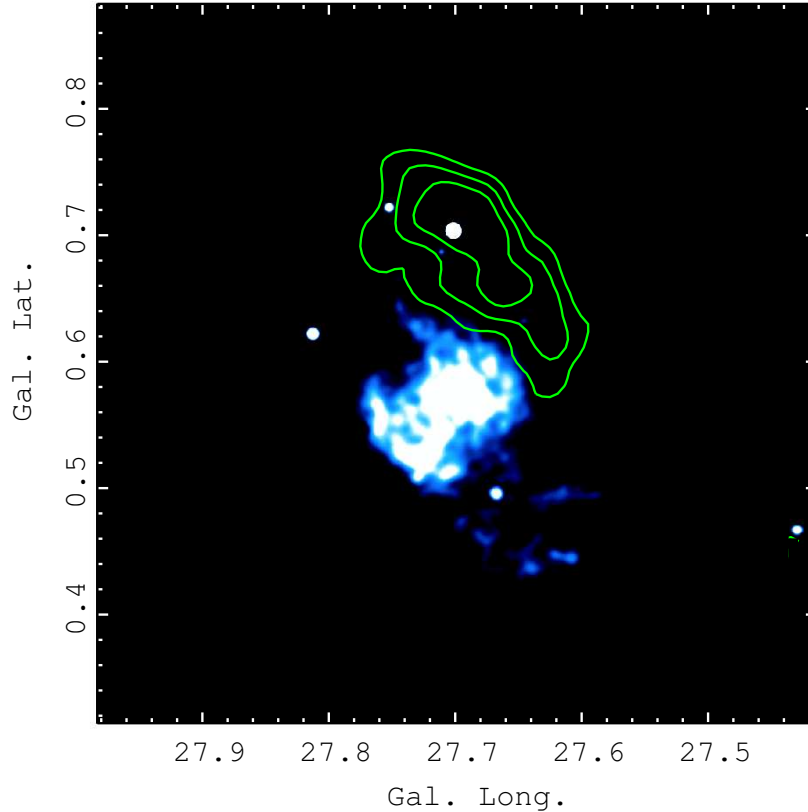


Figure 2. Radiocontinuum emission of G27.8+0.6 at 20 cm with contours of the emission of the ^{13}CO J=1–0 line integrated between 88 and 98 km s^{-1} . The contour levels are 1, 1.5 and 2 $\text{km s}^{-1} \text{K}^{-1}$.

with the SNR, both of them should be at the same distance. The only estimate of the distance of G27 was done by Reich et al. (1984) using the $\Sigma - D$ relation, who obtained a distance between 1.9 and 2.3 kpc. This method is known to have large dispersion, but since we lack any additional discriminator, we adopted the nearest value of 5.5 kpc for the MC and the SNR. At this distance, the cloud has a size of $\sim 9.6 \text{ pc} \times 4.8 \text{ pc}$. To estimate its mass and density, we assumed local thermodynamic equilibrium (LTE), an excitation temperature of 10 K for the ^{13}CO J=1–0 line, and a CO abundance of $N(\text{H}_2)/N(^{13}\text{CO}) \sim 5 \times 10^5$ (Simon et al. 2001). Thus, we obtained a mass of $\sim 2000 M_{\odot}$ and a density of $\sim 70 \text{ cm}^{-3}$.

3. Summary

We studied the interstellar medium around the SNR G27.8+0.6. We found a molecular cloud with morphological signatures of interaction with one of the flat borders of the remnant. The fact that the other flat border of G27 has no associated interstellar matter may indicate that the inhomogeneities in the ISM are not the only factor affecting the evolution and morphology of this SNR. Although the calculated density of the MC is not high, the interaction with the shock front of G27 points to a probable hadronic origin for the EGRET γ -ray source EGRJ1838-0420. Further observations of higher density tracers will provide more accurate mass and density estimates.

Acknowledgments. This research was partially supported by Argentina Grants awarded by CONICET, ANPCYT and University of Buenos Aires (UBACYT).

References

- Casandjian, J.M. & Grenier, I.A. 2008, *A&A*, 489, 849
Jackson, J.M., Rathborne, J.M., Shah, R.Y., et al. 2006, *ApJS*, 163, 145
Misanovic, Z., Kargaltsev, O. & Pavlov, G.G. 2010, *A&A*, 725, 931
Reich, W., Furst, E. & Sofue, Y. 1984, *A&A*, 133, L4
Simon, R., Jackson, J.M., Clemens, D.P., Bania, T.M. & Heyer, M.H. 2001, *ApJ*, 551, 747.
Stil, J.M., Taylor, A.R., Dickey, J.M., et al. 2006, *AJ*, 132, 1158

PRESENTACIÓN MURAL

Formación estelar en Sh2-196

M. C. Martín¹, C. E. Cappa^{1,2}, S. Cichowolski³ & R. Zinn¹

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(3) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, CONICET, Argentina

Abstract. We have confirmed that active star formation is taking place in the environs of the HII region Sh2-196. We found that, at least, two infrared sources are massive young stellar object candidates. One of them coincides with the SCUBA source JCMTS J025131.0+620848 (associated with IRAS02475+6156), while the other coincides with the source MSX 136.4463+02.4685, which is probably a compact HII region.

The presence of young stellar object (YSO) candidates projected onto the molecular gas and dust related to the nebula, suggests that the star formation may have been triggered by the expansion of the nebula.

Resumen.

En este trabajo se confirma que en el medio cercano a la región HII Sh2-196 hay formación estelar activa. Al menos dos fuentes infrarrojas son candidatos a objetos estelares jóvenes masivos, uno coincidente con la fuente SCUBA JCMTS J025131.0+620848 (asociada con IRAS02475+6156) y el otro coincidente con la fuente MSX G136.4463+02.4685, la cual es probablemente una región HII compacta.

La presencia de candidatos a objetos estelares jóvenes proyectados sobre el gas molecular y el polvo relacionado a la nebulosa, sugiere que la formación estelar pudo haber sido desencadenada por la expansión de la región HII sobre el medio circundante.

1. Introducción

Sh2-196 es una región HII de 7' de diámetro ubicada en el brazo de Perseo a una distancia de 4.1 kpc (Blitz & Fich 1984). Russeil y col. (2007) identificaron una estrella de tipo espectral O9.5V como estrella excitatriz de la región. Blitz y col. (1982) detectaron gas molecular asociado a la región a -45.1 km/s, compatible con la velocidad del gas ionizado (-48.1 km/s, Fich y col. 1990).

En este trabajo examinamos la presencia de regiones de formación estelar ubicadas en el entorno de la región HII Sh2-196, buscando candidatos a objetos estelares jóvenes (*young stellar objects*, YSOs), y analizamos su correlación con el gas molecular y el polvo interestelar en la región.

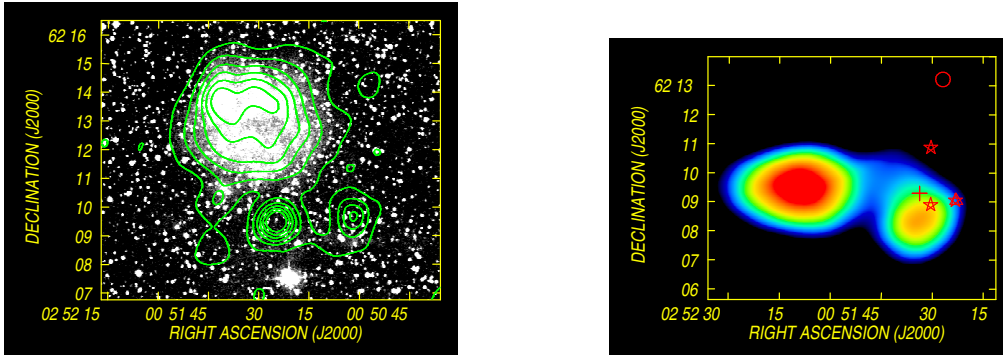


Figura 1. *Izquierda:* Imagen óptica de Sh2-196 (DSS2R) con contornos superpuestos de la emisión de continuo en 1420 MHz.

Derecha: Distribución espacial de la línea molecular de $^{12}\text{CO}(1-0)$ a velocidades $[-48, -41] \text{ km s}^{-1}$ (en escala de colores). Las fuentes infrarrojas candidatas a YSOs se indican con diferentes símbolos: Círculo: IRAS 02474+6200, candidata a región HII compacta; Cruz: IRAS 02475+6156; Estrellas: fuentes 2MASS candidatas a YSOs masivas; Triángulo: fuente MSX candidata a región HII ultracompacta (y coincidente con una de las tres fuentes 2MASS candidata a objeto joven masivo).

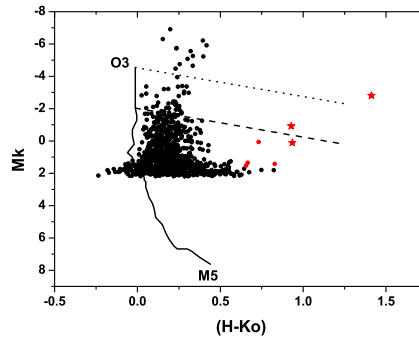


Figura 2. Diagrama color-magnitud de las fuentes 2MASS en la región, asumiendo una distancia de 4.1 kpc. Las rectas punteada y cortada corresponden al enrojecimiento de estrellas de secuencia O3 y B0, respectivamente. Las siete fuentes candidatas a YSOs se grafican en rojo, y las tres fuentes más rojas y masivas se grafican con símbolos estelares.

2. Emisión en el continuo de radio y en líneas moleculares

El panel izquierdo de la Figura 1 muestra la imagen DSS2R de Sh2-196 en escala de grises, y el continuo de radio en 1420 MHz con curvas de nivel. Los datos del continuo de radio fueron obtenidos del relevamiento CGPS (resolución angular: $1'$). La región HII se detecta como una débil radiofuente con una densidad de flujo de $259 \pm 30 \text{ mJy}$ en 1420 MHz. La densidad electrónica y la masa ionizada estimadas son $\approx 12 \text{ cm}^{-3}$ y $85 M_{\odot}$, respectivamente.

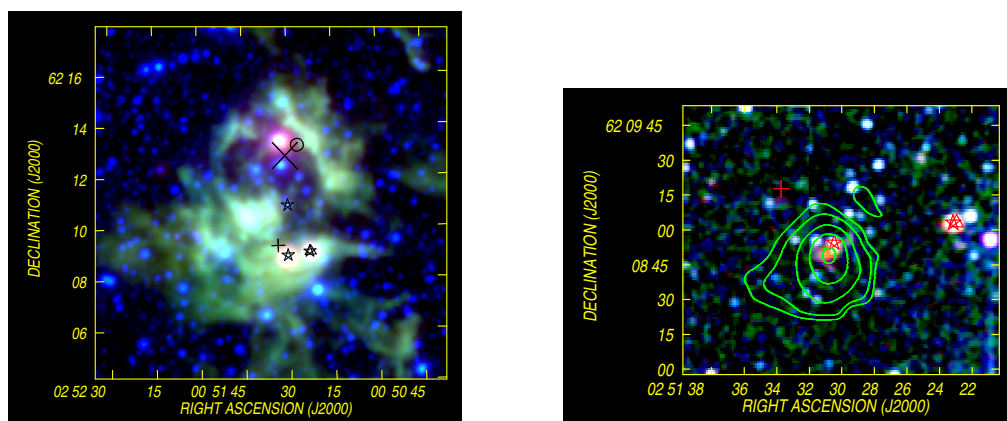


Figura 3. *Izquierda:* Imagen RGB de las bandas en $4.6\mu\text{m}$ (azul), $12\mu\text{m}$ (verde) y $22\mu\text{m}$ (rojo) de WISE, con superposición de las fuentes candidatas a YSOs. La cruz grande señala el centro de la nebulosa óptica.

Derecha: Detalle de la región de formación estelar en el sector sur de la nebulosa en imagen RGB de las bandas J (azul), H (verde) y K_s (rojo) de 2MASS. Las líneas de contorno muestran la emisión en $850\mu\text{m}$ de la fuente SCUBA JCMTS J025131.0+620848.

El panel derecho de la Figura 1 muestra la distribución de la emisión de la línea $^{12}\text{CO}(1-0)$, según datos obtenidos con el radiotelescopio del Five College Radio Astronomical Observatory (resolución angular $45''$), en el intervalo de velocidades $[-48, -41]$ kms^{-1} . El gas molecular bordea la parte sur de la región HII. La masa molecular total es de $\approx 1400 M_{\odot}$. El grumo molecular de menor intensidad, centrado en $(2^{\text{h}}52^{\text{m}}35^{\text{s}}, -62^{\circ}8'30'')$, coincide parcialmente con la región de emisión en el continuo de radio centrada en $(2^{\text{h}}52^{\text{m}}24^{\text{s}}, -62^{\circ}9'30'')$.

3. Formación estelar

Para identificar fuentes candidatas a YSOs se utilizaron los catálogos de fuentes puntuales infrarrojas IRAS, MSX y 2MASS. La identificación se realizó siguiendo los criterios de Junkes y col. (1992) para las fuentes IRAS, Lumsden y col. (2002) para las fuentes MSX, y Lada & Adams (1992) para las fuentes 2MASS. Se encontraron dos fuentes IRAS candidatas a YSOs, una fuente MSX y siete candidatas 2MASS por medio del diagrama color-color. La Figura 2 muestra el diagrama color-magnitud de las fuentes 2MASS, indicándose con color rojo las candidatas a YSOs. Las tres fuentes más enrojecidas y masivas halladas en este diagrama, se dibujan en las demás figuras.

En el panel derecho de la Figura 1 se observa que varias fuentes candidatas a YSOs están proyectadas sobre el grumo de gas molecular de menor intensidad. La candidata a región HII compacta, IRAS 02474+6200, se encuentra proyectada sobre la parte central de Sh2-196.

El panel izquierdo de la Figura 3 muestra una imagen RGB de las emisiones en tres bandas de WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer): la predominantemente estelar en la banda $4.6\mu\text{m}$, y las emisiones principalmente provenientes del polvo interestelar, en las bandas a $12\mu\text{m}$ y $22\mu\text{m}$. Dos fuentes 2MASS candidatas a objetos masivos y la

fuentes MSX candidatas a región HII ultracompacta se observan proyectadas sobre dos grupos intensos de polvo.

El panel derecho de la Fig. 3 muestra un detalle de la región de intensa emisión detectada con WISE en las bandas J , H y K_s de 2MASS (imagen RGB). La nebulosidad detectada en estas bandas corresponde a la fuente extendida 2MASX 02513047+6208547. Coincidente con esta nebulosidad, se encuentra el centro de la emisión en $850\mu\text{m}$ de la fuente SCUBA J025131.0+620848, mostrada en la Figura con líneas de contorno. Una de las tres fuentes 2MASS candidatas a objetos masivos se encuentra proyectada cerca de la fuente SCUBA.

La presencia de YSOs coincidentes con la región de emisión en el continuo de radio centrada en ($2^{\text{h}}52^{\text{m}}24^{\text{s}}$, $-62^{\circ}9'30''$) indica la existencia de estrellas jóvenes masivas fotodisociando el gas molecular e ionizando el gas neutro.

4. Conclusiones

Hemos estudiado el entorno de la región HII Sh2-196 con el fin de investigar la presencia de gas molecular y de evidencias de formación estelar activa. Este estudio ha mostrado la existencia de signos de formación estelar reciente en el borde de Sh2-196 coincidentes con la nube molecular que rodea el sector sur de la región HII, sugiriendo que la formación estelar podría haberse desencadenado por la expansión de Sh2-206 a través de los procesos de *collect and collapse* o *Radiative Driven Implosion (RDI)* (ver Deharveng y col. 2005). La aplicación del modelo analítico de Whitworth y col. (1994) sugiere que no estarían dadas las condiciones para el proceso de *collect and collapse*. Más estudios deben llevarse a cabo para investigar la factibilidad del mecanismo RDI.

Agradecimientos. Agradecemos los comentarios del árbitro que ayudaron a enriquecer esta presentación. Este proyecto fue parcialmente financiado por CONICET, Argentina, a través de los PIP-02488 y PIP 1299, subsidio de UNLP 11/G093 y UBACyT 200200902000039.

Referencias

- Blitz, L., Fich, M. & Stark, A. 1982, ApJS, 49, 183
Deharveng, L., Zavagno, A., Caplan, J., 2005, A&A, 433, 565.
Fich, M., Dahl, G.P., Treffers, R.R., 1990, AJ, 99, 622
Junkes, N., Fürst, E., & Reich, W. 1992, A&A, 261, 289
Lada, C.J. & Adams, F.C., 1992, ApJ, 393, 278
Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D. & Richards, D., 2002, MNRAS, 336, 621.
Russeil, D., Adami, C., Georgelin, Y.M., 2007, A&A, 470, 161.
Whitworth, A.P., Batthal, A.S., Chapman, S.J., Disney, M.J., Turner, J.A., 1994, MNRAS, 268, 291.

PRESENTACIÓN ORAL

A kinematic study of the giant star-forming region 30 Doradus

S. Torres-Flores¹, R. Barbá^{1,2}, J. M. Apellániz³, M. Rubio⁴ & G. Bosch⁵

(1) *Departamento de Física, Universidad de La Serena, Chile*

(2) *ICATE-CONICET, San Juan, Argentina*

(3) *Instituto de Astrofísica de Andalucía-CSIC, Spain*

(4) *Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Chile*

(5) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP, Argentina*

Abstract.

We present, for the first time, an optical spectroscopic data cube of the giant star-forming region 30 Doradus, obtained with the GIRAFFE on the VLT at Paranal Observatory. The main emission lines present in this data cube correspond to $H\alpha$, [NII] 6548 Å and [NII] 6584 Å. By using this data set, we found that $H\alpha$ presents from simple to multiple profiles, which suggests that different physical mechanisms act in different ways on the excited gas in 30 Doradus. We found, at least, three unclassified large expanding structures. These structures correlate with peaks in the X-ray distribution. Given the excellent signal-to-noise ratio and the large spatial coverage of this data cube, we have studied in detail the kinematics of 30 Doradus, showing the importance of the small scale phenomena on the integrated properties of 30 Doradus

Resumen.

En este trabajo presentamos, por primera vez, un cubo de datos óptico de la región de formación estelar gigante de 30 Doradus, obtenido con GIRAFFE en el telescopio VLT. Las principales líneas de emisión presentes corresponden a $H\alpha$, [NII] 6548 Å y [NII] 6584 Å. A partir de estos datos, encontramos que la línea de $H\alpha$ presenta desde perfiles simples a componentes múltiples lo que sugiere que diferentes mecanismos físicos actúan de manera diferenciada en la cinemática del gas excitado de todo el área. Encontramos al menos tres nuevas grandes estructuras en expansión, las cuales se correlacionan con los máximos de la distribución de rayos X de 30 Doradus. Debido a la excelente señal-ruido y a la gran cobertura espacial de estos datos, hemos podido estudiar detalladamente la cinemática de 30 Doradus, mostrando así la importancia que poseen los fenómenos a pequeñas escalas sobre las propiedades integradas de 30 Doradus.

1. Introduction

Giant H II regions (GHR) are known for containing massive young clusters, which are rich in massive stars. The strong stellar winds and the evolution of these massive stars can disrupt the interstellar medium of these GHR, resulting in the formation of super bubbles. Also, several authors have measured supersonic dispersion velocities in GHRs.

The origin of these phenomena is still uncertain. The use of high resolution spectroscopic data on a near GHR is necessary to disentangle these phenomena, through the study of the kinematics of the warm gas. In this sense, one of the closest targets for doing this kind of studies is the Large Magellanic Cloud (LMC), in which lies 30 Doradus. The 30 Doradus nebula is the largest H II region in the Local Group and the most powerful source of H α emission in the LMC. In their core, this nebula presents a very large concentration of massive hot and luminous stars, known as R136 (see Crowther et al. 2010). The kinematics of the warm ionized gas in 30 Doradus has been analyzed using Fabry-Perot data (Laval et al. 1995) and long-slit spectroscopy by Chu & Kennicutt (1994) and by Melnick et al. (1999), who found complex H α profiles. Chu & Kennicutt (1994) found that 30 Doradus has several fast expanding shells that can not be explained using the stellar winds models. These authors suggest that SN remnants can solve that problem. Here, we present preliminary results about the kinematics of 30 Doradus, using GIRAFFE/VLT data.

2. Observations and data reduction

Observations of 30 Doradus were carried out using the FLAMES/GIRAFFE instrument (in the MEDUSA configuration) at the Very Large Telescope (VLT) under the high resolution mode (HR14). This allowed us to obtain about 131 spectra simultaneously, with a spectral resolution of 18 km s^{-1} (FWHM). Three MEDUSA configurations were used to cover a field of view of $10' \times 10'$ centered on R136, as can be seen in the left panel of Fig 1. At the end, we construct a grid of 32×30 pixels, separated by 20 arcsec. In this case, each pixel corresponds to a MEDUSA spectrum, which allow us to obtain a spectroscopic data cube of 30 Doradus. This data cube covers from 6499 to 6691 Å. Data reduction was performed by using the GASGANO and ESOREX softwares.

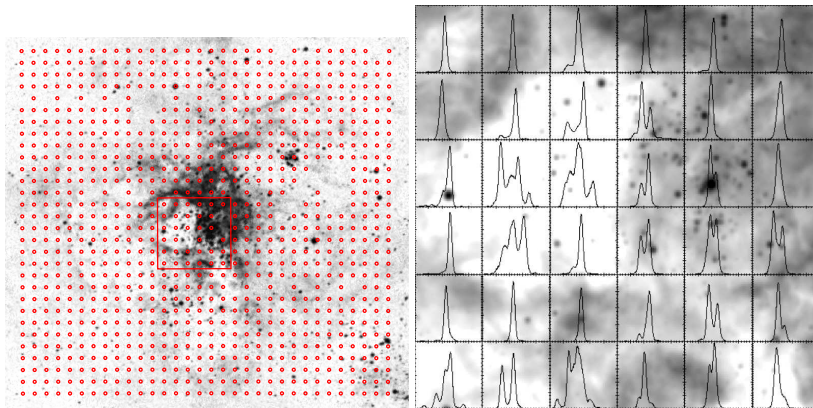


Figure 1. Left panel: Red circles indicated the GIRAFFE/MEDUSA fiber positions on 30 Doradus. Right panel: H α profiles of the central region of 30 Doradus (indicated by the red rectangle of the left panel).

3. Preliminary results

3.1. The H α data cube of 30 Doradus

As noted by Chu & Kennicutt (1994) and Melnick et al. (1999), the internal kinematics of 30 Dor are very complex. Multiple profiles are seen in most of the regions studied by these authors. In the right panel of Fig. 1 we show the H α profiles of the central region of 30 Doradus, where R136 is located. From this figure, it results clear the presence of multiple profiles in 30 Doradus.

Given the high signal-to-noise ratio and resolution of our data we are able to study the multiple profiles by fitting Gaussians to each profile. In order to do that, we have used the routine PAN in IDL. As an example, we have applied the multiple Gaussian fitting to a region near the center of 30 Doradus (pixel 18,14). In the left panel of Fig. 2 we show the result of fitting three Gaussians. We note that in this case, the residual is negligible compared with the intensity of the profiles, as can be seen in the different scales of the upper and lower left panels of Fig. 2.

In order to know the width of the integrated H α profile of 30 Doradus, we have fitted a single Gaussian to it. In the right panel of Fig. 2 we show the integrated H α profile (black solid line) and the Gaussian fit to the observed data (red dashed line). The σ of the fit is 27 km s^{-1} (uncorrected for instrumental width). By inspecting the right panel of Fig. 2, it is clear the presence of wings in the observed profile. Melnick et al. (1999) suggested the presence of a low-intensity broad component to explain these wings.

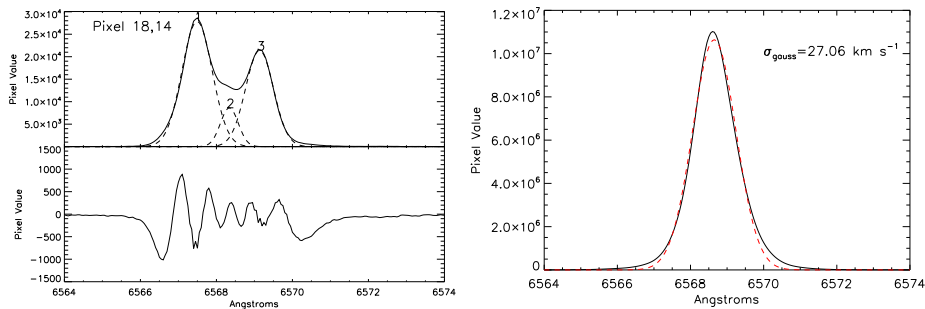


Figure 2. Left panel: An example of a multiple Gaussian fitting. Right panel: Integrated H α profile of the data cube of 30 Doradus. The red line corresponds to a Gaussian fit on the observed data.

Chu & Kennicutt (1994) reported the presence of several expanding structures in 30 Doradus. By inspecting the H α data cube of 30 Doradus, we found at least three unclassified large expanding structures. In the left panel of Fig. 3 we mark the expanding structures previously found by Chu & Kennicutt (regions 1, 2, 3 and 5) and the structures found by us (regions 6, 7 and 8).

In order to show the complexity of the kinematics of 30 Doradus, we have derived a composed image of this GHR, by using the H α profile of each fiber position (right panel of Fig. 3). Blue and red colors indicated lower and higher velocities with respect to the mean value of 30 Doradus (which has a radial velocity of 258 km s^{-1} as measured

from its integrated $H\alpha$ profile). In this figure, multiple profiles are indicated by pink colors.

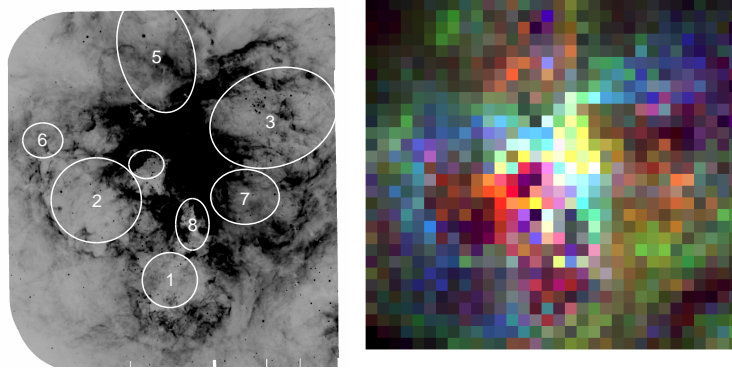


Figure 3. Left panel: Large expanding structures in 30 Doradus. Right panel: Velocity map of 30 Doradus. The $H\alpha$ line was used to perform the map. In both figures the north is up and east is left.

4. Summary

In this work, we have presented the main features of the $H\alpha$ data cube of the local star-forming region 30 Doradus. Given the nature of this region, multiple $H\alpha$ profiles and expanding structures (linked with optical shells) are quite common. We also confirm the presence of wings in the integrated $H\alpha$ profile of 30 Doradus. These wings could be the result of a sum of several individual profiles. Given the high resolution of our data, that scenario will be tested in the near future.

Acknowledgments. We would like to thank the conference organizers for doing possible the first AAA-SOCHIAS meeting. S.T-F acknowledges the financial support of FONDECYT (Chile) through a post-doctoral position, under contract 3110087. M.R. wishes to acknowledge support from FONDECYT(Chile) grant N° 1080335 and is supported by the Chilean *Center for Astrophysics* FONDAP N° 15010003.

References

- Chu, Y.-H., Kennicutt, R. C., Jr. 1994, *ApJ*, 425, 720
 Crowther et al. 2010, *MNRAS*, 408, 731
 Laval et al. 1995, *ASPC*, 71, 155
 Melnick, J., Tenorio-Tagle, G., Terlevich, R. 1999, *MNRAS*, 302, 677

PRESENTACIÓN MURAL

Submillimeter studies of cold gas and dust in the Magellanic Clouds

C. Verdugo¹, M. Rubio¹ & A. Bolatto²

(1) *Universidad de Chile*

(2) *University of Maryland*

Abstract. We present data at 870 μm obtained with the APEX telescope in the SMC, LMC and Magellanic Bridge, yielding images of giant molecular clouds at 10 pc resolution. In combination with Spitzer (SAGE) and Herschel (HERITAGE) observations this data is used to construct SED's in order to determine dust temperature and gas-to-dust ratios. These parameters allow us to determine the gas mass from the thermal dust continuum emission and study the mass discrepancy and submillimeter excess observed in these low metallicity environments.

Resumen. Presentamos datos a 870 μm obtenidos con el telescopio APEX en la Nube Grande, Nube Chica y el Puente Magallánico, produciendo imágenes de nubes moleculares gigantes a 10 pc de resolución. En combinación con observaciones Spitzer (SAGE) y Herschel (HERITAGE) estos datos son utilizados para construir distribuciones de energía espectral a fin de determinar temperaturas de polvo y razones de gas a polvo. Estos parámetros nos permiten determinar la masa de gas a partir de la emisión termal en continuo del polvo y estudiar la discrepancia de masa y exceso submilimétrico observados en estos sistemas de baja metalicidad.

1. Introduction

The SMC and LMC have been extensively observed in CO line emission, but due to their low metallicities most of the molecular gas is likely to be in moderate extinction regions where CO is faint and mostly photo-dissociated. Previous studies in GMC's in the SMC have shown a discrepancy between the cloud masses deduced from 0.87 mm (LABOCA) and 1.2 mm (SIMBA) continuum emission and their virial masses (thought to trace the entire cloud potential; Rubio et al. 2004, Bot et al. 2007, 2010), giving dust continuum masses almost 4 times larger than virial masses, so CO observations would be underestimating the total amount of gas mass. In this sense, dust emission is potentially a better molecular tracer, because of its independence from the photo-chemistry and density structure.

2. Observations

870 μm observations were held at the APEX telescope in Llano Chajnantor, Atacama, Chile, with the LABOCA bolometer on August and October 2010 with a pwv between 0.2 and 0.9 mm, resulting in $10' \times 10'$ dust continuum maps for several regions in the SMC, LMC and Magellanic Brigde. As these are weak and extended sources, the reduction in BoA was done in an iterative process using a signal-to-noise mask. These data is combined with HERSCHEL data at 100, 160, 250, 350 and 500 μm (private communication) and SPITZER data at 70 and 160 μm (Meixner et al 2006).

3. SED's

The dust continuum emission was obtained measuring the 870 μm emission and subtracting the free-free and CO line contributions at this wavelength. This was done using ATCA radiocontinuum maps at 8.6 GHz of the entire LMC and SMC, with a $S_\nu \propto \nu^{-0.1}$ law to calculate this contribution at 345 GHz (870 μm). CO data was obtained from Nanten (CO(1-0)) and SEST (CO(2-1), CO(3-2)) using a corresponding ratio of $CO(3-2)/CO(1-0)$ and $CO(3-2)/CO(1.0)$ to estimate the CO(3-2) contribution at 345 GHz, which turned out to be less than 10% in most cases. Aperture photometry was done to each cloud in the sample at 24, 70, 100, 160, 250, 350, 500 and 870 μm to measure the flux density at these corresponding wavelengths and used to construct the SED for each cloud. A simple modified blackbody law $S_\nu = C \cdot \nu^\beta B_\nu(T)$ was fitted to the SED's with constant C , β (spectral emissivity index) and temperature T as free parameters, using a χ^2 minimization. Examples for 2 of the sources in the sample are shown in Fig. 1. and Fig. 2, with their corresponding residual plots in Fig. 3.

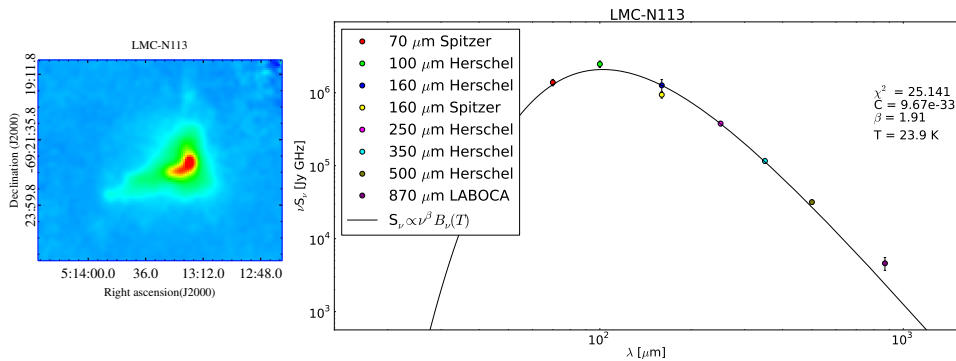


Figure 1. *Left:* N113 BoA image. *Right:* SED for LMC-N113.

4. Results

As shown in Fig. 1 and 2, the fitting procedure for each cloud gives a value for C , β and T that satisfy the minimal χ^2 in the law $S_\nu = C \cdot \nu^\beta B_\nu(T)$. Using the obtained value for T and a dust absorption coefficient $\kappa_\nu = \kappa_{\nu_0} (\nu/\nu_0)^\beta$ we can calculate the dust mass in the cloud as

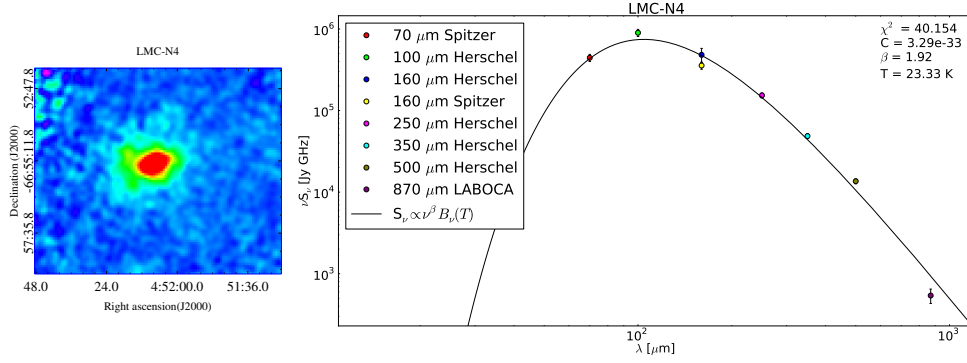


Figure 2. Left: N4 BoA image. Right: SED for LMC-N4.

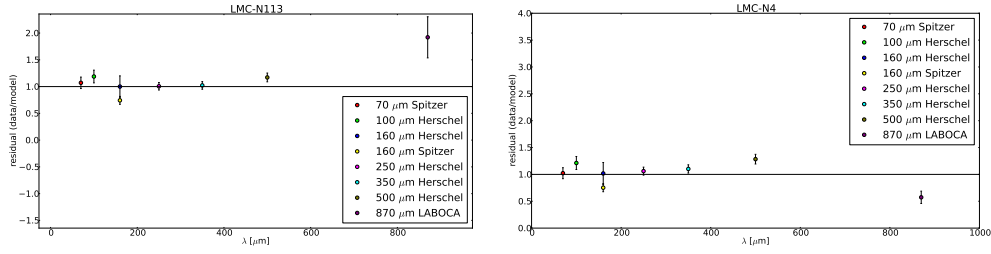


Figure 3. Left: Residuals for LMC-N113. Right: Residuals for LMC-N4.

$$M_d = \frac{S_\nu D^2}{\kappa_d(\nu) B_\nu(T)} \quad (1)$$

where S_ν is the flux density measured from the photometry, D is the distance to the cloud (50 kpc for LMC, 60 kpc for SMC) and $B_\nu(T)$ is Planck's law at the dust temperature calculated from the fit. Results obtained are summarized in Table 1, where we include virial masses obtained from the literature and calculated as $M_{vir} = 210 \cdot \Delta V^2 [km/s] \cdot R [pc]$ (McLaren et al. 1988). In the last column we present gas-to-dust-ratios (GDR).

Source	$S_{870\mu m} [Jy]$	$M_d [M_\odot]$	$M_{vir} [M_\odot]$	GDR
LMC-N4	1.6	891.5	$7.7 \cdot 10^4 (1)$	86.4
LMC-N113	13.3	7152.7	$1.1 \cdot 10^5 (2)$	15.4

 Table 1. Results obtained for LMC-N4 and LMC-N52 with $\kappa_\nu = 0.367 [cm^2/gr]$ at 345 GHz (Draine 2003). (1) M. Rubio priv. com. (2) Wong et al. 2006.

On the other hand, if we assume a dust-to-gas ratio that depends linearly on the metallicity $x_d = Z_{LMC} x_d(\odot) = 0.25 \cdot 0.007 = 1.7 \cdot 10^{-3}$ (Draine & Li 2007), we can obtain a gas-to-dust ratio as $GDR = 1/x_d$ that allow us to calculate the gas masses from the dust masses $M_{gas}(dust)$ as $M_g(dust) = M_d \cdot GDR$. These results are presented in Table 2.

Source	$M_{gas}(dust)[M_{\odot}]$	$M_g(dust)/M_{vir}$
LMC-N4	$5.2 \cdot 10^5$	6.8
LMC-N113	$4.2 \cdot 10^6$	38.2

Table 2. Gas masses measured from dust emission for LMC-N4 and LMC-N113

5. Discussion

From Table 1 we can see that if we assume that the virial mass represents the total amount of gas mass, then the gas-to-dust ratios calculated as $GDR = M_{vir}/M_d$ are lower than the typical value used for our Galaxy of 100, implying that the gas mass is lower or the dust content is higher. From Table 2 we can see that gas masses obtained from dust continuum emission are larger than the virial masses in a factor of 6.8 and 38.2 for LMC-N4 and LMC-N113 respectively. This difference could be a demonstration that the virial mass might not be tracing the total amount of gas or that the GDR used (as a linear function of metallicity) is higher than the real value for these sources. Another possibility is that the dust emissivity in the LMC is higher than in our Galaxy. Further analysis in the rest of the sources in our sample will help to verify these preliminary results.

Acknowledgments. C. V., M. R. and A. B. wish to acknowledge support from FONDECYT(CHILE) grant No. 1080335 M.Rubio is supported by the Chilean Center for Astrophysics FONDAP No. 15010003.

References

- Bot et al. 2010 A&A, 524, 52
- Bot et al. 2007 A&A, 471, 103
- Draine B. T. 2003 ARA&A, 41, 241
- Meixner et al. 2010 A&A, 518, 71
- Meixner et al. 2006 AJ, 132, 2268
- Rubio et al. 2004 A&A, 425, 1
- McLaren et al. 1988 ApJ, 333, 821
- Wong et al. 2006 ApJ, 649, 224

PRESENTACIÓN MURAL

Large HI shells catalogue in the second galactic quadrant

L. A. Suad¹, C. F. Caiafa^{1,2}, E. M. Arnal^{1,3} & S. Cichowolski⁴

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR, CCT-La Plata), Villa Elisa, Argentina

(2) Facultad de Ingeniería, Universidad de Buenos Aires, CABA, Argentina

(3) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP, La Plata, Argentina

(4) Instituto de Astronomía y física del espacio (IAFE), CABA, Argentina

Abstract. We present the results of a neutral hydrogen shell (GS) catalogue located in the outer part of the Galaxy in a region delimited by the galactic longitudes $88^\circ \leq l \leq 165^\circ$ and galactic latitudes $-50^\circ \leq b \leq +50^\circ$. This catalogue was made using a combination of the traditional technique of visual identification and of an automatic search, resulting in the identification of 382 structures.

Due to that our algorithm is able to detect incomplete structures, we have incremented the number of shells catalogued by other authors. About 80 % of the structures (considered as maximum confidence by other authors) have been identified in our search. The effective radius of the shells increments linearly with respect to the galactic plane height.

Resumen. Presentamos los resultados de un catálogo de supercáscaras (GS, por sus siglas en inglés) de hidrógeno neutro (HI) localizadas en la parte externa de la Galaxia en una zona delimitada por las longitudes galácticas $88^\circ \leq l \leq 165^\circ$ y las latitudes galácticas $-50^\circ \leq b \leq +50^\circ$. Dicho catálogo se realizó mediante una combinación de la tradicional técnica de identificación visual y de un algoritmo automático de búsqueda, resultando en la identificación de 382 estructuras.

Debido a que nuestro algoritmo permite la detección de estructuras incompletas, hemos incrementado el número de cáscaras catalogadas por otros autores en esta misma región del cielo. Aproximadamente el 80 % de las estructuras (consideradas de máxima confiabilidad por otros autores) han sido identificadas en nuestra búsqueda. El radio efectivo de las estructuras crece linealmente con la altura sobre el plano galáctico.

1. Introduction

The interstellar medium (ISM) when observed at 1420 MHz, shows the presence of regions of low emissivity surrounded, completely or partially, by regions of enhanced HI emission. These structures receive the generic name of *shells*. If the energy necessary

to create them were greater than 10^{52} erg, they would be called *supershells* (Heiles, 1979).

The HI shells could be originated for the cumulative effects of the stellar winds and/or supernova explosions, from the infall of high velocity clouds interacting with the galactic plane (Tenorio-Tagle 1981) or gamma ray bursts (Loeb & Perna 1998; Perna & Raymond 2000).

Using visual identification methods (Heiles 1979, 1984; McClure-Griffiths 2002) or automatic ones (Ehlerová & Palous 2005, Daigle et al. 2007) several shell catalogues have been elaborated in the Milky Way.

In this work we present a shell catalogue, in the second galactic quadrant ($88^\circ < l < 165^\circ$), using a combination of both the traditional visual method and a supervised automatic algorithm of identification.

2. Observations

HI data were retrieved from the Leiden-Argentine-Bonn (LAB) HI survey (Kalberla et al. 2005). The angular and velocity resolutions are $34'$, and 1.3 km s^{-1} , respectively. The survey covers a velocity range from -450 to 400 km s^{-1} . Owing to the angular resolution, this database is well suited for studying large shells structures.

3. Selection criteria

Our automatic algorithm is based on a previous visual search consisting on a reduced set of shell candidates. In general, an HI structure will be considered a shell if it fullfills the following criteria:

1. It presents a local minimum in the HI emission distribution surrounded, partially or completely, by regions of enhanced HI emission.
2. The HI minimum must be detected at least in 5 consecutive velocity channels.
3. Its angular size must be greater than 2° .
4. Its linear size must exceed 200 pc at the kinematic distance of the structure.

4. Automatic search algorithm

Our algorithm implements an automatic search of structures that meet the criteria mentioned above. The algorithm mainly consists on the application of the following steps:

Step 1: To search for local minima: Since we need to find structures observed in at least 5 consecutive velocity channels, instead of working on single slices at a given velocity, we average 5 slices corresponding to adjacent channels. In every averaged channels, we identify those pixels that belong to a relative local minima.

Step 2: To find surrounding walls: For each detected local minimum pixel, the algorithm computes the temperature profile along radial lines, having different position angles, with center at the corresponding local minimum pixel. We define the existence of an HI wall if a clearly identifiable local maximum does exist along the individual temperature profile. In order to avoid weak structures, the temperature at the local

maximum should exceed the temperature at the central minimum by a certain threshold. The value of this threshold depends on the position in the data cube (l, b, v) .

Step 3: Ellipse fit: The algorithm, also finds the best ellipse that fits the local maximum points for each detected structure by using a classical Minimum Least Squared technique. Then, ellipses are characterized by the following parameters: centroid (l_0, b_0) , major and minor semi-axes and the position angle of the major semi-axis with respect to the galactic plane.

As a further check, every structure detected by the blind search was visually inspected in order to analyze their behavior along the velocity dimension. Only those features showing the expected trend were included in the final catalogue.

5. Results

We compare our algorithm against the one implemented by Ehlerová & Palous (2005) because both use the same database. However our algorithm is not only able to detect structures that are totally surrounded by walls of enhanced HI emission but also the ones that are partially surrounded by these walls (open structures). From this perspective our algorithm has incremented the number of discovered structures in comparison with the one developed by Ehlerová & Palous (2005) that fails at detecting open structures.

The number of structures detected by our algorithm is 382 which is larger than the one found by Ehlerová & Palous (2005) (79). In this comparison we have only taken into account the structures detected by these authors which dimensions are greater than 200 pc and that are located in the same area where we are doing the search. Using only the shells classified by Ehlerová & Palous (2005) as having maximum confidence level (15 in total), we find that 80% of them were identified in our search.

Taking into account the morphology of the detected structures, 200 out of the 382 are completely surrounded by walls of enhanced HI emission; 128 are surrounded in almost 75 % ($\sim 270^\circ$) of their perimeter by walls of enhanced HI emission; 36 structures show HI emission along an extension of almost 180° , and only 18 show HI emission in an arc-like feature having an angular extension smaller than 90° .

In Fig. 1 (*left panel*) a linear increment of the effective radius ($R = \sqrt{a_1 * a_2}$, where a_1 and a_2 are the major and minor semi-axes, respectively) versus the galactic plane height ($z = \sin(b) * d$, where b is the galactic latitude of the geometric center and d is the kinematic distance) of the structures. Figure 1 (*left panel*) shows that the effective radius increases linearly ($R(z) = k_1 * z + k_2$, where $k_1 = 1.153 \pm 0.012$ and $k_2 = 5.682 \pm 3.249$.) with z .

Figure 1 (*right panel*) shows the effective radius distribution of a subset of 260 structures whose distances are lower than 10 kpc. Almost 50 % of them have effective radius greater than 200 pc.

6. Conclusions

The catalogue of HI shells found using a supervised automatic algorithm reveals the existence of 382 structures, tripling the number of structures found by Ehlerová & Palous (2005). Around 65 % of the structures that have 75% of their perimeters surrounded by enhanced HI emission are open towards the galactic halo. The effective radius of the structures increments linearly with respect to the galactic plane height and the distri-

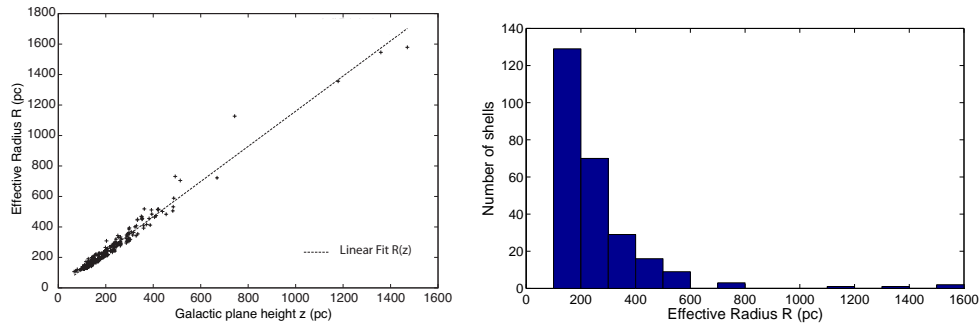


Figure 1. *left panel:* distribution function of the effective radius versus z in pc. *Right panel:* distribution function of the effective radius of shells whose distances are lower than 10 kpc, expressed in parsecs.

bution of the effective radius shows that $\sim 50\%$ of the structures have effective radius larger than 200 pc.

We are currently working on an extended catalogue that includes the 3rd galactic quadrant.

References

- Daigle, A., Joncas, G., Parizeau, M. 2007 ApJ661, 285D
 Ehlerová, S., Palous, J. 2005 A&A437 101E
 Heiles, C. 1979, ApJ, 229, 533.
 Heiles, C. 1984, ApJS, 55, 585.
 Kalberla, P.M.W., Burton, W.B., Hartmann, D., et al. 2005, A&A440, 775
 Loeb, A., Perna, R. 1998 ApJ503L, 35L.
 McClure-Griffiths, N. M., Dickey, J. M., Gaensler, B. M., & Green, A.J. 2002, ApJ, 578, 176
 Perna, R., Raymond, J. 2000, ApJ, 539, 706
 Tenorio-Tagle, G. 1981, A&A, 94, 338.

PRESENTACIÓN ORAL

GS 100-02-41: a new HI shell in the outer part of the Galaxy

L. A. Suad¹, S. Cichowolski², E. M. Arnal^{1,3} & J. C. Testori¹

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), CCT-La Plata (CONICET), Villa Elisa, Argentina

(2) Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Ciudad Universitaria, Buenos Aires, Argentina

(3) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, La Plata, Argentina

Abstract. GS 100-02-41 is a large neutral hydrogen (HI) shell located in the outer part of the Galaxy, at a distance of 2.8 kpc from the Sun. From the analysis of the HI data several parameters that characterize the structure have been determined. Based on energetic considerations we estimated that GS 100-02-41 could have been originated by the joint action of stellar winds and supernova explosions of the star members of Cep OB1.

Resumen. GS 100-02-41 es una gran cáscara de hidrógeno neutro (HI) localizada en la parte externa de la Galaxia, a una distancia de 2.8 kpc del Sol. A partir del análisis de los datos de HI varios parámetros que caracterizan a la estructura han sido determinados. En base a consideraciones energéticas, se estima que GS 100-02-41 podría haberse originado por la acción conjunta de los vientos estelares y explosiones de supernova de las estrellas miembros de Cep OB1.

1. Introduction

The interstellar medium, when viewed in the 21 cm line emission, is far from being homogeneous. It presents filaments, bubbles, cavities, loops, worms and shells. The HI shells are detected as minima surrounded totally or partially of enhanced HI emission. They were first detected by Heiles (1979).

There are different mechanisms for creating the HI shells. The small ones may be created by the joint action of stellar winds and supernova explosions, but alternative mechanisms like the infall of high velocity clouds (Tenorio-Tagle 1981) or gamma-ray burst (Perna & Raymond 2000), have to be considered for the larger ones. There is an increasing number of HI structures detected in the Milky Way whose origin may be related to OB associations through the stellar winds and supernova explosions of their star members.

On the other hand, the shell's expansion may be the triggering agent for the formation of a new generation of stars (Elmegreen 1998).

In this work we have used the Leiden-Argentine-Bonn (LAB) HI survey (Kalberla et al. 2005), which angular and velocity resolution are $34'$ and 1.3 kms^{-1} , respectively.

High angular resolution ($1'$) HI data were obtained from the Canadian Galactic Plane Survey (CGPS, Taylor et al. 2003). Radio continuum emission data at 2695 MHz were also used in this study (Reich et al. 1990).

2. GS 100-02-41

To characterize the HI shell we have estimated the ellipse that provides the best fit. In this way we obtained the central galactic longitude and latitude (l_0, b_0), the length of both the semi-major (a) and semi-minor (b) axes of the ellipse, and the inclination angle (θ , positive towards the north galactic pole) between the major axes and the galactic longitude axis. In Fig. 1 (*left panel*) the HI emission distribution averaged in the velocity range where the large shell is better defined is shown. Assuming a symmetric expansion for the shell, the expansion velocity is estimated as half of the total velocity range ($V_e = 0.5 \Delta V$) where the shell is observed, where ΔV is the velocity interval over which the structure is detected. The systemic velocity (V_0) of the shell is defined as the velocity where the shell is best defined and can be translated to a kinematical distance of 2.8 ± 0.6 kpc using the observed velocity field given by Brand & Blitz (1993).

The HI mass in the shell was estimated using the procedure described by Pineault (1998), $M_{\text{HI}}(M_{\odot}) = 1.3 \times 10^{-3} d^2 \Delta V \Delta T_{\text{B}} \Omega$, where d is the distance in kpc, Ω is the solid angle subtended by the structure in square arc-min, ΔV in kms^{-1} , and ΔT_{B} (K) is the mean brightness temperature defined as $\Delta T_{\text{B}} = |T_{\text{sh}} - T_{\text{bg}}|$, where T_{sh} refers to the mean brightness temperature of the HI shell, and T_{bg} corresponds to the temperature of the contour level defining the outer border of the HI shell. The latter represents the temperature of the surrounding galactic HI emission gas. From the estimated values of M_{HI} , the total atomic mass is obtained as $M_{\text{t}}(M_{\odot}) = 1.34 M_{\text{HI}}$, adopting solar abundances. We have also estimated the kinetic energy of the shell, which is given by $E_k = 0.5 M_{\text{t}} V_e^2$. All the estimated parameters are given in Table 1.

Figure 1 (*right panel*) shows the 2695 MHz radio continuum emission towards the region where GS 100-02-41 is observed. There is no large scale radio continuum counterpart of the HI shell. The strong source observed at $(l, b) \simeq (102^{\circ}8, -0^{\circ}7)$ is the HII region Sh2-132, studied by (Vasquez et al. 2010). Towards the southern area of Sh2-132 a ring nebula related to the Wolf-Rayet star WR 152 is also observed (Cappa et al. 2010). Three radio continuum sources are seen projected onto the borders of the HI shell, which we labelled G98, G100, and G103. From their spectral index estimates we infer that they are thermal in nature. On the other hand, an inspection of the CGPS HI data reveals the presence of HI minima having a good morphological correlation with the HII regions at velocity ranges compatible with the velocity spanning by GS 100-02-41. This leads to the conclusion that G98, G100, and G103 are located at the same distance than GS 100-02-41.

2.1. Shell's origin

From the *Galactic OB Associations in the Northern Milky Way Galaxy* (Garmany & Stencel 1992) we found that several stars belonging to Cep OB1 are projected inside GS 100-02-41, they are indicated by cross symbols in Fig. 1 (*left panel*). The distance estimated by Garmany & Stencel (1992) for Cep OB1 is 2.75 Kpc, in agreement with the kinematical distance estimated for GS 100-02-41. To analyze whether the stars belonging to Cep OB1 may be the responsible of creating the shell, we have estimated

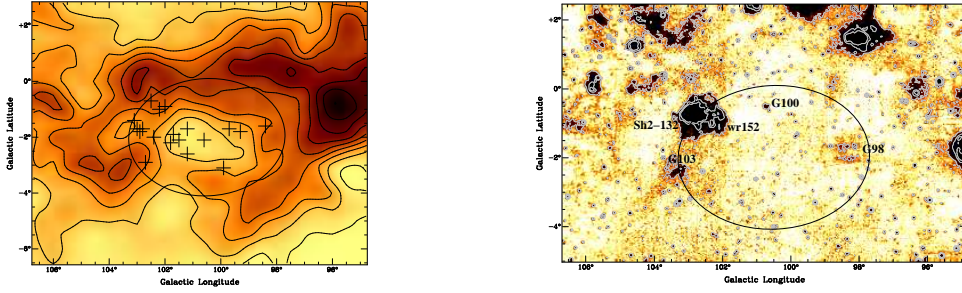


Figure 1. *Left panel:* LAB HI emission averaged in the velocity range from -46.3 to -34.0 kms^{-1} . Contour levels are from 10 to 90 in steps of 10 K. The cross symbols indicate the location of the members of Cep OB1 lying inside the ellipse. *Right panel:* 2695 MHz emission distribution in the region of GS 100-02-41. Contour levels are at 65, 250 and 400 mK. The ellipse that best fit the HI shell is shown in both panels.

Parameter	Value
Distance (kpc)	2.8 ± 0.6
(l_0, b_0)	$(100^\circ.6, -2^\circ.04)$
a	$2^\circ.56$
b	$1^\circ.69$
θ	$-5^\circ.7$
a (pc)	125 ± 25
b (pc)	83 ± 17
V_0 (kms^{-1})	-41 ± 2
V_e (kms^{-1})	11 ± 2
M_t (M_\odot)	$(1.5 \pm 0.7) \times 10^5$
E_k (erg)	$(1.8 \pm 0.8) \times 10^{50}$

Table 1. Main parameters of GS 100-02-41.

the total wind energy released by the stars of Cep OB1 lying inside the shell during their main sequence phase, $E_w = 0.5 \dot{M} V_w^2 t(\text{MS})$, where \dot{M} is the mass loss rate, V_w the wind velocity and $t(\text{MS})$ is the time spent in the main sequence phase. We obtained $E_w \sim 29.7 \times 10^{50}$ erg.

According to theoretical models, only 20 % of the wind energy is converted to mechanical energy of the shell (Weaver et al. 1977). Therefore, for creating GS 100-02-41, a total wind energy greater than 9×10^{50} erg would be required. However, observed HI shells show that the conversion efficiency is only about 2-5 % (Cappa et al. 2003). The estimated value of E_w is enough to create GS 100-02-41 if the energy conversion efficiency were ~ 6 %.

3. Conclusions

GS 100-02-41 is a large HI shell of about 200 pc in size located at 2.8 ± 0.6 kpc from the Sun. The mass of the shell is $(1.5 \pm 0.7) \times 10^5 M_{\odot}$. The shell is expanding at a velocity of $11 \pm 2 \text{ kms}^{-1}$ and its kinetic energy is $(1.8 \pm 0.8) \times 10^{50}$ erg.

From the 2695 MHz radio continuum image we found three extended sources, labelled G98, G100, and G103 projected onto the borders of GS 100-02-41. From their spectral indexes we inferred that they are HII regions. From the analysis of the CGPS HI data we inferred that G98, G100, and G103 are located at the same distance than GS 100-02-41. This fact together with their relative location, lead us to the conclusion that G98, G100, and G103 may have been created as a consequence of the action of a strong shock produced by the expansion of GS 100-02-41 into the surrounding gas.

Several massive stars members of Cep OB1 are projected inside the large shell. The distance to the OB association is compatible with the kinematical distance of the HI shell. An energetic analysis suggests that the wind energy provided during the main sequence phase of the stars could explain the origin of the shell. However, taking into account the SN rate in OB associations, the energy contribution of a SN explosion as well as of its massive progenitor can not be discarded.

The full version of this paper has been accepted for publication in A&A.

Acknowledgments. This project was financially supported by CONICET, AN-PCyT, UBA y UNLP.

References

- Brand, J. & Blitz, L. 1993, A&A, 275, 67.
- Cappa, C. E., Arnal, E. M., Cichowolski, S., Goss, W. M., & Pineault, S. 2003, in IAU Symposium, Vol. 212, A Massive Star Odyssey: From Main Sequence to Supernova, ed. K. van der Hucht, A. Herrero, & C. Esteban, 596+
- Cappa, C. E., Vasquez, J., Pineault, S., & Cichowolski, S. 2010, MNRAS, 403, 387.
- Elmegreen, B. G. 1998, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 148, Origins, ed. C. E. Woodward, J.M. Shull, & H. A. Thronson, Jr., 150+.
- Garmany, C. D. & Stencel, R. E. 1992, A&AS, 94, 211.
- Heiles, C. 1979, ApJ, 229, 533.
- Kalberla, P. M. W., Burton, W. B., Hartmann, D., et al. 2005, A&A, 440, 775.
- Perna, R. & Raymond, J. 2000, ApJ, 539, 706.
- Pineault, S. 1998, AJ, 115, 2483.
- Reich, W., Fuerst, E., Reich, P., & Reif, K. 1990, A&AS, 85, 633
- Taylor, A. R., et., & al.,. 2003, AJ, 125, 3145
- Tenorio-Tagle, G. 1981, A&A, 94, 338.
- Vasquez, J., Cappa, C. E., Pineault, S., & Duronea, N. U. 2010, MNRAS, 405, 1976.
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, ApJ, 218, 377.

PRESENTACIÓN MURAL

Star formation activity around Sh2-165 and Sh2-166

S. Cichowolski¹, M. Ortega¹, J. Vasquez^{2,3}, G. Romero⁴ & C. E. Cappa^{2,3}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP*

(3) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*

(4) *Departamento de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias, Universidad de Valparaíso, Valparaíso, Chile.*

Abstract.

Based on a multiwavelength study, we analyze the interstellar medium around the HII regions Sh2-165 and Sh2-166. We detected molecular gas interacting with both HII regions and several signatures of star formation activity in the molecular gas located at the periphery of the ionized regions, suggesting that the expansion of the HII regions has favoured the star formation process.

Resumen.

Presentamos un análisis multifrecuencia del MIE en los alrededores de las regiones HII Sh2-165 y Sh2-166. Detectamos gas molecular interactuando con ambas regiones HII y la presencia de signos de activa formación estelar en el gas molecular ubicado en los bordes de las regiones HII, sugiriendo que la expansión de las regiones HII ha favorecido el proceso de formación estelar.

1. Introduction

Massive stars have a huge impact on their surrounding interstellar medium as they emit a large number of ionizing photons, creating HII regions around them. The evolution of these regions strongly affects the structure and dynamics of the surrounding gas, and may induce the formation of new stars (see Deharveng et al. 2005). In this work we analyze two HII regions, Sh2-165 and Sh2-166, with the purpose of exploring the possible presence of star formation activity in their environs. We performed a multi-wavelength analysis based on data from public surveys: the Canadian Galactic Plane Survey (CGPS, synthesized beam: $\simeq 1'$ at 1.4 GHz, Taylor et al. 2003), the Five College Radio Astronomical Observatory (FCRAO, angular resolution: $45''$, Heyer et al. 1998) ^{12}CO Survey, the MSX Galactic Plane Survey (angular resolution: $18''$, Price et al. 2001) and the Digitized Sky Survey (DSS).

2. Sh2-165 and Sh2-166

Sh2-165 is located at $(l, b) = (114^{\circ}6, +0^{\circ}22)$, and Sh2-166 at $(l, b) = (114^{\circ}6, -0^{\circ}8)$. Both are in the Perseus spiral arm, at distances of 2.0 ± 0.4 kpc (Sh2-165) and 2.8 ± 0.6 kpc (Sh2-166) (Foster et al. 2006). The radial velocity of the ionized gas as derived from Fabry-Perot H α observations is -32.8 ± 0.3 km s $^{-1}$ for Sh2-165 and -47.9 ± 0.8

km s^{-1} for Sh2-166 (Fich et al. 1990). Regarding the ionizing sources, Sh2-165 is excited by the B0V star BD+61° 2494, while Sh2-166 is being ionized by the O9.5V star BD+60°2607. Both regions are clearly observed in optical and radio wavelengths. In Figure 1 the ionized gas emission of each region at 1420 MHz is shown in blue, while the $8.3 \mu\text{m}$ emission distribution is in red. This IR emission, mainly originated in PAHs, is seen bordering the radio continuum emission, indicating the presence of photodissociated regions (PDR), and confirming the interaction of the central stars with the surrounding molecular gas.

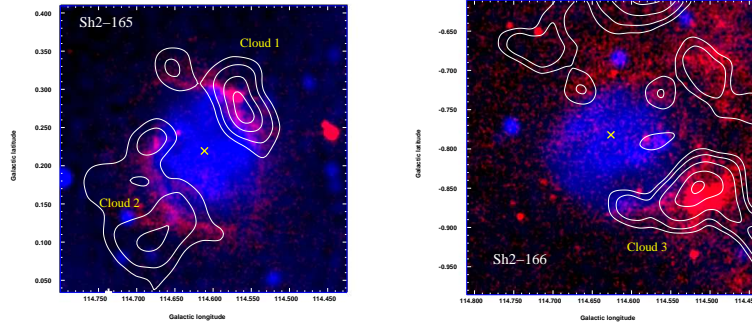


Figure 1. *Blue*: CGPS 1.4 GHz emission distribution. *Red*: MSX $8.3 \mu\text{m}$ emission distribution. White contours: averaged ^{12}CO emission distribution. The yellow crosses mark the position of the ionizing stars.

2.1. Molecular gas distributions

An inspection of the ^{12}CO data cube reveals the presence of molecular gas surrounding both HII regions. In the case of Sh2-165, two molecular clouds probably related to the HII region are observed in the velocity range $[-29.5, -36.1] \text{ km s}^{-1}$ (see the left panel of Fig. 1, white contours). In the case of Sh2-166, several molecular clouds are observed in the velocity range $[-45.2, -50.9] \text{ km s}^{-1}$. We focus on Cloud 3 (see the right panel of Fig. 1). These velocity ranges perfectly agree with the velocity of the ionized gas observed by Fich et al. (1990). Following the procedure described by Cichowski et al. (2009), the main parameters of the molecular clouds were estimated (see Table 1).

	Cloud 1 Sh2-165	Cloud 2 Sh2-165	Cloud 3 Sh2-166
Velocity range (km s^{-1})	$-29.5, -35.3$	$-32.0, -36.1$	$-45.2, -49.3$
Molecular mass M_{H_2} (M_{\odot})	1000 ± 400	800 ± 320	1000 ± 400
Volume density (cm^{-3})	1300	800	1000

Table 1. Main parameters of the molecular clouds. The uncertainties quoted for M_{H_2} are derived assuming a distance error of about 20%.

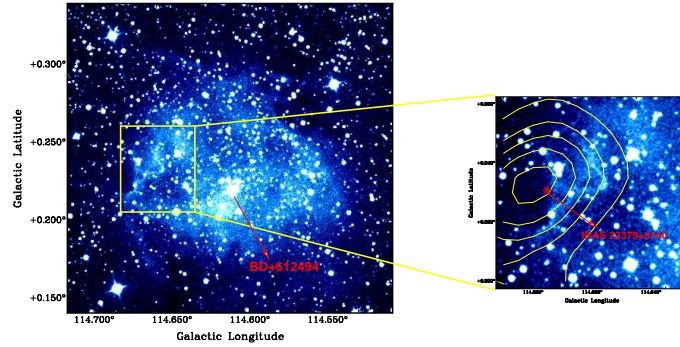


Figure 2. *Left panel:* DSS2-Red image of Sh2-165. *Right panel:* A zoom up view of the bright rim feature. The CO distribution is indicated by yellow contours. The red asterisk indicates the position of IRAS 23379+6140.

3. Signs of star formation activity around Sh2-165

Figure 2 shows the DSS-R image of Sh2-165. A noticeable bright rim is observed at $(l, b) \simeq (114^{\circ}67, +0^{\circ}23)$, in the border of the ionized region. The yellow contours correspond to the averaged ^{12}CO emission. In spite of the different spatial resolutions of the optical and molecular data (beam = $45''$), a ^{12}CO clump in the area of the bright rim can be observed (Fig. 2, right panel). The orientation of the bright rim with respect to the central star suggests that BD+61 $^{\circ}$ 2494 may be originating the ionized boundary layer (IBL). Moreover, a comparison between the incident stellar ionizing photons flux and the radio continuum flux estimated for the IBL ($S_{1.4\text{GHz}} \sim 1.7$ mJy) shows that the star is capable to keep the IBL ionized. In addition, the pressure balance between the interior of the molecular clump and the IBL suggests that the cloud is being shocked. The source IRAS 23379+6140 is located in the densest part of the clump. Based on the 2MASS, MSX, IRAS, and SCUBA catalogs, the Spectral Energy Distribution (SED) was computed using the tool developed by Robitaille et al. (2007). It shows that the IR source is a protostar having a mass between 0.6 - 4.6 M_{\odot} , an age of about 10^4 yr, and an envelope accretion rate in the range $\dot{M}_{\text{env}} = (1.2 - 16) \times 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, indicating that IRAS 23379+6140 is a young protostar with a large accretion envelope.

These results suggest that IRAS 23379+6140 is a protostar whose formation could have been triggered by the action of BD+61 $^{\circ}$ 2494 over the molecular cloud.

4. Signs of star formation activity around Sh2-166

Several signs of star formation activity are associated with Cloud 3. Figure 3 shows a close-up view of the region of Cloud 3 at 1.4 GHz and 8.3 μm with the CO contours superposed (in black). Besides several 2MASS sources classified as YSO candidates (crosses in Fig. 3), a conspicuous 8.3 μm source is observed near the center of the molecular cloud (right panel of Fig. 3). Based on its infrared colors, this source is likely a compact HII region. On the other hand, a radio source is detected at 1.4 GHz (indicated by the arrow in the left panel of Fig. 3), which is partially border by 8.3 μm emission. The central part of this radio source coincides with an optical source and

with 2MASS 23413054+6051258, which is a source with IR excess. More studies are necessary to investigate the nature of these sources.

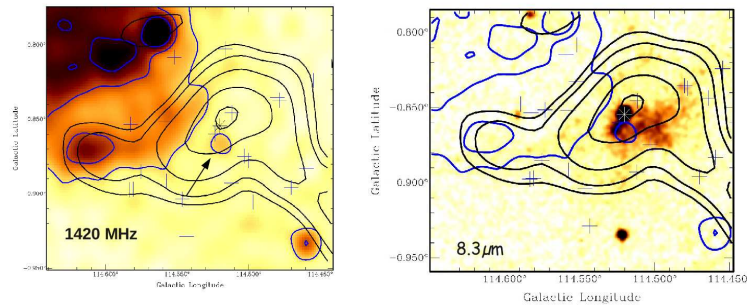


Figure 3. Sh2-166. *Left panel:* 1.4 GHz emission distribution. *Right panel:* 8.3 μm emission distribution. In both panels: Blue contours correspond to emission at 1.4 GHz and black contours to the CO averaged emission distribution. The 2MASS candidate YSOs are indicated by crosses.

5. Conclusions

In summary, based on a multiwavelength analysis, we conclude that the exciting stars of Sh2-165 and Sh2-166 have photodissociated and ionized their surrounding gas. They have also shaped the morphology of the molecular gas. In this context, we suggest that the expansion of the ionized regions have favoured the star forming process in their environs.

Agradecimientos. This project was financially supported by CONICET, ANPCyT, UBA y UNLP.

References

- Cichowski, S., Romero, G. A., Ortega, M. E., Cappa, C. E., & Vasquez, J. 2009, MNRAS, 394, 900
- Deharveng, L., Zavagno, A., & Caplan, J. 2005, A&A, 433, 565
- Fich, M., Dahl, G. P., & Treffers, R. R. 1990, AJ, 99, 622
- Foster, T., Foster, T., & MacWilliams, J. 2006, ApJ, 644, 214
- Heyer, M. H., Brunt, C., Snell, R. L., et al. 1998, ApJS, 115, 241
- Price, S. D., Egan, M. P., Carey, S. J., Mizuno, D. R., & Kuchar, T. A. 2001, AJ, 121, 2819
- Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., & Wood, K. 2007, ApJS, 169, 328
- Schaerer, D., & de Koter, A. 1997, A&A, 322, 598
- Taylor, A. R., Gibson, S. J., Peracaula, M., et al. 2003, AJ, 125, 3145

Parte VII

Estructura Galáctica

TRABAJO INVITADO

The VVV Survey of the Milky Way: first year results

D. Minniti^{1,2,3}, J. J. Clariá¹¹, R. K. Saito¹, M. Hempel¹, P. W. Lucas⁴,
M. Rejkuba⁵, I. Toledo^{1,6}, O. A. Gonzalez⁵, J. Alonso-García¹, M. J. Irwin⁷,
E. Gonzalez-Solares⁷, N. Cross⁸, V. D. Ivanov⁶, M. Soto⁹, I. Dékány¹,
R. Angeloni¹, M. Catelan¹, E. B. Amôres¹⁰, S. Gurovich¹¹, J. P. Emerson¹²,
J. Lewis⁸, S. Hodgkin⁸, P. Pietrukowicz⁴⁴, M. Zoccali¹, S. E. Sale^{1,20},
R. H. Barbá⁹, B. Barbuy¹⁶, J. C. Beamin¹, K. Helminiak¹, J. Borissova²⁰,
S. L. Folkes²⁰, R. C. Gamen¹⁷, D. Geisler²⁵, F. Mauro²⁵, A. N. Chené²⁵,
M. V. Alonso¹¹, G. Gunthardt⁹, M. Hanson²⁸, E. Kerins³¹, R. Kurtev²⁰, D.
Majaess³⁵, E. Martín³³, N. Masetti³⁶, I. F. Mirabel^{38,39}, L. Monaco⁸,
C. Moni Bidin²⁵, N. Padilla¹, A. Rojas¹, G. Pietrzynski^{25,44}, I. Saviane⁸,
E. Valenti⁵, W. Weidmann¹¹, M. López-Corredoira³³, A. V. Ahumada^{6,11,13},
S. Aigrain¹⁴, J. I. Arias⁹, E. Bica¹⁹, R. M. Bandyopadhyay¹⁵, G. L. Baume¹⁷,
L. R. Bedin¹⁸, C. Bonatto¹⁹, L. Bronfman²¹, G. Carraro⁸, C. Contreras⁴,
C. J. Davis²², R. de Grijs²³, B. Dias¹⁶, J. E. Drew^{5,24}, C. Fariña¹⁷,
C. Feinstein¹⁷, E. Fernández Lajús¹⁷, W. Gieren²⁵, B. Goldman²⁶,
A. Gosling²⁷, N. C. Hambly⁸, M. Hoare²⁹, A. Jordán¹, K. Kinemuchi³²,
T. Maccarone³⁴, D. C. Merlo⁷, R.E. Mennickent²⁵, L. Morelli⁴⁰, V. Motta²⁰,
T. Palma¹¹, B. Popescu⁴⁶, M. C. Parisi¹¹, Q. Parker^{41,42}, G. Pignata⁴⁵,
M. A. Read⁸, M. T. Ruiz²⁰, A. Roman-Lopes⁹, M. R. Schreiber²⁰,
A. C. Schröder^{47,48}, M. Smith⁴⁹, L. Sodré Jr.¹⁶, A. W. Stephens⁵⁰,
N. A. Walton⁷, A. A. Zijlstra³¹, M. Tamura⁵¹, C. Tappert²⁰, M. A. Thompson⁴
& L. Vanzì⁵² (The VVV Collaboration).

(1) DAA, Pontificia Universidad Católica de Chile, Chile

(2) Vatican Observatory, Vatican City State, Italy

(3) Dept. of Astrophysical Sciences, Princeton University, USA

(4) Centre for Astrophysics Research, University of Hertfordshire, College Lane, Hatfield AL10 9AB, UK

(5) European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, D-85748 Garching, Germany

(6) European Southern Observatory, Ave. Alonso de Cordova 3107, Casilla 19, Santiago 19001, Chile

(7) Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK

(8) Institute for Astronomy, The University of Edinburgh, Royal Observatory, Blackford Hill, Edinburgh EH9 3HJ, UK

(9) Departamento de Física, Universidad de La Serena, Benavente 980, La Serena, Chile

(10) Laboratório Nacional de Astrofísica, Rua Estados Unidos 154, Itajubá-MG, 37504-364, Brazil

(11) Observatorio Astronómico de Córdoba, Universidad Nacional de Córdoba, Laprida 854, 5000 Córdoba, Argentina

- (12) *Astronomy Unit, School of Mathematical Sciences, Queen Mary, University of London, Mile End Road, London E1 4NS, UK*
- (13) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Av. Rivadavia 1917 - CPC1033AAJ - Buenos Aires, Argentina*
- (14) *School of Physics, University of Exeter, Exeter EX4 4QL, Oxford Astrophysics, University of Oxford, Keble Road, Oxford OX1 3RH, UK*
- (15) *Department of Astronomy, University of Florida, 211 Bryant Space Science Center P.O. Box 112055, Gainesville, FL, 32611-2055, USA*
- (16) *Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Mataco 1226, Cidade Universitária, São Paulo 05508-900, Brazil*
- (17) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, and Instituto de Astrofísica La Plata, Paseo del Bosque S/N, B1900FWA, La Plata, Argentina*
- (18) *Space Telescope Science Institute, 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218, USA*
- (19) *Universidade Federal do Rio Grande do Sul, IF, CP 15051, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil*
- (20) *Depto de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias, Univ. de Valparaíso, Av. Gran Bretaña 1111, Playa Ancha Casilla 5030, Valparaíso, Chile*
- (21) *Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Casilla 36-D, Santiago, Chile*
- (22) *Joint Astronomy Centre, 660 North A'ohōkū Place, University Park, Hilo, HI 96720, USA*
- (23) *Kavli Institute for Astronomy and Astrophysics, Peking University, Yi He Yuan Lu 5, Hai Dian District, Beijing 100871, China*
- (24) *Astrophysics Group, Imperial College London, Blackett Laboratory, Prince Consort Road, London SW7 2AZ, UK*
- (25) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción, Chile*
- (26) *Max Planck Institute for Astronomy, Königstuhl 17, 69117 Heidelberg, Germany*
- (27) *Department of Astrophysics, University of Oxford, Keble Road, Oxford OX1 3RH, UK*
- (28) *Department of Physics, University of Cincinnati, Cincinnati, OH 45221-0011, USA*
- (29) *School of Physics & Astronomy, University of Leeds, Woodhouse Lane, Leeds LS2 9JT, UK*
- (30) *Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK*
- (31) *Jodrell Bank Centre for Astrophysics, The University of Manchester, Oxford Road, Manchester M13 9PL, UK*
- (32) *NASA-Ames Research Cr, Mail Stop 244-30 Moffett Field, CA94035, USA*
- (33) *Instituto de Astrofísica de Canarias, Vía Láctea s/n, E38205 - La Laguna (Tenerife), Spain*
- (34) *School of Physics and Astronomy, University of Southampton, Highfield, Southampton, SO17 1BJ, UK*
- (35) *Saint Mary's University, 923 Robie Street, Halifax, Nova Scotia, Canada*
- (36) *Istituto di Astrofisica Spaziale e Fisica Cosmica di Bologna, via Gobetti 101, 40129 Bologna, Italy*

- (38) *Service d'Astrophysique-IRFU, CEA-Saclay, 91191 Gif sur Yvette, France*
 (39) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Casilla de Correo 67, Sucursal 28, Buenos Aires, Argentina*
 (40) *Dipartimento di Astronomia, Università di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 3, 35122 Padova, Italy*
 (41) *Dept. of Physics, Macquarie University, Sydney, NSW 2109, Australia*
 (42) *Anglo-Australian Observatory, PO Box 296, Epping, NSW 1710, Australia*
 (44) *Warsaw Univ. Observatory, Al. Ujazdowskie 4,00-478, Warsaw, Poland*
 (45) *Departamento de Ciencias Físicas, Universidad Andres Bello, Av. República 252, Santiago, Chile*
 (46) *Physics Department, University of Cincinnati, PO Box 210011, Cincinnati, OH 45221-0011, USA*
 (47) *SKA/KAT, Lonsdale Building, Lonsdale Road, Pinelands 7405, Cape Town, South Africa*
 (48) *Hartebeesthoek Radio Astronomy Observatory, PO Box 443, Krugersdorp 1740, South Africa*
 (49) *The University of Kent, Canterbury, Kent, CT2 7NZ, UK*
 (50) *Division of Optical and Infrared Astronomy, National Astronomical Observatory of Japan 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo, 181-8588, Japan*
 (51) *Gemini Observatory, Northern Operations Center, 670 N. A'ohoku Place, Hilo, Hawaii, 96720, USA*
 (52) *Departamento de Ingeniería Eléctrica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Av. Vicuna Mackenna 4860, Santiago, Chile*

Abstract. The VISTA Variables in the Via Lactea (VVV) is an ESO public near-IR variability survey that is scanning the Milky Way bulge and an adjacent section of the Galactic mid-plane. The survey will take 1929 hours of observations with the VISTA 4.1-m telescope during five years, covering a billion point sources across an area of 520 sqdeg, including 36 known globular clusters and more than 350 open clusters. The final product will be a deep IR atlas in five passbands (0.9 – 2.5 microns) and a catalogue of more than a million variable point sources.

Resumen. Variables VISTA en la Vía Láctea (VVV) es un survey público del ESO de variabilidad infrarroja que está escaneando el bulbo Galáctico y una región del disco interior. Este survey insumirá 1929 horas de observación con el telescopio VISTA de 4.1-m durante 5 años, cubriendo aproximadamente mil millones de fuentes en un área de 520 grados cuadrados, la cual incluye 33 cúmulos globulares y más de 350 cúmulos abiertos conocidos. El producto final será un atlas infrarrojo profundo en 5 bandas espectrales (0.9 – 2.5 micrones) y un catálogo de más de un millón de estrellas variables.

1. Introduction

What is the structure of the Via Lactea and how did it form? This is an old question given the fact that since the early XVII century the Milky Way was found to be just one of the many galaxies in the Universe. This has been an important topic and still is. Indeed, in the early XXI century CMB details have been seen, we are finding evidence

of the Universe acceleration, we are discovering thousands of planets but we still do not know in detail the structure of the Galaxy! In the last decades, there has been a lot of progress thanks not only to the increasingly larger and more efficient detectors and telescope designs but also to the power of the computers that allows the processing and storage of large amounts of astronomical data.

The VVV Survey is an ongoing public ESO near-IR variability survey that covers the inner bulge and disk of the Milky Way using the VISTA 4.1-m telescope. The VVV Survey is described by Minniti et al. (2010) and Saito et al. (2011). More detailed information can be found at the web page <http://vvvsurvey.org>. The total coverage of the survey is >300 sqdeg in the bulge ($-10 < l(deg) < +10$; $-10 < b(deg) < +5$), and >220 sqdeg in the disk ($-65 < l(deg) < -10$; $-2 < b(deg) < +2$) (Figure 1). In the years 2010 and 2011 observations in five passbands from 0.9 to 2.5 microns (*ZYJHKs*) were acquired in a single epoch, with a scale of 0.34 arcsec/pixel. In the next few years, additional observations consisting of multi-epoch *Ks*-band images of the same fields will be carried out, with typical limiting magnitude $Ks = 17 - 18$ per epoch in most fields. Unlike single-epoch surveys that mostly produce 2-D maps, the VVV variable star survey will enable the construction of 3-D maps using well-understood distance indicators such as RR Lyrae stars, red clump giants, and Cepheids. This survey will yield important information on the ages, reddenings and metallicities of the Galactic stellar populations in regions that have so far remained relatively unstudied.

In addition, astrometry with >5 year time baseline will allow proper motion measurements across the bulge for kinematic discrimination of the bulge and inner Galactic disk populations. Besides, it will also allow us to discover moving objects in the Solar System and beyond. We are expecting a typical source astrometric accuracy (rms per visit) of about $35mas$ for $Ks = 15$, and $175mas$ for $Ks = 18$; and typical proper motion accuracy (after 5yr long survey) of about $7mas/yr$ for $Ks = 15$, and $15mas/yr$ for $Ks = 18$.

The observations will be combined with data from other surveys (2MASS, MACHO, OGLE, EROS, VST, HST, SPITZER, WISE, CHANDRA, FERMI-LAT, INTEGRAL, XMM-NEWTON and ALMA) for a complete understanding of the variable sources in the inner Milky Way as well as the background sources such as SNe in distant galaxies, AGNs and QSOs. This public survey will provide data available to the whole community and therefore will enable further studies of the history of the Milky Way, its star cluster evolution, and the population census of the Galactic Bulge and center as well as investigations of star forming regions in the disk.

In a pilot survey for variable stars in the Galactic plane, Pietrukowicz et al. (2011) detected a few variable sources every 1000 stars. Based on the number of sources detected, we estimate that the final VVV light curve database will contain up to a million variables. The combined variable star catalogues will have important implications for the distance scale and for the investigations of star pulsation properties.

The current paper aims at reporting on the progress of the VVV survey and at raising awareness of how advantageous the collected data are for a variety of scientific purposes. It is expected that this study encourages the astronomical community to use the photometry that has recently become public.

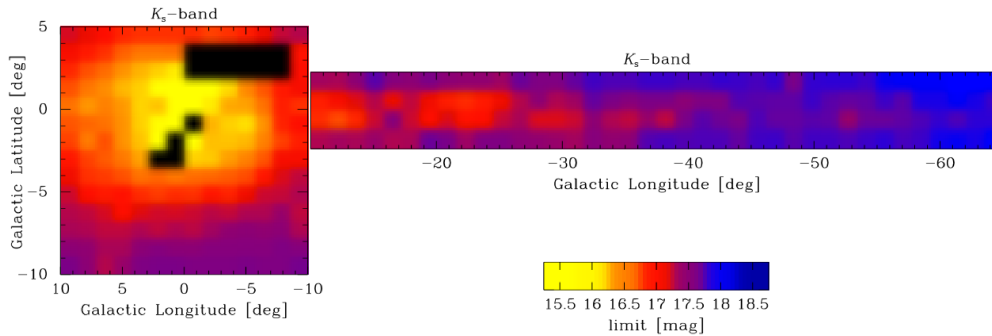


Figure 1. Area observed by the VVV survey in the bulge and disk of the Milky Way, color coded according to the limiting magnitudes in the Ks-band.

2. Current Status: Observations and Data Processing

The observations with the JHKs filters of the whole area were given the highest initial priority, so the multicolor map of the VVV survey region is almost complete, as shown in Figure 1. This already allows a variety of interesting applications and also leads to the first scientific results, as described below. The ZY filter observations were given slightly lower priority than the JHKs maps. However, we obtained a significant spatial coverage, specially in the disk region. The ZY filters are essential to complement and interpret the information provided by the JHKs maps: they can lift the degeneracy or ambiguity of the JHKs color-color diagrams and color-magnitude diagrams in the presence of large and variable interstellar extinction. The Year 1 plan also included covering 5 epochs in the Ks filter in order to test the variability searching techniques, and to provide a long term baseline for both stellar variability (e.g. microlensing, long term variable sources) and proper motions. We decided to give Ks filter observation lower initial priority than to the multicolor maps; the total coverage is rather poor due to the time lost to telescope intervention and weather: only a limited number of disk and bulge fields were observed in these 5 Ks-band epochs (Figure 2).

The data processing was carried out using the pipeline at the Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU). Version 0.8, that was very reasonable for testing, was released in May 2010. Version 1.0, a very good one, was released in September 2010 and will be fit for publication after some checking. Since September 2010, the team has worked on the quality control using this version 1.0 data. The first year VVV data is now publicly available at the ESO Public Archive (as of Oct 2011). In addition, the VISTA Survey Archive (VSA) archival unit is also progressing towards handing the advanced data products available for a future release (expected early 2012). Advanced data products would include the merged-band catalogues and multi-epoch catalogues. The user interface and schema have undergone several iterations with the survey team in order to better serve the requirements of the survey.

After receiving the data, all VVV Science Team members were involved in Quality Control: we checked image defects, telescope problems, seeing, zero points, magnitude limits, ellipticities, airmass, etc. The visual Quality Control was performed in two steps. Initially, this was done by the Southern team using the JPEG images of the individual pawprints supplied by CASU before August 2010. Visual Quality control of VVV tiles is underway by members of the European team using the FITS images

supplied by CASU version 1.0. The JPEG images are not adequate for this (even in the VSA) because they look either too small when displaying whole tiles or too big when zoomed in. This work is currently going on since we are still identifying images that need to be reprocessed or reacquired. We have produced documents illustrating common defects in the images (see links in our web page). We have also published a few initial papers that illustrate data reductions and the quality described below.

Near-IR standard stars are observed nightly to perform the photometric JHK_s calibration, which is checked against 2MASS (Skutskie et al. 2006). There is excellent agreement in general, even though we are finding differences of up to 0.1 mag in some of the disk and bulge fields, which are not surprising. Eventually, in these regions, the VVV should be better calibrated and more homogeneous. Currently, we are investigating the calibration as a function of crowding in the bulge and disk fields. The only foreseen difficulty would be caused mostly by the brightness of the ZY standard stars that cannot be observed with 4-m class telescopes. If no adequate solution can be found, we would bootstrap the ZY calibration from the JHK_s calibration of 2MASS plus the OGLE VI data.

3. Early Scientific Results

Even though it is still early to have a good number of scientific results available, we can highlight a few interesting findings that would be useful for the community in order to show the quality and potential of the survey and to encourage the use of the public data.

Depending on the crowding, the VVV near-IR color-magnitude diagrams reach $K_s = 17 - 18$ mag. A useful feature of the VVV survey is the availability of 5 different near-IR filters ($ZYJHK_s$), which allows to characterize the objects that are generally too faint to be studied spectroscopically. As an example, we are using color-color diagrams in order to separate cleanly main-sequence stars from red giants. This is possible even in regions of the Galactic plane of relatively high reddening. This fact enables us to study stellar populations and Galactic structure in the bulge and disk fields observed by our VVV Survey.

Minniti et al (2011a) used the VVV red clump (RC) giants of the disk as standard candles to map their distribution at different longitudes above and below the Galactic plane in combination with fields from the UKIDSS GPS survey (Lucas et al. 2008), in order to consider the effect of the warp. We explored different selection cuts of RC giants in the near-IR calibrated from Hipparcos parallaxes. We concluded that there is an edge of the stellar disk of the Milky Way at Galactocentric distance $R = 13.9 \pm 0.5$ kpc along different lines of sight across the Galaxy. We demonstrated that the stellar disk edge of the Milky Way can now be mapped in the near-infrared in order to test different models and to establish our own position within the Galaxy.

As one of the most useful products of the survey, Gonzalez et al. (2011a) presented a method of obtaining reddening maps and tracing bulge structure and metallicity gradients using VVV data. This method is used to derive properties of the fields along the bulge minor axis. We derived the mean $J - K_s$ color of the RC giants in 1835 subfields in the bulge region with $-8 < b(deg) < -0.4$ and $0.2 < l(deg) < 1.7$, and compared it to the color of RC stars in Baade's window, for which we adopted $E(B - V) = 0.55$. We found that the reddening determination is sensitive to small-scale variations, which are clearly visible in our maps. The results obtained agree with the literature values

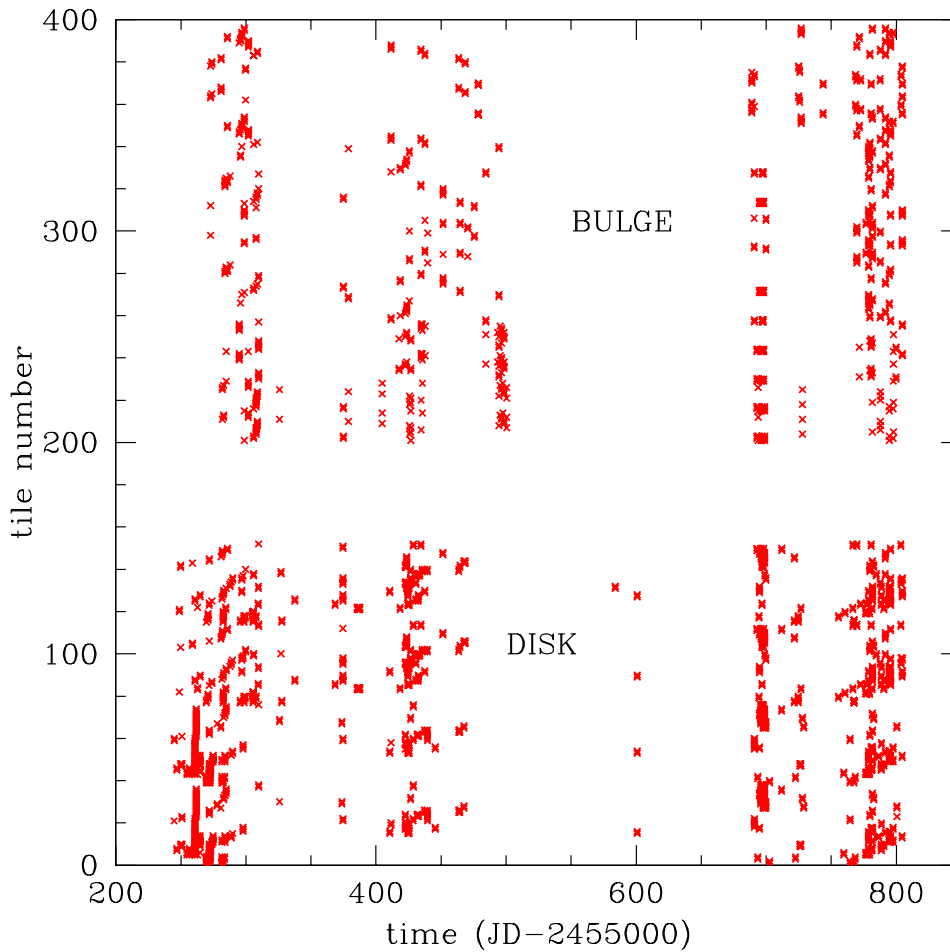


Figure 2. Ks-band epochs of observation for the different tiles in the Milky Way bulge and disk obtained so far.

based on different methods, although our maps have higher resolution and more complete coverage. The mean of the derived photometric metallicity distributions is in remarkable agreement with those obtained from spectroscopy.

Using 2MASS data, Saito et al. (2011) analyzed the distribution of the RC giant stars throughout the Galactic bulge. We mapped the position of the RC in 1 sqdeg fields within a total area of 170 sqdeg in the bulge. The single RC seen in the central area splits into two components at high Galactic longitudes in both hemispheres. These components are produced by two structures at different distances along the same line of sight, as found by McWilliam & Zoccali (2010). The X-shape is clearly visible in the Z-X plane for longitudes close to the $l = 0$ axis. Crude measurements of the space densities of RC stars in the bright and faint RC populations are consistent with the adopted RC distances, providing further supporting evidence that the X-structure is real, and that there is approximate front-back symmetry in our bulge fields. The

VVV data were used to ensure that the 2MASS results were not a consequence of incompleteness at the faintest magnitudes.

Gonzalez et al. (2011b) used the VVV data in bulge regions close to the Galactic plane ($-1 < b(deg) < +1$) to trace the bar inclination and to investigate a distinct structure that was previously detected at positive Galactic latitudes by Nishiyama et al. (2005). We used the $J - Ks$ colors of the RC stars to obtain reddening values, and then built the luminosity function of the bulge in regions of 0.4 sqdeg to obtain the mean RC magnitudes that allowed us to trace the bar structure. The luminosity function clearly shows the RC mean magnitude variation with Galactic longitude, as expected from a large scale bar oriented towards us at positive Galactic longitude. We detected, however, a change in the orientation of the bar in the central regions with $-4 < l(deg) < 4$ at $b = \pm 1 \text{ deg}$. This finding suggests the presence of an inner structure with a different orientation angle from the large-scale Galactic bar. This inner structure could be a secondary, inner bar or an inner ring, symmetric with respect to the Galactic plane, with a semi-major axis of $\sim 500 \text{ pc}$.

Borissova et al. (2011) reported the discovery of 96 new open clusters in the Milky Way inner disk, which is one of the principal goals of the VVV Survey. In order to trace the early epochs of star cluster formation, we concentrated our search in the directions towards known star formation regions, masers, radio, and infrared sources. After statistical field-star decontamination, color-magnitude and color-color diagrams were constructed and analyzed for each cluster candidate. Most of the new cluster candidates are faint and compact (with small angular sizes), very reddened and relatively young. The deep near-IR color magnitude diagrams of well populated clusters in the Galactic plane and bulge allow the determination of the cluster sizes, distances, metallicities and reddenings.

We are also searching for new old globular clusters (GCs) and have already discovered VVV-CL001, a faint GC located in the bulge at $l, b = (5.27, 0.78)deg$, only 8 arcmin away from the GC UKS1 (Minniti et al. 2011b). Moni-Bidin et al. (2011) reported the photometry for 3 new GC candidates called VVV CL002, VVV CL003, and VVV CL004. They performed point-spread-function near-infrared photometry from VVV data for the three objects and their surrounding fields. They showed that VVV CL002 is a newly discovered, small, moderately metal-rich ($[Fe/H] = -0.4$) Galactic GC. It is located at a Galactocentric distance of $0.7 \pm 0.9 \text{ kpc}$, and it could be one of the GCs nearer the Galactic center. Its characteristics are more similar to those of low-mass, Palomar-like GCs than to more classical, old and massive bulge GCs. VVV CL003 is the first star cluster discovered in the Galactic disk on the opposite side of the center with respect to the Sun, at a Galactocentric distance of $\sim 5 \text{ kpc}$. Its high metallicity ($[Fe/H] = -0.1$) and its Galactic location correspond more to an open cluster than to a GC, although the possibility of being a GC cannot be excluded. The last object, VVV CL004, is most probably just a random clump of field stars.

Another goal of the VVV survey is to identify the near-IR counterparts of high energy sources discovered by recent satellite missions (INTEGRAL; SWIFT; FERMI-LAT, CHANDRA, XMM-NEWTON) in the crowded and reddened regions of the inner Milky Way. The initial discoveries for the candidate IR counterparts of the hard X-ray transient sources IGR J17177-3656 and MAXI J1534-564 were reported this past year by Rojas et al. (2011ab). Figure 3 shows the candidate counterpart for MAXI J1534-564.



Figure 3. Composite VVV $JHKs$ color image of the field (25"x13") centered on the candidate counterpart for the hard X-ray transient source MAXI J1534-564 located at $RA = 15 : 43 : 17.35$, $DEC = -56 : 24 : 49.1$ (J2000).

The deep images allow to see background galaxies, AGNs and QSOs through the galactic plane beyond many magnitudes of extinction (Amores et al. 2012). Figure 4 shows as an example of the first VVV QSO, which is a known QSO with magnitude $I = 17.12$ from Sumi et al. (2005) for which we measure mean magnitudes $Z = 15.9$, $Y = 15.5$, $J = 14.7$, $H = 13.9$, and $Ks = 13.3$.

We noted that variability is a very important part of our Public Survey but this was not expected to be our major activity in the first two years. We made only a few tests using the Science Verification data, identifying known RR Lyrae from the MACHO and OGLE surveys. These tests were successful because we recovered the variables and could even phase their Ks-band light curves with their corresponding periods (in some cases period changes were found). We are now searching for new variables and plan to make further observations collecting more epochs. Figure 2 shows the epochs of observation of the different bulge tiles acquired so far. The observation projects for the next years consist of 60-80 more epochs in the Ks-band in the bulge and in the disk. They would represent the main variability campaigns.

The variability information for such a large sample of objects (about a billion sources) opens a huge potential for future discoveries. Such information may enable us to obtain new scientific results on very rare objects, like faint cool objects, short stages of stellar evolution, and uncommon transients.

Another byproduct of the VVV survey of great value is its usefulness to calibrate different datasets and studies. Two specific examples where this is done are the detection of the first microlensing in a GC (Pietrukowicz et al. 2012) and the calibration of the open cluster distance scale (Majaess et al. 2012).

4. Conclusions

The VVV observations during the first two years have been successful, even though they are not complete. A great deal of survey data is already public and available for scientific exploitation. The photometry and astrometry produced by the CASU pipeline is very good, and we are still testing on the variability detection with the limited epochs available at the VSA. Already the data are very competitive compared with the existing near-IR surveys of the Milky Way disk and bulge. The conclusion is that the high quality of the data suggests that the VVV Survey should be able to accomplish its main goals benefiting studies of the Milky Way, star formation, stellar evolution, star clusters, eclipsing, pulsating and eruptive variable stars, and even enriching extragalactic science.

Acknowledgments. We acknowledge use of data from the ESO Public Survey programme ID 179.B-2002 taken with the VISTA telescope, data products from the Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU) and the VISTA Survey Archive (VSA), and funding from the FONDAP Center for Astrophysics 15010003, the BASAL CATA Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06, the Projects FONDECYT Regular No. 1090213, 1110393, 1110326, and 1080086, and The Milky Way Millennium Nucleus from the Ministry for the Economy, Development, and Tourism's Programa Iniciativa Científica Milenio through grant P07-021-F, and from CONICYT Gemini Project No. 32080016.

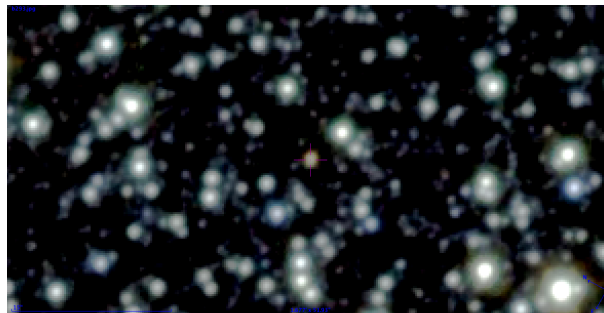


Figure 4. VVV $JHKs$ color image (100" x 52") centered on a known QSO with $Ks = 13.3$ mag at $RA = 18 : 04 : 25.85$, $DEC = -28 : 55 : 46.9$ (J2000).

References

- Amores, E., et al. 2012, in preparation
- Borissova, J., et al., 2011, A&A, 532, 131
- Gonzalez et al. 2011a, A&A, 534, A3
- Gonzalez et al. 2011b, A&A, 534, L14
- Lucas, P. W., Hoare, M. G., Longmore, A., et al. 2008, MNRAS, 391, 136
- Majaess, D., et al., 2012, ApJL, in press (arXiv:1112.3957)
- McWilliam, A., Zoccali, M., 2010, ApJ, 724, 1491
- Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al., 2010, New Astronomy, 15, 433
- Minniti, D. et al., 2011a, ApJ, 733, L43

- Minniti, D. et al., 2011b, *A&A*, 527, 81
Moni Bidin, C., et al., 2011, *A&A*, 535, 33
Nishiyama, S., et al. 2005, *ApJ*, 621, L105
Pietrukowicz, P, et al., 2011, in press (arXiv:1110.3453)
Pietrukowicz, P, et al., 2012, *ApJL*, 714, L18
Rojas, A., Masetti, N., & Minniti, D. 2011a, *ATEL # 3275*
Rojas, A., Masetti, N., & Minniti, D. 2011b, *ATEL # 3372*
Saito, R. K., Zoccali, M., McWilliam, A., et al. 2011, *AJ*, 142, 76
Saito, R. K., Hempel, M., Minniti, D., et al. 2012, *A&A*, in press (arXiv:1111.5511)
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
Sumi, T., et al. 2005, *MNRAS*, 356, 331

PRESENTACIÓN MURAL

New Galactic star cluster candidates discovered in the VVV Survey within 10 degrees around the Galactic center

J. Borissova¹, J. R. A. Clarke¹, C. Bonatto², A. -N. Chené^{1,3}, E. Bica²,
R. Kurtev¹, R. Barbá⁴, D. Minniti⁵, F. Peñaloza¹, M. Catelan⁵, P. W. Lucas⁶,
F. Mauro³, C. Moni Bidin³, D. Geisler³, V. D. Ivanov⁷, G. L. Baume⁸ &
C. Feinstein⁸

(1) *Departamento de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias, Universidad de Valparaíso, Chile*

(2) *Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Brazil*

(3) *Universidad de Concepcion, Chile*

(4) *Universidad de La Serena, Chile*

(5) *Pontificia Universidad Catolica, Chile*

(6) *Centre for Astrophysics Research, University of Hertfordshire, UK*

(7) *European Southern Observatory, Chile* (8) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Instituto de Astrofísica de La Plata, Argentina*

Abstract. We report the discovery of 57 new infrared open cluster candidates and stellar groups in the inner 10 degrees around the Galactic center. The newly discovered candidates are found by visual inspection of near infrared images observed under the Vista Variables in the Via Lactea (VVV) ESO Large Public Survey. The preliminary analysis shows that approximately 1/3 of them are younger than 10 Myrs.

Resumen. Se reporta el descubrimiento de 57 nuevos candidatos a cúmulos abiertos y grupos estelares infrarrojos proyectados dentro de aproximadamente 10 grados de la dirección al centro de la Galaxia. Los candidatos recientemente descubiertos fueron hallados por inspección visual de las imágenes en infrarrojo cercano obtenidas por el relevamiento Vista en el Vía Láctea (VVV) que forma parte del ESO Large Public Survey. El análisis preliminar muestra que aproximadamente un tercio de los objetos son más jóvenes que 10 millones de años.

1. Introduction

VISTA Variables in the Vía Láctea (VVV) is one of the six ESO Public Surveys operating on the new 4-meter Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy (Minniti et al. 2010, Saito et al. 2011). VVV is scanning the Milky Way bulge and an adjacent section of the disk. One of the principal goals of the VVV Survey is to find new star clusters in the highly obscured galactic regions. We have visually inspected the bulge area covered by VVV using the pipeline processed and calibrated K_S -band tile images for stellar overdensities. Subsequently, we examined the composite JHK_S and ZJK_S color images of each candidate. Prior to any color-magnitude investigation one of the

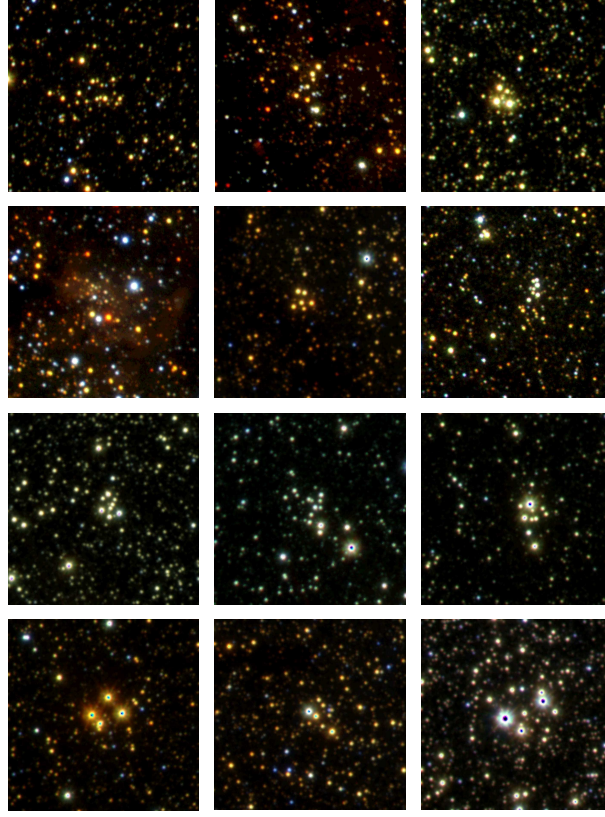


Figure 1. VVV JHK_S true color images of typical VVV open cluster candidates. The field of view is approx. 1.2×1.2 arcmin and North is to the left, East is up.

main criterions to define the star cluster candidates was to find at least 10 candidate members with similar colors.

2. Catalog of the cluster candidates

We report a catalog of 57 new infrared open cluster candidates and stellar groups in the inner 10 degrees around the Galactic center. Fig. 1 shows JHK_S true color images of typical VVV open cluster candidates.

We attempted to make some preliminary classification of the objects based on their morphology and any additional information from the literature: a nebulosity, the presence of masers, radio, infrared, X-ray and radio sources, which can be associated with the object. According to the SIMBAD database 20 of 57 of our clusters show such objects projected within 1 arcmin radius. Thus, we infer from the proximity to these sources that $\sim 35\%$ of cluster candidates and stellar groups are younger than 10 Myrs.

Fig. 2 shows a clear correlation between GLIMPSE dust structures and projected position of our star cluster candidates.

The mean cluster radius of the sample, measured by eye on the K_S 80 second VVV tile images, is 26 ± 14 arcsec. This is smaller than the mean value of 34 ± 18 arcsec of

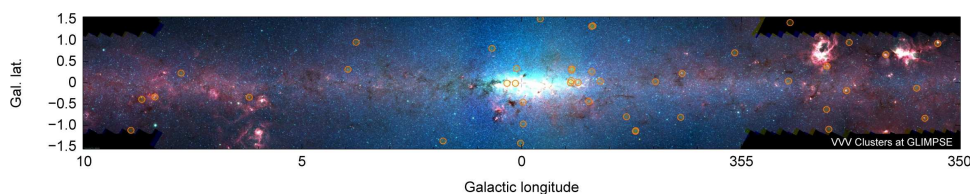


Figure 2. The VVV bulge survey area, overplotted on the GLIMPSE 3.6, 4.5 and $8.0\ \mu\text{m}$ true color image, with the new star cluster candidates shown.

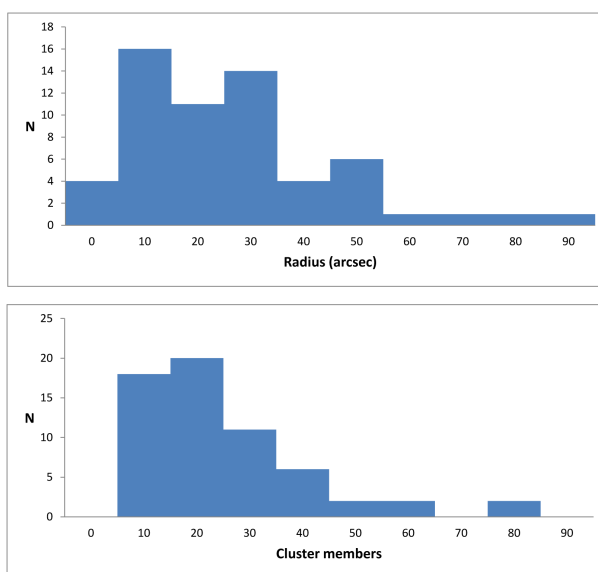


Figure 3. Upper panel: Distribution of the detected objects with measured cluster radius (given in arcsec). Lower panel: Histogram of the cluster sample by number of most probable cluster members.

the VVV cluster candidates found in the VVV disk area (Borissova et al. 2011). The histogram of the number of star clusters vs. 10 arcsec binned radius is shown in Fig. 3. It can be seen that most of the clusters have a radius between 20 and 30 arcsec, clearly showing that deep infrared surveys such as VVV allow us to find new faint and compact (with small angular sizes) clusters.

Another possible indication of the richness of the clusters is the number of most probable cluster members. Our preliminary analysis shows that the histogram presents a peak between 15–35 cluster members per cluster. Only 10 clusters have more than 50 members. Note however that here the completeness limit of the data is $K_S=15.0$ – 16.0 mag, dependent on crowding and differential reddening. Saturation and differential reddening are not taken in consideration. The small number of cluster members can also be due to the compact nature of the cluster and/or large distance.

The confirmation of the cluster nature of the objects, as well as the determination of their basic parameters are in progress.

Acknowledgments. The data used in this paper have been obtained with VIR-CAM/VISTA at the ESO Paranal Observatory. The VVV Survey is supported by the European Southern Observatory, by BASAL Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06, by FONDAP Center for Astrophysics 15010003, by the Ministry for the Economy, Development, and Tourism's Programa Inicativa Científica Milenio through grant P07-021-F, awarded to The Milky Way Millennium Nucleus. JB and FP acknowledge support from FONDECYT No.1080086. RK acknowledges support from Cento de Astrofísica de Valparaíso and DIPUV 23/2009. DM and DG acknowledge support from FONDAP Center for Astrophysics No. 15010003. JRAC and FP are supported by GEMINI-CONICYT FUND No.32090002 and No.32100020. D.G., C.M.B. and ANC gratefully acknowledge support from the Chilean Centro de Excelencia en Astrofísica y Tecnologías Afines (CATA). ANC received support from Comitee Mixto ESO-GOBIERNO DE CHILE 2009.

References

- Borissova, J., Bonatto, C., Kurtev, R., et al. 2011, *A&A*, 532, A131
Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, *New Astronomy*, 15, 433
Saito, R. K., Hempel, M., Minniti, D., et al. 2011, arXiv:1111.5511

PRESENTACIÓN MURAL

Caracterización del sistema fotométrico del VVV para el estudio de la subestructura en nuestra galaxia

V. Santucho¹, S. Gurovich³, M. Dominguez^{2,3}, D. Minniti⁴, M. Soto⁵ & E. B. Amôres⁶

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física, Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET*

(4) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile*

(5) *Departamento de Física, Universidad de La Serena, La Serena, Chile*

(6) *Laboratorio Nacional de Astrofísica, Brasil*

Abstract. In this work we calculate colour transformation equations between the VVV and 2MASS filters for bulge field stars. Our method involves matching stars from both surveys and include cuts to ensure that only sources with the best photometry are included in the calibration. Our bivariate weighted fits show that the transformation equations depend on galactic coordinates, so we provide local transformation calibrations, for each Tile.

Resumen. En este trabajo se calculan las ecuaciones de transformación de color entre los filtros de los relevamientos VVV y 2MASS, para estrellas del bulbo galáctico. El método consiste en cruzar datos de ambos catálogos e incluye cortes en magnitud para asegurar que sólo las fuentes con la mejor fotometría se incluyen en la calibración. Nuestro ajuste bi-paramétrico pesado por los errores, muestra que las ecuaciones de transformación dependen de las coordenadas galácticas, por lo que se propone una calibración con ecuaciones de transformación para cada baldosa *Tile*, es decir locales.

1. Introducción

El estudio de la subestructura de nuestra galaxia se lleva a cabo generalmente utilizando métodos de filtrado de poblaciones estelares. En el trabajo de Majewski et al. (2003) se analizan los datos del relevamiento fotométrico del 2MASS (Two Micron All Sky Survey, Skrutskie et al. 2006) y, a partir de la aplicación de estos filtros sobre los diagramas de color-magnitud, se estudia la galaxia enana Sagitario. Nuestro objetivo es utilizar un método similar para la búsqueda de subestructuras en nuestra Galaxia, utilizando los datos del VVV. Por este motivo, necesitamos llevar nuestros datos al sistema fotométrico del 2MASS para la aplicación de dicho filtro. Debido a que el área seleccionada para llevar a cabo el filtrado se encuentra cerca del bulbo galáctico, fuertemente afectada por enrojecimiento y densidad estelar, es necesario establecer, si es posible, una aplica-

ción global de las transformaciones de colores, independiente al *Tile*, o la necesidad de obtener transformaciones para cada una de las baldosas del VVV.

2. Datos

El VVV (Vista Variables in the Vía Láctea Survey, Minniti et al. 2010) es un relevamiento fotométrico en el infrarrojo cercano del bulbo galáctico y parte del disco, más profundo que los relevamientos de este tipo ya existentes. En particular 4 magnitudes más profundo que el 2MASS. Cubre un área de 520 grados cuadrados, subdividida en 196 *Tiles* en el bulbo y 152 para el disco, con un campo de visión de 1.501 grados cuadrados para cada *Tile*. El procesamiento de los datos está a cargo de CASU (Cambridge Astronomical Survey Unit). Para realizar este estudio, se seleccionó el área comprendida entre $0^\circ < l < 10^\circ$ y $-10^\circ < b < -5,8^\circ$, debido a que la corriente estelar de Sagitario pasa a través de la misma, permitiéndonos testear nuestro método de búsqueda.

3. Metodología

Para todos los *Tiles* del área seleccionada y para las tres bandas fotométricas (K_s , J, H), se transformaron las magnitudes del sistema Vista al 2MASS, excluyendo las estrellas con errores en magnitud mayor a 0,06 [mag] en ambos catálogos. En la Figura 1, para el *Tile* b214, se muestra en negro la relación entre las magnitudes de las estrellas del catalogo 2MASS y las magnitudes del catalogo VVV. En la misma Figura 1, en color magenta, se señala la relación entre las magnitudes del 2MASS y las magnitudes de las estrellas del VVV, transformadas al sistema fotométrico del 2MASS a partir de las transformaciones globales de colores provistas por CASU, indicada en la misma gráfica. El apartamiento de la relación uno a uno que se observa en las magnitudes más brillantes, se debe a efectos de no-linealidad y de saturación como consecuencia de la sensibilidad del Vista, ya que ésta es superior a la del 2MASS. Debido a esto, se realizaron cortes en las magnitudes $K_s=12,5$ [mag], $J=13$ [mag] y $H=13$ [mag].

Una vez realizados los cortes, se calcularon transformaciones de color propias para cada *Tile*, como puede verse en la Figura 2 para el *Tile* b214 en la banda K_s . El método consiste en realizar un ajuste bi-paramétrico, pesando los errores en ambos ejes, y descartando las estrellas que caen fuera de los 3σ del ajuste, con el fin de evitar la contaminación. El proceso se realizó de manera iterativa hasta que todas las estrellas estuvieran contenidas dentro de los 3σ . Con estas condiciones se obtienen los coeficientes de las transformaciones. En la Tabla 1 se muestran dichos coeficientes para algunos *Tiles*.

En la Figura 3 se muestra la relación entre los parámetros de las rectas (pendiente, ordenada al origen) y las coordenadas galácticas para las bandas K_s , J y H. Se observa que los parámetros de los ajustes presentan una dependencia con las coordenadas, en particular para la latitud galáctica los valores de la pendiente del ajuste aumentan mientras que los valores de la ordenada disminuyen a medida que nos acercamos al plano galáctico. Con la longitud galáctica no detectamos una tendencia clara de los parámetros.

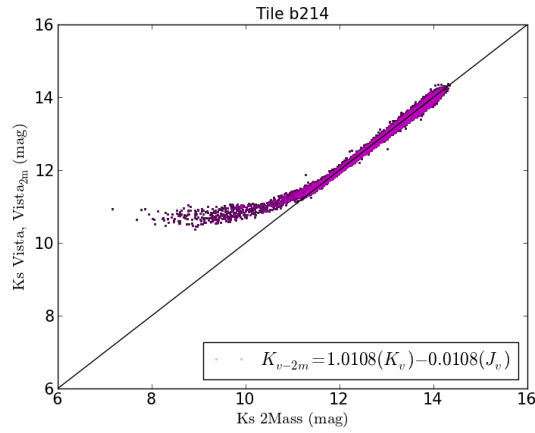


Figura 1. En puntos negros la relación entre las magnitudes del catálogo del 2MASS y VVV, en magenta las magnitudes del VVV en el sistema 2MASS. La línea continua denota la relación uno a uno. Abajo a la derecha se muestra la ecuación de transformación.

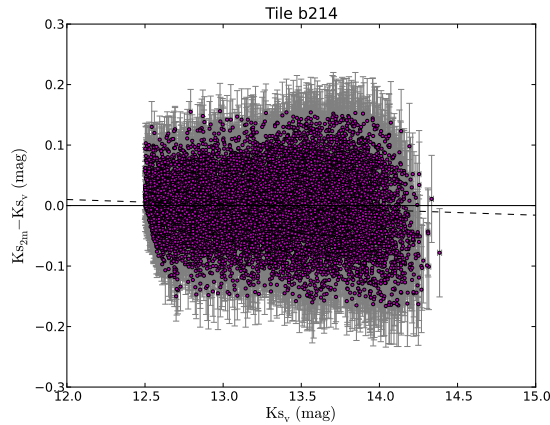


Figura 2. Diferencias en magnitud de los relevamientos 2MASS y el VVVV, con sus correspondientes bandas de error. La línea discontinua es la recta de mejor ajuste.

Tabla 1. Parámetros de las rectas de ajuste correspondientes a las bandas K_s , J y H.

Tile	l (deg)	b	B_k (mag)	A_k	B_j (mag)	A_j	B_h (mag)	A_h
208	1.09407	-9.68976	-0.0083 ± 0.0008	0.1096 ± 0.0103	0.0028 ± 0.0003	0.0054 ± 0.0051	-0.0046 ± 0.00067	0.0539 ± 0.0118
214	9.96201	-9.68974	-0.0086 ± 0.0010	0.1364 ± 0.0141	-0.0018 ± 0.0004	0.0693 ± 0.0060	-0.0033 ± 0.0008	0.0345 ± 0.0118
238	3.97307	-7.50542	0.0017 ± 0.0007	-0.0188 ± 0.0094	0.0165 ± 0.0004	-0.1780 ± 0.0056	0.0098 ± 0.0006	-0.0138 ± 0.0094
250	1.00893	-6.41327	-0.0027 ± 0.0006	0.0356 ± 0.0081	0.0179 ± 0.0003	-0.1956 ± 0.0044	0.0106 ± 0.0005	-0.1495 ± 0.0077
256	9.80910	-6.41326	-0.0043 ± 0.0006	0.0588 ± 0.0092	0.0129 ± 0.0003	-0.1282 ± 0.0048	0.0119 ± 0.0005	-0.1700 ± 0.0080

4. Conclusión

Los resultados indican que lo más adecuado para nuestro objetivo es utilizar transformaciones locales (para cada *Tile*), para pasar de las magnitudes del Vista a las del 2MASS. Esto se debe a que la aplicación de las transformaciones globales provistas

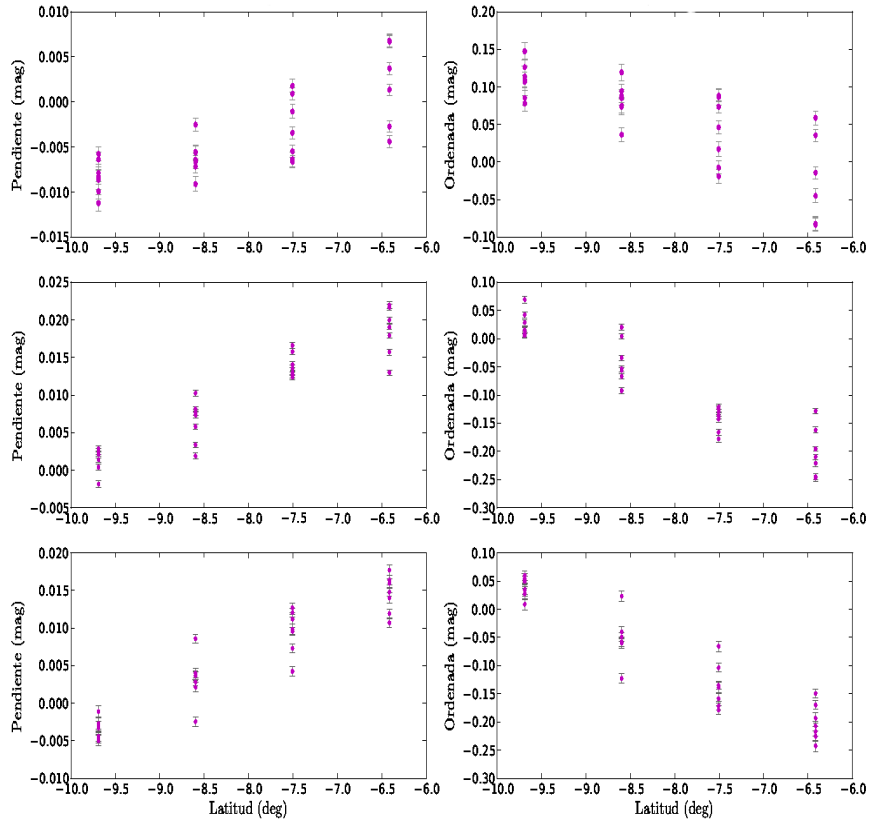


Figura 3. Dependencia de los parámetros de la recta de ajuste con respecto a la latitud, correspondiente a las bandas K_S (panel superior) J (panel del medio) y H (panel inferior) para todos los *Tiles* de interés.

por CASU introducirían errores en las magnitudes transformadas, ya que no tienen en cuenta el enrojecimiento y la densidad estelar diferencial.

Referencias

- Majewski, S. et al., 2003, ApJ, 599, 1082
 Minniti, D. et al., 2010, New A, 15, 433
 Skrutskie, M.F. et al. 2006, AJ, 131, 1163

PRESENTACIÓN ORAL

The VVV color-magnitude diagram of the Galactic bulge

R. K. Saito¹, D. Minniti^{1,2,3} & the VVV Collaboration

(1) Pontificia Universidad Católica de Chile, Chile

(2) Vatican Observatory, Vatican City State, Italy

(3) Peyton Hall, Princeton University, NY, USA

Abstract. We present the 100+ million star color-magnitude diagram for the Galactic bulge based on the VVV survey data. This is the hugest CMD ever published for a large homogeneous data set. We discuss the differences in the morphology and the effects caused by crowding and extinction.

Resumen. Se presenta el diagrama color-magnitud de +100 millones de estrellas para el bulbo galactico basado en los datos del Survey VVV. Éste es el CMD más grande publicado usando un conjunto de datos homogéneos. Se discuten las diferencias en la morfología y los efectos causados por alta densidad y extinción.

1. Introduction

The bulge of the Milky Way is a fundamental galactic component to understand the formation and evolution not only of our Galaxy, but of galaxies in general. However, observations of the Galactic center are difficult since they are affected by extinction and crowding. Past near-IR surveys are limited to bright sources (e.g., 2MASS; Skrutskie et al. 2006) while optical surveys (e.g., OGLE; Udalski et al. 1993) are highly affected by extinction, and do not allow us a complete view of the Galactic bulge. The new VISTA Variables in the *Vía Láctea* (VVV) Survey maps 562 sq. deg. in the southern disk and bulge of the Galaxy. VVV observes in five near-IR passbands ($ZYJHK_s$) reaching $K_s \sim 18,5$ mag, as well as performs a variability campaign spanning over 5 years (Minniti et al. 2010). Particularly for the bulge area, VVV covers ~ 314 deg² within $-10.0^\circ \lesssim l \lesssim +10.4^\circ$ and $-10.3^\circ \lesssim b \lesssim +5.1^\circ$. Here we present the +100 million star color-magnitude diagram (CMD) for the Galactic bulge based on the VVV data. This is the hugest CMD ever published for a large homogeneous data set.

2. Observational data and catalogues

The VVV bulge area is covered by 196 pointings called “tiles”, each one covering 1.64 deg² in the sky. The number of point sources found in each catalogue varies from $\sim 500,000$ at the outermost region and up to 1,500,000 sources per tile at the innermost Galactic Center. The single-band J , H and K_s catalogues were matched resulting in a multiband, JHK_s catalogue for each bulge tile.

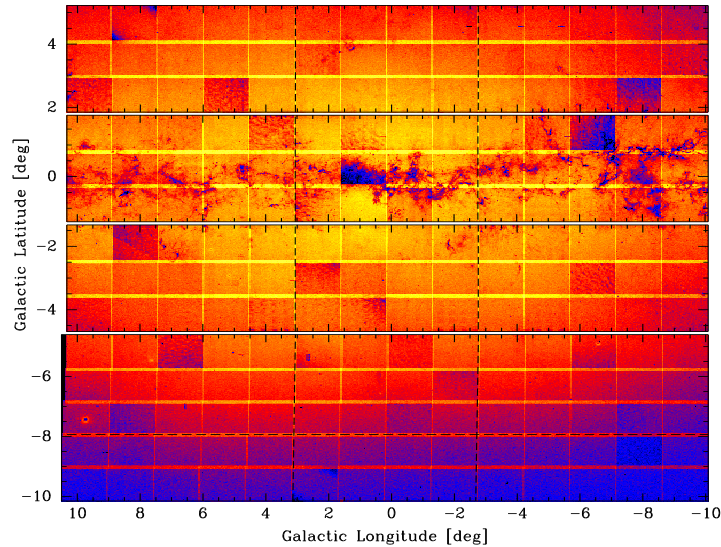


Figure 1. Density plot showing the VVV bulge area. The map is made using the point sources brighter than $K_s = 16.5$ mag present in the JHK_s multiband catalogues. High Crowded areas appear in yellow, while less populated regions as well as high extincted areas are shown in blue. The overlapping regions between tiles are highlighted since the point sources are accounted twice.

Figure 1 shows the VVV bulge area as a density map corresponding to sum of all bulge multiband catalogues. In order to equalize the increasing sky brightness towards the Galactic Center due to the contribution of underlying/unresolved faint stars, a cut in $K_s = 16.5$ mag was applied. Highly density areas appear in yellow, while less populated regions as well as high extinction areas are shown in blue. The overlapping regions between tiles are highlighted since the sources are accounted twice. The density changes abruptly between few adjacent tiles, due to the rejection of some sources in lower quality images.

3. The 100+ million star CMD

Figure 2 shows in the left-hand panel the CMD of the Galactic Bulge based on the VVV multiband catalogues, with a total of 147 million point sources. The CMD is shown as a density plot, with contour curves marking same density levels. The data include also point sources fainter than $K_s = 16.5$ mag, in contrast with the cut in magnitude applied in Fig. 1. Sources on the overlapping regions between tiles are present and accounted twice. These comprise $\sim 10\%$ of the total point sources. Since the overlapping areas are equally spaced along the bulge they do not produce any bias or special trend in the CMDs. Point sources in the VVV catalogues receive different flags according with the most probable morphological classification (see Saito et al. 2011b). The right-hand panel of Fig. 2 shows the CMD built only with sources flagged as stellar in all J , H , and K_s catalogues, in a total of 77.4 million sources. Structures are clearer seen in the stellar CMD, since it contains only the best photometry data points.

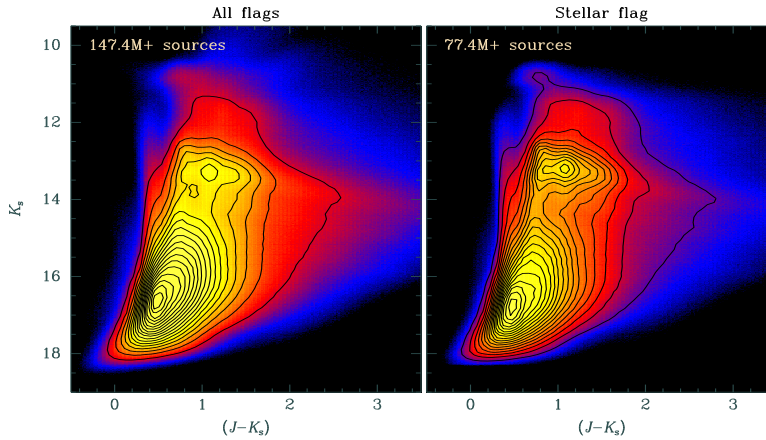


Figure 2. The left-hand panel shows the CMD for all point sources found in the VVV bulge area while the right-hand panel shows stellar sources only. Contour lines mark the density levels. The total number of sources in each panel is shown in the top-left of the diagrams.

The CMD has an elaborated shape, mostly due to the complexity of the stellar population, seen at different ranges of magnitudes and colors, and the effects of extinction and reddening towards the Galactic Center. In particular, the red giant branch (RGB) is seen very broad, with the main peak of the red giant clump (RGC) at $(J - K_s), K_s \sim 1.05, 13.20$. The RGC has structures ranging in color and magnitude, with a secondary peak at $(J - K_s), K_s \sim 0.85, 13.20$, and an elongated structure in magnitude with $\Delta K_s \sim 1$ mag. These are caused mostly due to the X-shaped bulge of the MW (e.g., Saito et al. 2011a), producing a double clump in magnitude; and differential extinction, producing multiple structures in color. The RGC extends along the direction of the reddening vector for more than $\Delta(J - K_s) > 4$.

Fig. 3 presents CMDs for smaller regions in the bulge, each one containing 8 to 12 tiles (see dashed contours in Fig.1). The regions are on the minor axis, starting at the outermost bulge area (left-most panel, $l, b = -9.02^\circ$), and reaching the Galactic Center at the right-most panel ($l, b = +0.15, +0.26$). The outermost region is the the poorly affected by reddening, and the CMD shows a prominent bulge main-sequence turn-off reaching $K_s \sim 18.5$ mag. The sequence with disk main sequence (MS) stars is seen at the left side and the bulge red giant branch (RGB) at the right, with red clump giants (RCG) at $K_s \sim 13$ mag. At the right-most side is also possible to see the a sequence of late dwarfs.

The affects of extinction and reddening increase towards the Galactic Center as well as the unresolved stars contribute to increase the the underground brightness limit. The CMD at the middle-left panel ($l, b = +0.21, -6.28$) shows structures similar than that appearing in the outermost region, but the RCG is more prominent and presents a double-peaked structure, with the farther RC at $K_s \sim 13.4$, and the closest one at $K_s \sim 12.9$. The CMD at $l, b = +0.16, -3.01$ (middle-right panel) is affected by reddening and extinction at different levels and the RCG spreads along the reddening vector and, together with red giant branch, seems to be double in color. That can be caused either by reddening effects or for distinct stellar content in the same line of sight.

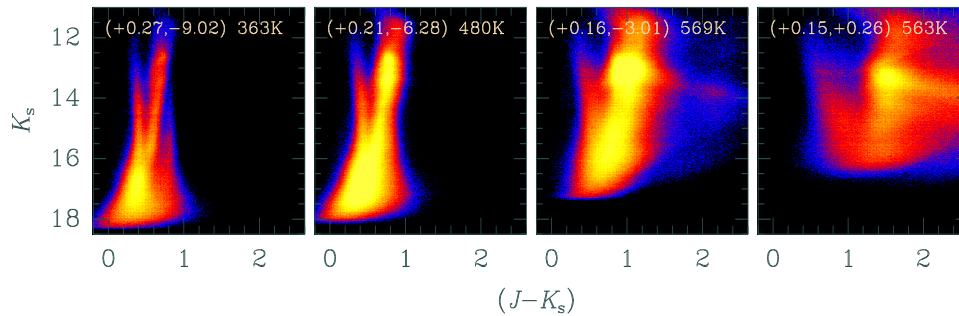


Figure 3. CMD for 4 different areas along the bulge. The areas have 8-12 tiles (see dashed contours in Fig. 1). The central (l, b) coordinates and the mean density ($sources/deg^2$) for each area are shown in the panels.

The Galactic Center is sampled right-hand panel ($l, b = +0.15, +0.26$). This region is strongly affected by reddening and extinction. The sky brightness is even higher, with the faintest objects seen at $K_s \sim 16.5$ mag, reason to the cut in magnitude applied in Fig. 1.

4. Discussion and Conclusions

We have presented the hugest CMD ever published for a large homogeneous dataset, based on the VVV survey data. The VVV bulge CMD provides valuable information about the stellar contents and structure of the MW which will be the subject of forthcoming papers.

Acknowledgments. We acknowledge use of data from the ESO Public Survey programme ID 179.B-2002 taken with the VISTA telescope, data products from the CASU, and funding from the FONDAP Center for Astrophysics 15010003, the BASAL CATA Center for Astrophysics and Associated Technologies PFB-06, the FONDECYT from CONICYT, and the Ministry for the Economy, Development, and Tourism's Programa Iniciativa Científica Milenio through grant P07-021-F, awarded to The Milky Way Millennium Nucleus, and from CONICYT through Gemini Project No. 32080016. DM acknowledge support by Proyecto FONDECYT Regular No. 1090213.

References

- Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, *New Astronomy*, 15, 433
 Saito, R. K., Zoccali, M., McWilliam, A., et al. 2011, *AJ*, 142, 76
 Saito, R. K., Hempel, M., Minniti, D., et al. 2011, arXiv:1111.5511
 Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
 Udalski, A., Szymanski, M., Kaluzny, J., Kubiak, M., & Mateo, M. 1993, *Acta Astron.*, 43, 69

PRESENTACIÓN ORAL

No evidence of dark matter in the solar neighborhood

C. Moni Bidin¹, G. Carraro^{2,3}, R.A. Méndez⁴ & R. Smith¹

(1) *Universidad de Concepción, Chile*

(2) *ESO - Chile*

(3) *Università di Padova, Italy*

(4) *Universidad de Chile, Chile*

Abstract. We measured the surface mass density of the Galactic disk at the solar position, up to 4 kpc from the plane, by means of the kinematics of ~ 400 thick disk stars. The results match the expectations for the visible mass only, and no dark matter is detected in the volume under analysis. The current models of dark matter halo are excluded with a significance higher than 5σ , unless a highly prolate halo is assumed, very atypical in cold dark matter simulations. The resulting lack of dark matter at the solar position challenges the current models.

Resumen. La densidad superficial de masa del disco Galáctico a la posición solar fue medida, hasta 4 kpc del plano, a través de la cinemática de ~ 400 estrellas del disco grueso. Los resultados coinciden con lo esperado para materia visible solamente y no se detecta materia oscura en el volumen analizado. Los modelos actuales de halo de materia oscura son excluidos a nivel mayor de 5σ , a menos que se asuma un halo fuertemente prolado, muy atípico en las simulaciones de materia oscura fría. La consiguiente falta de materia oscura a la posición solar desafía los modelos actuales.

1. Introduction

Measuring the matter density of the Galactic disk by means of the spatial distribution and kinematics of its stars is an old art, dating nearly a century (Kapteyn 1922, Oort 1932). The comparison of the results with the expected amount of visible matter provides an estimate of the dark matter (DM) density in the analyzed volume. So far, all but few estimates converged to the conclusion that “there is no evidence for a significant amount of DM in the Galactic disk” (e.g., Kuijken & Gilmore 1989; Holmberg & Flynn 2004). Apart from this very general statement, whose interpretation is not even unique (see Garbari et al. 2011; for a discussion), only little progress has been made on constraining the fundamental properties of the DM halo, such as its flattening and local density. This is very unfortunate, because the shape of the dark halo bears information about the nature of the DM itself (Olling & Merrifield 2000). Moreover, the results of the experiments for direct detection of DM are degenerate between the unknown interaction cross-section of the searched particles and their local density. Therefore, the local DM density of the Standard Halo Model (SHM, $\rho_{\odot,DM}=8\cdot 10^{-3} M_{\odot} \text{pc}^{-3}$, Jung-

man et al. 1996) have so-far been assumed in their interpretation. This density, however, is only a mean value compatible with indirect evidences such as the Milky Way rotation curve.

The strongest limitations on the measurements of the Galactic dynamical mass come from the great observational effort required to derive the spatial distribution of a stellar population and the variation of its three-dimensional kinematics. For this reason, approximations have always been introduced in the calculations, whose validity, often questioned (e.g., Siebert et al. 2008; Garbari et al. 2011), decreases with distance from the Galactic plane. As a consequence, all previous investigations have been limited to ± 1.1 kpc from the plane, but the amount of DM in this volume is small compared to the observational errors, and firm conclusions are prevented.

2. Results

We estimated the dynamical mass at the solar Galactocentric position between $Z=1.5$ and 4 kpc from the plane, as inferred by the variation of the kinematics of the Galactic thick disk with Z . This was measured by Moni Bidin et al. (2012), who analyzed a sample of ~ 400 red giants with 2MASS photometry (Skrutskie et al. 2006), SPM3 proper motion (Girard et al. 2004), and radial velocity (Moni Bidin 2009). Their kinematical results were inserted into Equation 2 of Moni Bidin et al. (2010), that was obtained inserting the Jeans equations into the Poisson equation and integrating. This equation is exact within the limits of validity of simple symmetry requirements, plus a set of additional assumptions, namely: *i*) steady state; *ii*) radial and vertical exponential decay of the density; *iii*) flat rotation curve; *iv*) no disk flare; *v*) constancy of the radial scale length with distance from the plane; *vi*) radial exponential decay of the dispersions, with the same scale length as the mass density. The three required input parameters (solar Galactocentric distance, thick disk scale height and length) were defined by the average of about 20 literature estimates (Moni Bidin et al. 2010).

The results of our calculations are shown in the left panel of Figure 1, where they are compared to the known amount of visible matter, as estimated by Moni Bidin et al. (2010). The expectations of two spherical Navarro et al. (1997) models for the DM halo, with the local density equal to the SHM (labeled SHM), and to the minimum density extrapolated by the Galactic rotation curve ($\rho_{\odot, DM}=5 \cdot 10^{-3} M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$, MIN model; Weber & de Boer 2010), are also overplotted. The derived surface density $\Sigma(Z)$ well matches the expectations for visible mass alone, and no DM is detected in the volume under analysis. From the derived curve, a local DM density of $0 \pm 1 \cdot 10^{-3} M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$ is derived. The SHM model is therefore excluded at the 8σ level, and even the model with the minimum density (MIN) is 5σ more massive than the detected dynamical mass. Interestingly, very similar results are obtained if the kinematical results of Casetti-Dinescu et al. (2011) are assumed in the calculations. In fact, the curve thus derived matches the expectations for the visible mass only, although with much lower significance because of the larger errors. Identical conclusions are drawn if the integration of the Poisson equation is performed in the interval 1.5–4 kpc instead of 0–4 kpc (right panel of Figure 1). This calculation is more reliable, because the kinematics is not extrapolated at $Z \leq 1.5$ kpc, where it was not measured. Moreover, the uncertainty on the quantity of visible mass is also limited, because this range is above the thin layer of disk interstellar medium, and it encloses only the tail of the Galactic stellar disk distribution.

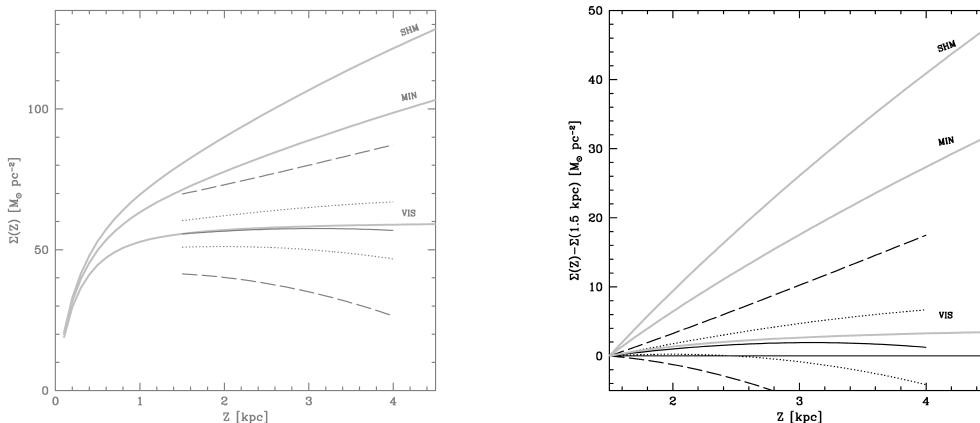


Figure 1. Calculated absolute (left panel) and incremental (right panel) surface mass density, as a function of distance from the Galactic plane. The dotted and dashed curves indicate the 1σ and 3σ strip, respectively. The expectations of the known visible mass (VIS), and of two models (SHM and MIN) comprising the visible mass plus the DM halo described in the text.

It can be shown, by means of extensive calculations, that altering one of the hypothesis or the value of one of the three parameters cannot solve the problem of the missing DM in the volume under analysis. The details of this analysis will be given in a forthcoming paper (Moni Bidin et al. 2012). The derived solution can be forced to match the expectations of the DM halo models only under an exotic combination of unlikely hypothesis as, for example, a very thin thick disk (scale height 0.7 kpc) either very extended in the radial direction (scale length 4.6 kpc) or strongly flared at the solar position. On the contrary, the expected visible mass matches the observations without any effort, by use of the most probable assumptions. The models can reproduce the observed curve assuming a highly prolate DM halo, because the local quantity of DM is inversely proportional to the flattening q of the spheroidal distribution. The requirement that the least massive model (MIN) agrees with the observations within 2σ returns the constraint $q \geq 2$. Nevertheless, current cold DM simulations have problems in reproducing such strongly prolate structures (e.g., Dubinski & Carlberg 1991), and this solution would therefore require a revision of the models.

3. Conclusions

The observations point to a noticeable lack of DM at the solar Galactocentric position. It is easy to see that the presence of a classical DM halo as those shown in Figure 1 would have been unequivocally detected with our method even if, as suggested by Moni Bidin et al. (2010), it could generate only a small variation of the potential. In fact, inserting the derivative of the potential of any DM halo model into the integrated Poisson equation, no mismatch arises between the resulting dynamical mass and the quantity of DM mass enclosed between $\pm Z$. Moreover, Sánchez-Salcedo et al. (2011) showed that the presence of a DM halo affects the disk kinematics noticeably (compare their Figure 1 and 2), and the difference is much higher than the observational errors of Moni Bidin

et al. (2012). In conclusion, the interpretation of the observed lack of DM at the solar position is not straightforward: DM is required to sustain the flat Galactic rotation curve, but the observations point to a distribution very different to what today accepted. In particular, while numerous experiments seek to directly detect the elusive DM particles our results suggest that their density may be negligible in the solar neighborhood.

Agradecimientos. C.M.B. and R.A.M. acknowledge support from the Chilean Centro de Astrofísica FONDAF No. 15010003, and the Chilean Centro de Excelencia en Astrofísica y Tecnologías Afines (CATA) BASAL PFB/06.

Referencias

- Casetti-Dinescu, D.I., Girard, T.M., Korchagin, V.I., & van Altena, W.F. 2011, *ApJ*, 728, 7
- Dubinski, J., & Carlberg, R.G. 1991, *ApJ*, 378, 496
- Garbari, S., Read, J.I., & Lake, G. 2011, *MNRAS*, in press, arXiv:1105.6339
- Girard, T.M., Dinescu, D.I., van Altena, W.F., et al. 2004, *AJ*, 127, 3060
- Holmberg, J., & Flynn, C. 2004, *MNRAS*, 352, 440
- Jungman, G., Kamionkowski, M., & Griest, K. 1996, *Physics Reports*, 267, 195
- Kapteyn, J.C. 1922, *ApJ*, 588, 823
- Kuijken, K., & Gilmore, G. 1989, *MNRAS*, 239, 605
- Moni Bidin, C. 2009, PhD Thesis, Universidad de Chile, 1
- Moni Bidin, C., Carraro, G., Méndez, R.A., & van Altena, W.F. 2010, *ApJ*, 724, L122
- Moni Bidin, C., Carraro, G., & Méndez, R.A. 2012, *ApJ*, in press, arXiv:1202.1799
- Navarro, J.F., Frenk, C.S., & White, S.D.M. 1997, *ApJ*, 490, 493
- Olling, R.P., & Merrifield, M.R. 2000, *MNRAS*, 311, 361
- Oort, J.H. 1932, *BAN*, 6, 249
- Sánchez-Salcedo, F.J., Flynn, C., & Hidalgo-Gómez, A.M. 2011, *ApJ*, 731, L35
- Siebert, A., Bienaymé, O., Binney, J., et al. 2008, *MNRAS*, 391, 793
- Skrutskie, M.F., Cutri, R.M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Weber, M., & de Boer, W. 2010, *A&A*, 509, A25

PRESENTACIÓN ORAL

Advances in the VVV-2MASS photometric transformations from Galactic disk CASU catalogues: Milky Way demographics with the VVV survey

R. Barbá^{1,2}, M. Soto¹, G. Gunthardt^{1,3}, D. Minniti⁴, M. Rejkuba⁵,
P. W. Lucas⁶ & M. J. Irwin⁷

(1) *Departamento de Física, Universidad de La Serena, La Serena, Chile*

(2) *ICATE-CONICET, Av. España 1512 S, 5400 San Juan, Argentina*

(3) *Observatório Astronômico de Córdoba, Universidad Nacional de Córdoba, Laprida 854, 5000 Córdoba, Argentina*

(4) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Chile*

(5) *European Southern Observatory, Germany*

(6) *Centre for Astrophysics Research, Science and Technology Research Institute, University of Hertfordshire, UK*

(7) *Institute of Astronomy, University of Cambridge, UK*

Abstract. We report the development of a suitable set of transforming equations to convert the *JHK* VISTA photometric system (used in the VVV survey) to the widely used *2MASS* photometric system. Our transformation equations have been calculated for each of 145 VVV Galactic disk fields; covering a large portion of Fourth Galactic Quadrant ($295^\circ \leq l \leq 350^\circ$ and $-2^\circ \leq b \leq 2^\circ$). Several constraints were used to extract the best sources in both systems to improve the photometric quality of the transformations.

Resumen. En este trabajo se muestra el desarrollo de un conjunto de ecuaciones de transformación para convertir el sistema fotométrico *JHK* de VISTA (usado en el sondeo VVV) al sistema de *2MASS*, el cual es ampliamente usado. Nuestras ecuaciones de transformación han sido calculadas para cada uno de los 145 campos del disco galáctico cubierto por VVV, los cuales abarcan la región del cuarto cuadrante comprendida entre $295^\circ \leq l \leq 350^\circ$ and $-2^\circ \leq b \leq 2^\circ$. En cada campo, fueron usadas múltiples restricciones para mejorar la calidad fotométrica en la selección de las estrellas usadas durante este procedimiento.

1. Introduction

The ESO/Chile public survey *Vista Variables in the Vía Láctea* (VVV) samples 520 square degrees of the Galactic bulge and disk in five near-infrared (NIR) filters (Minniti et al., 2010). This survey will have observations spanning five years in one of the more beautiful and complex regions in the Milky Way. Observing the Galactic disk is difficult for a number of reasons: *a*) the strong inhomogeneous extinction (even in small scale), due to the gas and dust concentrating close to the galactic plane and forming complicated structures; *b*) The stellar density also plays an important role, with the

density of sources increasing as we move close to the galactic plane and also to the bulge. *c*) The mixture of populations due to the optical depth is a problem as well. The region of the Galactic disk surveyed by *VVV* contains the tangent point to spiral arms and the far end of the Galactic bar, hence we observe strong mixed star populations, from nearby dwarf stars to red giant stars corresponding to different structures.

The Two-Micron All-Sky Survey (*2MASS*, Cutri et al. 2003) is the most complete and deeper NIR survey. *2MASS* is widely used by the astronomers, and its properties very well understood. Hence, precise transformations between *VISTA* and *2MASS* photometric systems are required in order to compare both systems, and also to take advantage in the exploitation of *VVV* survey using the astrophysical knowledge built around *2MASS* survey.

2. Observations

The *VVV* observations are carried out at the Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy (*VISTA*), a 4 meter class telescope located at the Paranal Observatory and with a single instrument, *VIRCAM* (*VISTA* Infrared *CAM*era; Emerson et al. 2006). The *VISTA* IR mosaic camera *VIRCAM* has a field of view of $1^\circ 65'$ divided in 16 Raytheon 2048×2048 arrays (Dalton et al. 2006). Typically, six pointings have been combined to create a field of $1^\circ 5'$ called a *tile*. The source astrometric and photometric catalogues have been produced by the Cambridge Astronomical Survey Unit (*CASU*) pipeline (Irwin et al. 2004). Minniti et al. (2010), and Saito et al. (2012) present technical information about the survey and first data release, respectively.

3. *VVV-2MASS* catalogues and photometric transformation equations

Our procedure to implement the photometric transformation between *VVV-2MASS* systems takes into account several known artifacts of both *2MASS* and *VVV* point source catalogues. We are interested to match the *best* sources in both surveys using astrometric and photometric constraints.

The matching procedure in each field can be summarized as follows: a) starting from the K_S *VVV* *CASU* catalogue, we discard all the point sources forming clusters of two or more members in a radius as small as $2''$; b) from this new list of sources, we select those defined as “stellar” and with a Gaussian-sigma between 0.9 and 2.2; c) the resulting list is then matched with *2MASS* sources in the area using a small cross-match radius of $0''.3$, where only stars with *2MASS* quality flags *A* or *B* have been considered; d) the final cleaned and matched star’s list is then constructed by including the information of the *VVV* sources in *J* and *H* bands. The matching radius between *VVV* catalogues in each band is $0''.1$. After this procedure, in each tile about 5% of *2MASS* sources have “clean” *VVV* counterpart, that means, tens of thousands of stars per tile.

We have used transforming equations in a similar form to those implemented by Carpenter et al. (2001) to transform any NIR photometric system to *2MASS*. For example, for the *K*-band is:

$$K_{2MASS} - K_{VVV} = A_K + B_K(J_{VVV} - K_{VVV})$$

Once the cross-match catalogues have been completed, we calculated the different coefficients of the photometric transformations using an iterative clipping algorithm in order to improve the robustness of fitting.

Figure 1 shows the color-color and color magnitude diagram and some of the coefficients in one of the VVV fields, tile *d019*.

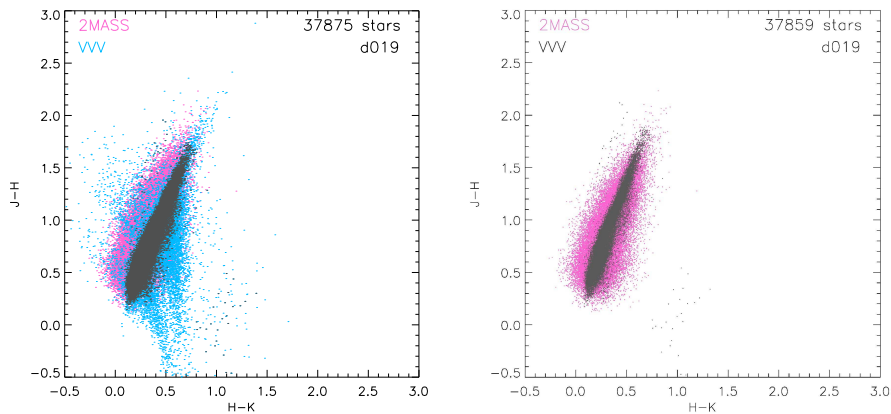


Figure 1. NIR Color-color diagrams for VVV field *d019*. In the left, all VVV CASU sources are represented by cyan color dots, while the gray color dots are the “best” subset of these VVV sources (about 37,800) used to spatially cross-match with 2MASS sources (in magenta color). Note that colors of VVV sources are slightly shifted with respect to 2MASS point sources. Once the 2MASS – VVV catalogues have been cross-matched, we calculated the coefficients of the transforming equations. In the right, the photometry of VVV sources have been transformed to 2MASS system. Also, note the sharp and tight distribution of VVV colors compared with the 2MASS ones.

The coefficients for the photometric transformations have been calculated for 145 disk tiles in the VVV survey. Surprisingly, we have discovered some interesting behaviors in the dependence of transforming coefficients with some parameters. As an example, in Fig 2, we show one the transformation coefficients for the K_S band as a function of the Galactic longitude for the our VVV fields. The trend in both coefficients is apparent. At the moment, we do not know the origin of such behavior, but in principle, we can speculate about a dependence of 2MASS photometric zero-points with stellar density and/or a dependence with reddening. We are working in an detailed paper.

4. Conclusions

We have calculated transforming equations between VISTA and 2MASS photometric systems using 145 Galactic disk fields provided by the VVV survey. For each field, we have constrained the cross-match of sources in both 2MASS and VVV catalogues in order to get the “best” (astrometric and photometric) sources. The coefficients of the transformations were derived using a iterative clipping algorithm to improve the robustness of the fit. These photometric transformations allow us to use the VVV photometric catalogues produced by CASU pipeline in the 2MASS photometric system.

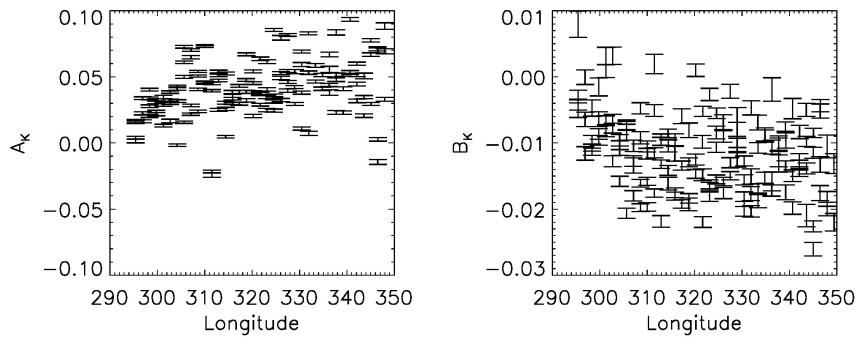


Figure 2. Coefficients of the photometric transformations for the K -band as a function of the Galactic longitude for 145 VVV disk fields.

Acknowledgments. We would like to thank the conference organizers for making possible the first AAA-SOCHIAS meeting. M.S. acknowledges support from Fondecyt Project 3110188, and G.H. acknowledges support from Gemini-Chile Fund Project. We thank financial support from DIULS PR09101.

References

- Carpenter, J.M. 2001, *AJ*, 121, 2851.
Dalton, G. B., Caldwell, M., Ward, A. K., et al. 2006, *SPIE*, Vol. 6269.
Emerson, J., McPherson, A., & Sutherland, W. 2006, *The Messenger*, 126, 41.
Irwin, M.J., Lewis, J., Hodgkin, S., Bunclark, P., Evans, D. et al. 2004, *SPIE*, 5493, 411.
Lewis, J.R., Irwin, M. and Bunclark, P. 2010, *ASPC*, 434, 91.
Minniti, D. et al. 2010, *New Astronomy*, 15, 433.
Saito, R. et al. 2012, *A&A*, 537, 107.
Skrutskie, M.F. et al. 2006, *AJ*, 131, 1163.

Parte VIII

**Astronomía Extragaláctica y
Cosmología**

TRABAJO INVITADO

The cosmic history of black hole growth

E. Treister¹

(1) *Universidad de Concepción, Departamento de Astronomía, Casilla 160-C, Concepción, Chile*

Abstract. Significant progress has been made in the last few years in our understanding of how and when supermassive black holes form and grow. Here, I review our current knowledge of the cosmic evolution of the population of Active Galactic Nuclei (AGN), which hosts most of the supermassive black hole growth. Thanks to deep multiwavelength surveys it has been found that the most luminous systems, in which black holes get most of their mass, evolve rather strongly, showing a peak at $z \simeq 2$ and are more likely triggered by major mergers of gas-rich galaxies. In contrast, the density of lower luminosity sources, which dominate the AGN population by number, remains relatively constant with redshift. Recent observational evidence shows that these episodes are most likely triggered by secular (stochastic) processes or minor galaxy interactions. Thanks to upcoming missions with enhanced sensitivity at $E > 10$ keV, such as NuSTAR and Astro-H, it will be finally possible in the next few years to obtain a complete study of the supermassive black hole growth, including the elusive Compton-thick sources.

Resumen. En los últimos años se ha producido un avance significativo en nuestro entendimiento de la formación y el crecimiento de los agujeros negros supermasivos. En este artículo repasaremos nuestro conocimiento actual de la evolución cósmica de la población de núcleos galácticos activos (AGN), donde se produce la mayoría del crecimiento de los agujeros negros supermasivos. Gracias a estudios profundos en múltiples longitudes de onda se ha descubierto que los sistemas más luminosos, en los que los agujeros negros obtienen la mayoría de su masa, tienen un máximo a $z \simeq 2$ y son probablemente originados por la fusión de dos galaxias masivas ricas en gas. Al contrario, la densidad de fuentes de baja luminosidad, que dominan la población de AGN, se mantiene relativamente constante a través de la edad cósmica. Observaciones recientes sugieren que estos episodios son causados por procesos seculares o interacciones galácticas menores. Gracias a nuevas misiones con mejor sensibilidad a energías mayores a 10 keV, como NuSTAR y Astro-H, será finalmente posible en los próximos años obtener un estudio completo del crecimiento de los agujeros negros supermasivos, incluyendo las fuentes más oscurecidas.

1. Introduction

It is now clear that the formation of the supermassive black holes (mass greater than a million solar masses) that can be now found in the centers of most massive galaxies (e.g., Kormendy et al. 1995) is directly connected to the evolution of their host galaxies (Ferrarese et al. 2000, Gebhardt et al. 2000 and others). However, the details of this connection are still not well understood. In order to fully understand galaxy formation we need to know when in the cosmic history are black holes growing more intensively, in what type of galaxies this growth is happening and what fraction of these sources are invisible at most wavelengths due to obscuration.

According to the most recent theories, the first black holes formed relatively early in the history of the Universe, at $z > 10$, either as the remnants of the first generations of stars, the so-called population III stars (Volonteri 2010), or from the direct collapse of metal-free gas clouds (see Bromm & Loeb 2003 for a comprehensive review). Most black hole growth happens later, in the Active Galactic Nuclei (AGN) phase (Lynden-Bell 1969). With typical bolometric luminosities $\sim 10^{45-48} \text{ erg s}^{-1}$, AGN are amongst the most luminous emitters in the Universe, particularly at high energies and radio wavelengths. In an AGN phase, which lasts $\sim 10^8$ years, the central supermassive black hole can gain up to $\sim 10^7-10^8 M_{\odot}$. According to the AGN unification paradigm (Urry & Padovani 1995), a large fraction of these sources, $\sim 75\%$ locally, are heavily obscured by optically and geometrically thick axisymmetric material, which explains many of the observed differences among different types of active galaxies. Here, we first review the evolution of unobscured and obscured AGN separately. Then, we will focus on the integrated history of black hole growth and discuss the triggering mechanisms for these episodes, to conclude presenting future prospects for obtaining a complete survey of the AGN population.

2. Unobscured accretion

Because unobscured quasars are the most luminous, and thus easily detectable, members of the AGN family, the luminosity function of optical quasars has been well determined for years. In particular, it was found that the number of quasars evolve strongly (Schmidt 1968) and peak at $z \simeq 2$ (Marshall 1985). An important conclusion obtained from observations of the quasar luminosity function is the evidence for ‘‘cosmic downsizing’’ (Barger et al. 2005), i.e., that the most massive black holes get most of their mass at high redshift, while at low redshift only low mass black holes are still growing. Fig. 1 shows the quasar luminosity function at $z \sim 4$ and the redshift dependence of the quasar spatial density. While the presence of downsizing is clear up to $z \sim 2.5$, at higher redshifts it is less convincing, most likely due to poor statistics and incompleteness. As argued by Glikman et al. (2011), the slope of the faint end of the quasar luminosity function is critical in determining the contribution of these sources to the ionization of the intergalactic medium. Based on current measurements, quasars contribute $\sim 60\%$ of the ionizing photons at $z \sim 4$ and thus are the dominant source at this redshift.

At even higher redshifts, $z \sim 5-6$, current deep surveys do not cover enough area to detect a significant number of sources. However, wide-area survey such as SDSS (Fan et al. 2001) and the Canada-France High- z Quasar Survey (Wilott et al. 2010) have been able to find a sizable sample, ~ 40 , of high-luminosity quasars at these high redshifts. According to these studies, there is a large decrease in the number density of

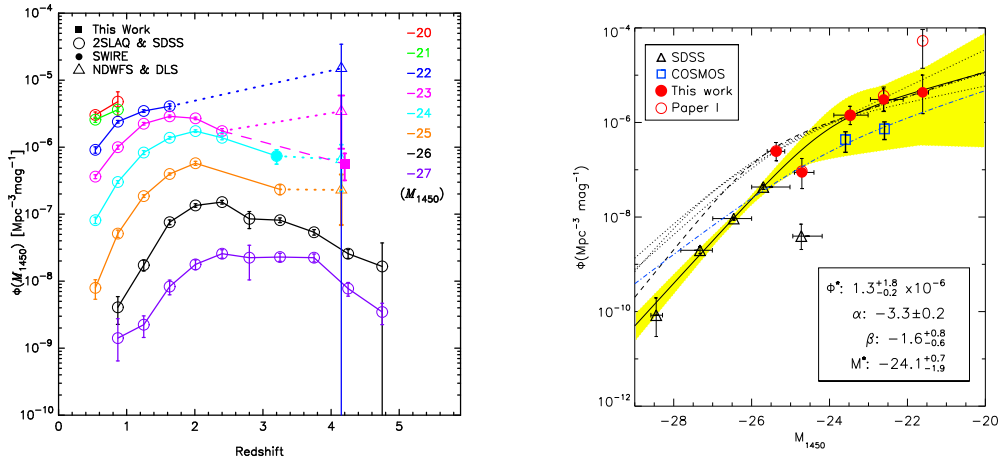


Figure 1. *Left panel:* Quasar space density as a function of redshift from the work of Ikeda et al. (2011). *Dotted lines* used the combined 2SLAQ, SDSS, SWIRE, NDFWS and DLS samples, while the *dashed lines* combine the COMOS and 2SLAQ sources. While AGN downsizing is clearly visible at $z < 2.5$, at higher redshifts the situation is more uncertain. *Right panel:* $z \sim 4$ quasar luminosity function, from the work of Glikman et al. (2011). The *filled red circles* show the measurements presented on that work, while the *open red circles* were reported previously by the same group (Glikman et al. 2010) and show the change with increased spectroscopic completeness. The *triangles* were obtained from the SDSS quasar sample at $z = 4.25$ (Richards et al. 2006). The *blue squares* are the space densities of $z \sim 4$ QSOs from Ikeda et al. (2011) and the *dot-dashed line* is their best-fit double power law. The lower right-hand legend lists the best-fit parameters to a double power-law (*solid line*) and 1σ uncertainties. Dashed and dotted lines show the $z \sim 3$ QLF (Siana et al. 2008), representing different fits to the observed QLF.

high-redshift quasars, when compared to $z \sim 2$. This indicates that due to their very low spatial density, unobscured quasars do not contribute significantly to the early hydrogen re-ionization of the intergalactic medium at $z \sim 6$.

3. Obscured black hole growth

A large fraction of the supermassive black hole growth happens in heavily obscured systems. Observations of the nearest AGN suggest that the local ratio of obscured to unobscured sources is $\sim 4:1$ (Maiolino & Rieke 1995). A similarly high fraction of obscured AGN has been used to explain the spectrum and normalization of the extragalactic X-ray background, as shown by the latest AGN population synthesis models (Comastri et al. 1995, Gilli et al. 2001, 2007, Treister & Urry 2005). In Fig. 2, we show the latest AGN population synthesis models for the X-ray background which uses a local ratio of obscured to unobscured AGN of $\sim 3:1$, plus a luminosity and redshift dependence of the obscured AGN fraction (Treister et al. 2009).

Surveys at hard X-ray energies, $E > 15$ keV, have been very successful in providing the most complete AGN samples in the local Universe. As long as the neutral hydrogen column density is lower than $\sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$, the direct AGN emission is mostly unaffected at these energies. Current observations at $E > 10$ keV with the International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory (INTEGRAL) and Swift satellites are available

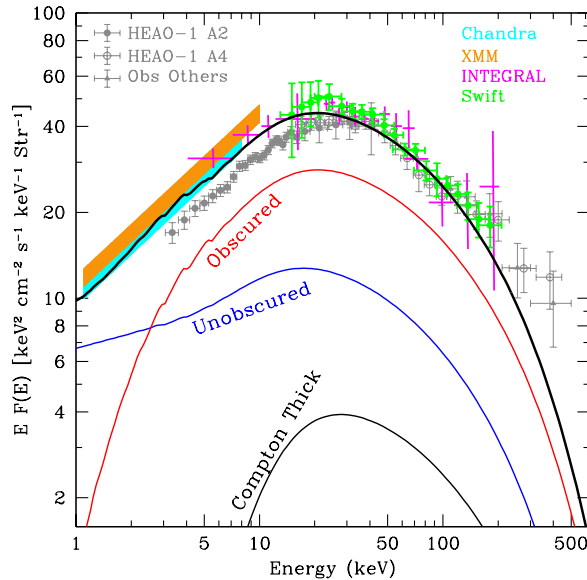


Figure 2. Observed spectrum of the extragalactic XRB as compiled by Treister et al. (2009). The *thick black solid line* shows the population synthesis model for the XRB spectrum of Treister et al. (2009). *Red, blue* and *thin black solid lines* show the contribution to this model from unobscured, obscured Compton thin and CT AGN respectively.

only at relatively high fluxes, and hence low redshifts, $z < 0.05$. Figure 3 shows the cumulative number counts of AGN as a function of hard X-ray flux, as reported by Ajello et al. (2012) obtained from the Swift and INTEGRAL missions. At these high fluxes the slope of the $\log N$ - $\log S$ is Euclidean, i.e. no cosmic evolution, as expected given the low redshifts of these sources. The number of Compton-thick (CT; $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) AGN found by these surveys is surprisingly low, compared to the sample of known CT AGN in the local Universe, most likely due to the effects of obscuration even at these high energies (e.g., Malizia et al. 2009). This suggests that even hard X-ray surveys miss quite a few Compton thick AGN.

Because much of the energy absorbed at optical to X-ray wavelengths is later re-emitted in the mid to far-IR, it is expected that AGN, in particular the most obscured ones, should be very bright mid-IR sources (Treister et al. 2006). Sources having mid-IR excesses, relative to their rest-frame optical and UV emission, have been identified as potential CT AGN candidates at $z \sim 2$ (e.g., Daddi et al. 2007, Fiore et al. 2008, Treister et al. 2009b). However, because of the strong connection between vigorous star formation and AGN activity in the most luminous infrared sources (Sanders et al. 1988, and many others), the relative contribution of these two processes remains uncertain and controversial. While the majority of these IR-excess sources are not individually detected in X-rays, a significant signal is found in X-ray stacks. As shown in Fig. 4, the strong stacked detection at $E > 5 \text{ keV}$ clearly indicates the presence of a large number of heavily-obscured AGN in this infrared-excess sub-sample. Specifically, Treister et al. (2009b) reported that heavily-obscured AGN are ~ 80 - 90% of the mid-IR-excess sources in the ECDF-S.

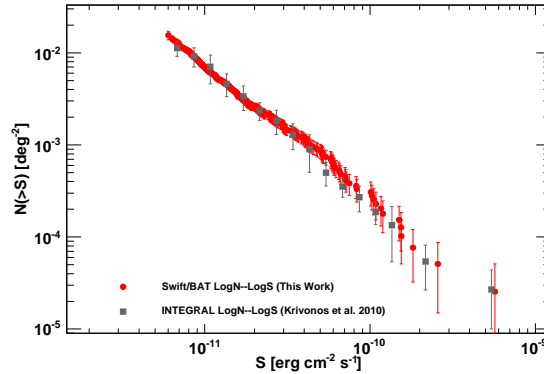


Figure 3. LogN-logS distribution for AGN detected at high energies ($E=15\text{-}55$ keV) observed by the Swift/BAT (*red filled circles*) and INTEGRAL/IBIS (*filled squares*) as obtained from the work of Ajello et al. (2012) and Krivonos et al. (2010) respectively. There is very good agreement between both curves, which follow an Euclidean slope.

4. Black hole growth as a function of redshift

Both the overall shape of the black hole mass function and the integrated black hole mass density as a function of redshift can be inferred from the observed properties of the AGN population. This is done using the so-called ‘‘Soltan’s argument’’ (Soltan 1982), which says that the intrinsic bolometric AGN luminosity, L , is directly linked to the amount of mass accreted by the black hole, \dot{M}_{acc} :

$$L = \varepsilon \dot{M}_{acc} c^2,$$

where ε is the accretion efficiency and c is the speed of light. A typical value assumed for the efficiency is $\sim 10\%$ (Soltan 1982, Marconi et al. 2004). Recent comparisons of the black hole mass function to the distribution inferred from the observed AGN luminosity indicate that the average efficiency is 8% , the Eddington ratio is $\sim 50\%$, and the average lifetime of the visible AGN phase is $\sim 10^8$ years (Marconi et al. 2004, Shankar et al. 2004). As shown in Fig. 5, the black hole mass density inferred from the AGN activity can be compared directly with the observed black hole mass density at $z \simeq 0$, obtaining consistent results.

In addition, the black hole mass density at $z \sim 1\text{-}3$ can be derived from the *Chandra* observations of X-ray detected AGN and luminous infrared galaxies at $z \sim 2$ (Treister et al. 2010). At higher redshifts, upper limits to the observed black hole mass density at $z > 7$ were obtained from X-ray stacking at the position of high-redshift galaxy candidates in the Chandra Deep Field South by Treister et al. (2011). While a strong detection at $z \sim 6$ was reported by Treister et al. (2011), it was recently questioned by other authors (Cowie et al. 2011, Willott 2011). Hence, we conservatively treat here the claimed detection as an upper limit. These measurements can be compared with the expectations from black hole growth models. In particular, we compare with the results presented by Volonteri et al. (2003), Volonteri & Natarajan (2009) and Volonteri & Begelman (2010). Two ‘‘seed’’ formation models are considered : those deriving from population-III star

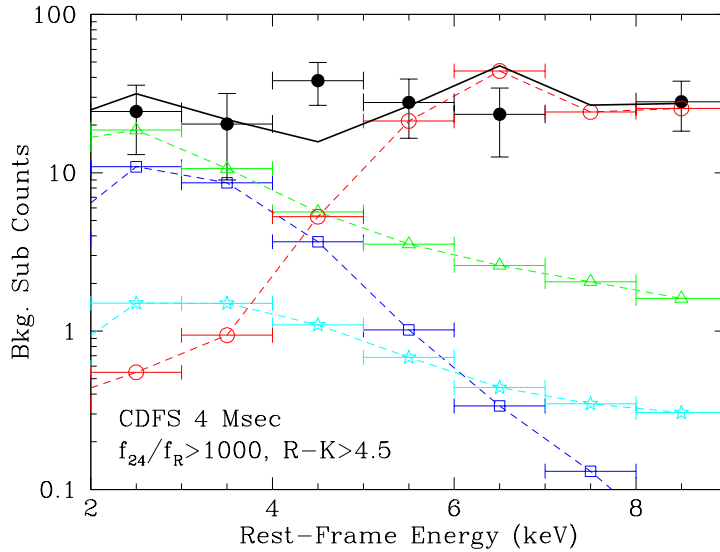


Figure 4. Stacked background-subtracted Chandra counts as a function of rest-frame energy, for sources with $f_{24}/f_R > 1000$ and $R-K > 4.5$ in the 4 Msec CDF-S field (filled circles). The cyan dashed lines (stars) shows the simulated spectra for the high-mass X-ray binary (HMXB) population normalized using the relation between star-formation rate and X-ray luminosity (Ranalli et al. 2003). The blue dashed lines (open squares) show simulated thermal spectra corresponding to a black body with $kT=0.7$ keV. An absorbed AGN spectrum, given by a power-law with $\Gamma=1.9$ and a fixed $N_H=10^{24}$ cm $^{-2}$, is shown by the red dashed lines (open circles). In addition, a scattered AGN component, characterized by a 1% reflection of the underlying unobscured power-law, is shown by the green dashed lines (open triangles). The resulting summed spectrum (black solid lines) is in very good agreement with the observed counts. The strong detection in the stacked spectrum at $E > 5$ keV, confirms the presence of a significant number of heavily-obscured AGN in these IR-excess objects Treister et al. (2009b).

remnants (Pop III), and from direct collapse models (D.C.). In this scheme, the central black holes accumulate mass via accretion episodes that are triggered by galaxy mergers. Accretion proceeds in one of two modes: self-regulated or un-regulated. For each black in these models we know its mass at the time when the merger starts (M_{in}), and we set the final mass through the self-regulated or un-regulated prescription. These two models differ by the amount of mass a SMBH accretes during a given accretion phase. As it can be seen in Fig. 5, models that do not incorporate the effects of self-regulation in black hole growth are grossly inconsistent with the available observational data.

5. What triggers back hole growth?

As it was determined observationally more than 20 years ago (e.g., Sanders et al. 1988), major galaxy mergers can trigger simultaneous episodes of strong black hole growth and star formation. This can be explained theoretically since it has been found that galaxy mergers are very efficient in driving the gas that is normally distributed across the

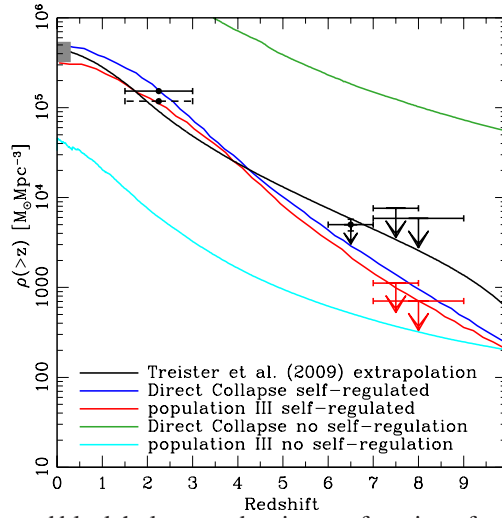


Figure 5. Accreted black hole mass density as a function of redshift. The *gray rectangle* shows the range of values allowed by observations of $z \simeq 0$ galaxies (Shankar et al. 2009). The data points at $z \sim 2$ correspond to the values obtained from *Chandra* observations of X-ray detected AGN and luminous infrared galaxies (Treister et al. 2010), while the upper limits at $z > 6$ show the results described by Treister et al. (2011; *red* and *black* data points from the observed-frame soft and hard X-ray band observations respectively). The *black solid line* shows the evolution of the accreted black hole mass density inferred from the extrapolation of AGN luminosity functions measured at lower redshifts (Treister et al. 2009). We over-plot the predictions of black hole and galaxy evolution models (Volonteri 2010) for non-regulated growth of Population-III star remnants (*cyan line*) and direct-collapse seeds (*green*). The *red* and *blue* lines show the predicted BH mass density if self-regulation is incorporated.

galaxy to the central regions, where it is available both for star formation and black hole accretion (Barnes & Hernquist 1991). Hence, it is not surprising that at least locally, most quasar host galaxies show merger features (e.g., Heckman et al. 1984, Bahcall et al. 1997). While the situation at high redshift is less clear, Treister et al. (2010b) reported tentative evidence for a connection between high-luminosity AGN activity and major galaxy mergers up to $z \sim 3$.

However, it is now clear that this is not the only possible way to trigger black hole accretion. For example, for nearby Seyfert galaxies some interaction signatures can be seen (e.g., De Robertis et al. 1997), but the connection with galaxy mergers is not as clear as for high luminosity sources. Furthermore, it has recently established that at $z \sim 1$ moderate-luminosity AGN host galaxies do not have more distortion signatures than a well-matched sample of inactive galaxies (Cisternas et al. 2011). Similarly, as it was shown by Schawinski et al. (2011) and presented in Figure 6, the host galaxies of X-ray selected AGN at $z \sim 2$ have similar morphological properties as non-active galaxies. Hence, while high luminosity AGN (quasars) episodes, in which black holes get most of their mass (Treister et al. 2010b), appear to be related to strong interactions and major galaxy mergers, low-luminosity AGN are probably triggered by stochastic processes and/or minor interactions (Treister et al. 2010).

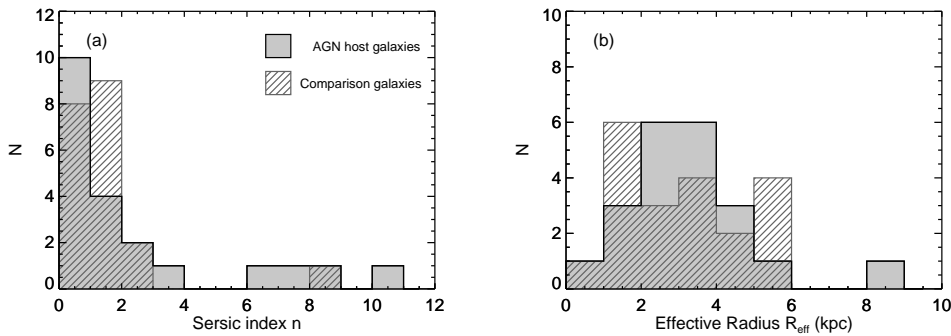


Figure 6. Distribution of Sérsic indices (*left panel*) and physical effective radii (*right panel*) for X-ray selected AGN host galaxies at $z \sim 2$ (*solid histograms*) and a matched comparison galaxies (*striped histograms*) from the work of Schawinski et al. (2011). A Kolmogorov-Smirnov test performed to these distributions indicates that the AGN host galaxies and the comparison sample are consistent with being drawn from the same parent distribution.

6. Prospects for future observations

While a clear picture of the history of black hole growth is emerging, significant uncertainties still remain. In particular, while the spectral shape and intensity of the extragalactic X-ray background have been used to constrain the AGN population, the number of heavily obscured accreting supermassive black holes beyond $z \sim 1$ is not properly bounded. IR and X-ray selection methods have been useful in that sense, but have not provided a final answer, due to confusion with star-forming galaxies in the infrared and the effects of obscuration in X-rays.

Scheduled for launch by the end of March 2012, NuSTAR (Harrison et al. 2010) will be the first focusing high energy ($E=5-80$ keV) X-ray mission, reaching flux limits ~ 100 times fainter than *INTEGRAL* or *Swift*/BAT observations (Fig. 7) and comparable to *Chandra* and *XMM-Newton* at lower energies. During the first two years of operations, NuSTAR will likely observe, as part of the guaranteed time program, two extragalactic fields: the ECDF-S and the central 1 deg^2 part of COSMOS, for a total of 3.1 Msec each. These deep high-energy observations will enable us to obtain a nearly complete AGN survey, including heavily-obscured Compton-thick sources, up to $z \sim 1.5$ (Ballantyne et al. 2011). A similar mission, Astro-H (Takahashi et al. 2010), will be launched by Japan in 2014. Both missions will provide angular resolutions $< 1'$, which in combination with observations at longer wavelengths will allow for the detection and identification of most growing supermassive black holes at $z \sim 1$, mostly independent of the amount of obscuration.

Acknowledgments. I would like to thank the LOC and SOC of the SOCHIAS/AAA 2011 meeting for inviting me to participate in this very interesting and exciting conference. I acknowledge partial support from Center of Excellence in Astrophysics and Associated Technologies (PFB 06) and SOCHIAS.

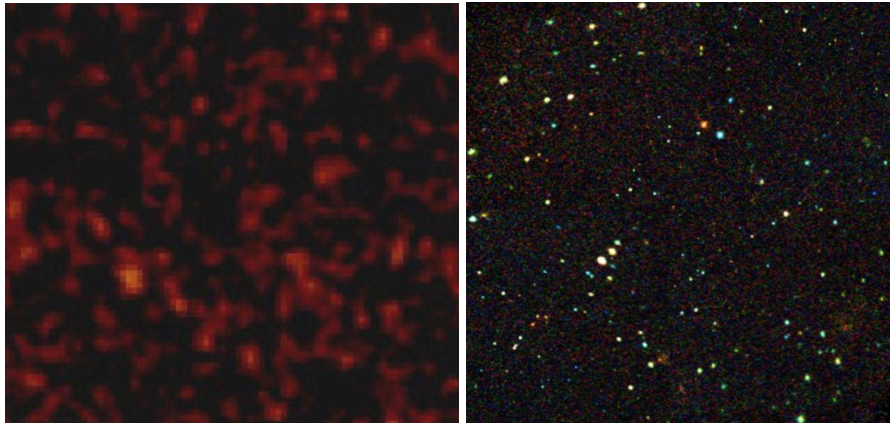


Figura 7. Comparison between an INTEGRAL observation at 20-40 keV over $2 \times 2 \text{ deg}^2$ with an exposure time of 1.5 months using the IBIS detector (*left panel*) and a simulated NuSTAR image with the same observing parameters (*right panel*).

Referencias

- Ajello, M. et al. 2012, ApJ, in press, arXiv:1202.3137
 Bahcall, J.N. et al. 1997, ApJ, 479, 642
 Ballantyne, D.R. et al. 2011, ApJ, 736, 56
 Barger, A. et al. 2005, AJ, 129, 578
 Barnes, J., Hernquist, L. 1991, ApJ, 370, 65
 Bromm, V., Loeb, A. 2003, ApJ, 596, 34
 Cisternas, M. et al. 2011, ApJ, 726, 57
 Comastri, A. et al. 1995, A&A, 296, 1
 Cowie, L. L. et al. 2011, ApJ, in press, arXiv:1110.3326
 Daddi, E. et al. 2007, ApJ, 670, 173
 De Robertis, M.M. et al. 1997, ApJS, 115, 163
 Fan, X. et al. 2001, AJ, 122, 2833
 Fiore, F. et al. 2008, ApJ, 672, 94
 Ferrarese, L., Merritt, D. 2000, ApJ, 539, 9
 Gebhardt, K. et al. 2000, ApJ, 539, 13
 Gilli, R. et al. 2001, A&A, 366, 407
 Gilli, R. et al. 2007, A&A, 463, 79
 Glikman, E. et al. 2010, ApJ, 710, 1498
 Glikman, E. et al. 2011, ApJ, 728, 26
 Harrison, F. et al. 2010, SPIE, 7732, 27
 Heckman, T.M. et al. 1984, AJ, 89, 958
 Ikeda, H. et al. 2011, ApJ, 728, 25
 Kormendy, J., Richstone, D. 1995, ARA&A, 33, 581
 Krivonos, R. et al. 2010, A&A, 523, 61
 Lynden-Bell, D. 1969, Nat, 223, 690
 Maiolino, R. & Rieke, G.H., 1995, ApJ, 454, 95

- Malizia, A. et al. 2009, MNRAS, 399, 944
Marconi, A. et al. 2004, MNRAS, 351, 169
Marshall, H.L. 1985, ApJ, 299, 109
Ranalli, P., Comastri, A., Setti, G. 2003, A&A, 399, 39
Richards, G. et al. 2006, AJ, 131, 2766
Sanders, D.B. et al. 1988, ApJ, 325, 74
Schawinski, K. et al. 2011, ApJ, 727, 31
Shankar, F. et al. 2004, MNRAS, 354, 1020
Shankar, F., Weinberg, D.H., Miralda-Escudé, J. 2009, ApJ, 690, 20
Schmidt, M. 1968, ApJ, 151, 393
Siana, B. et al. 2008, ApJ, 675, 49
Soltan, A. 1982, MNRAS, 200, 115
Takahashi, T. et al. 2010, SPIE, 7732, 27
Treister, E. & Urry, C.M. 2005, ApJ, 630, 115
Treister, E. et al. 2006, ApJ, 640, 603
Treister, E. et al. 2009, ApJ, 696, 110
Treister, E. et al. 2009b, ApJ, 706, 535
Treister, E. et al. 2010, ApJ, 722, 238
Treister, E. et al. 2010b, Sci, 328, 600
Treister, E. et al. 2011, Nat, 474, 356
Urry, C.M., Padovani, P. 1995, PASP, 107, 803
Volonteri, M. et al. 2003, ApJ, 582, 559
Volonteri, M., Natarajan, P. 2009, MNRAS, 400, 1911
Volonteri, M., Begelman, M. 2010, MNRAS, 409, 1398
Volonteri, M. 2010, A&A Rev., 18, 279
Willott, C.J. et al. 2010, AJ, 139, 906
Willott, C.J. 2011, ApJ, 742, 8

PRESENTACIÓN ORAL

Major and minor mergers: global star formation efficiency

V. Mesa^{1,3}, S. Alonso^{1,3}, D. García Lambas^{2,3} & A. L. O'Mill⁴

(1) Instituto de Ciencias Astronómicas de la Tierra y el Espacio (ICATE)

(2) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-OAC)

(3) CONICET

(4) Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-090, São Paulo, Brazil.

Abstract. We study galaxy pair samples selected from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7) and we perform an analysis of minor and major mergers with the aim of investigating the dependence of galaxy properties on interactions. We build a galaxy pair catalog requiring $r_p < 25 \text{ kpc } h^{-1}$ and $\Delta V < 350 \text{ km } s^{-1}$ within redshift $z < 0.1$. By visual inspection of SDSS images we removed false identifications and we classify the interactions into three categories: pairs undergoing merging, M ; pairs with evident tidal features, T ; and non disturbed, N . We also divide the pair sample into minor and major interactions according to the luminosity ratio of the galaxy members. We conclude that the characteristics of the interactions and the ratio of luminosity galaxy pair members involved in a merger are important parameters in setting galaxy properties.

Resumen. Se realizó un análisis de interacciones mayores y menores seleccionadas a partir del catálogo espectroscópico Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7). Se construyó una muestra de galaxias en pares cercanos aplicando el límite de separaciones proyectadas, $r_p < 25 \text{ kpc } h^{-1}$ y velocidades radiales relativas, $\Delta V < 350 \text{ km } s^{-1}$ dentro de un redshift $z < 0.1$. Mediante inspección visual se removieron falsas identificaciones y se cuantificó la intensidad de la interacción. Además, se dividió la muestra de galaxias en interacciones mayores y menores de acuerdo a la razón de luminosidad de sus galaxias miembro. A partir de este análisis concluimos que la intensidad de las interacciones y la razón de luminosidad de las galaxias involucradas en una fusión son parámetros importantes en establecer las propiedades de las galaxias.

1. Introduction

According to hierarchical structure formation models, galaxy-galaxy interactions play a critical role in the formation and evolution of galaxies as discussed by Woods et al. 2007 and references there in. Simulations show that galaxies grow by accreting other galaxies, mostly minor companions. Although collision of comparable galaxies are expected to be the most damaging, encounters between galaxies and minor companions should be the most common type of interaction because of the greater fractional abundance of

low luminosity galaxies. Numerical simulations show that in major interactions there is an important redistribution of mass and a strong gravitational tidal torque causing gas angular momentum to be transferred outwards before the final merger. In minor interactions the tidal action from the less massive companions can induce a non-axisymmetric structure in the disk of the main galaxy (Hernquist & Mihos 1995). The star formation activity in minor interactions depend on structural and orbital parameters. In this work we focus on a statistical analysis of close galaxy pairs and following Alonso et al. (2007) these pairs were classified according to the level of morphological disturbance associated to the interaction. In an attempt to explore the physical mechanisms that may affect the star formation activity and galaxy colors. We use K-corrections of the publicly available code described in Blanton & Roweis (2007) (`k-correct_v4.2`) as a calibration for our k-corrected magnitudes.

2. The Sample

We build a Galaxy Pair Catalog (GPC) from the SDSS-DR7, following our previous works (Alonso et al. 2007), requiring members to have relative projected separations, $r_p < 25 \text{ kpc h}^{-1}$ and relative radial velocities, $\Delta V < 350 \text{ km s}^{-1}$ within redshifts $z < 0.1$. We classified all galaxies in the pair catalog taking into account the eyeball detection of features characteristics of interactions, using the photometric SDSS-DR7. We defined two categories: *Disturbed* and *Non disturbed* pairs. *Disturbed* pairs are sub-classified as merging (M , pairs with evidence of an ongoing merging process) and tidal (T , pairs with signs of tidal interactions but not necessarily merging). *Non disturbed* (N) pairs showing no evidence of distorted morphologies (see Fig. 1). We find that about 10 % of galaxy pairs are classified as M , 30 % as T and 60 % as N , these percentages do not depend on redshift.

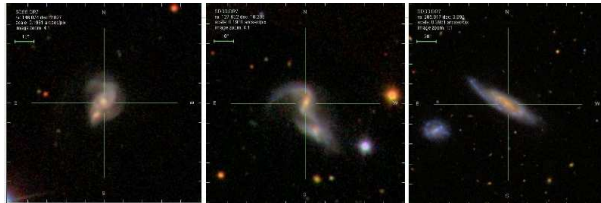


Figure 1. Examples of galaxy pair images with different classification: M (left panel), $z=0.060$; T (medium panel), $z=0.027$ and N , $z=0.023$ (right panel); the scale, size in arcsec and the N-E direction can be seen in Figure.

3. Major and minor interactions

For the present analysis we have divided our sample in major and minor interaction pairs according to the luminosity ratio of the galaxy members (Fig. 2, *left*), the usually adopted criterion for the classification into major or minor interaction. In Fig. 2 (*left*, *a*) we show the distribution of the L_2/L_1 ratio, and the adopted threshold $L_2/L_1 = 0.33$ which gives 877 minor and 1082 major interactions.

For comparison, we also construct a control sample for the pair catalog, defined by galaxies without a close companion within the adopted separation and velocity thresh-

olds. By using a Monte Carlo algorithm, for each galaxy pair, we selected two other galaxies without a companion within $r_p < 100 \text{ kpc } h^{-1}$ and relative radial velocities, $\Delta V < 350 \text{ km s}^{-1}$. Moreover, these galaxies were also required to match the observed redshift, luminosity and local density environment, Σ_5 , distributions of the corresponding pair sample, to represent a robust control sample (Perez et al. 2009) (see Fig. 2 *right*).

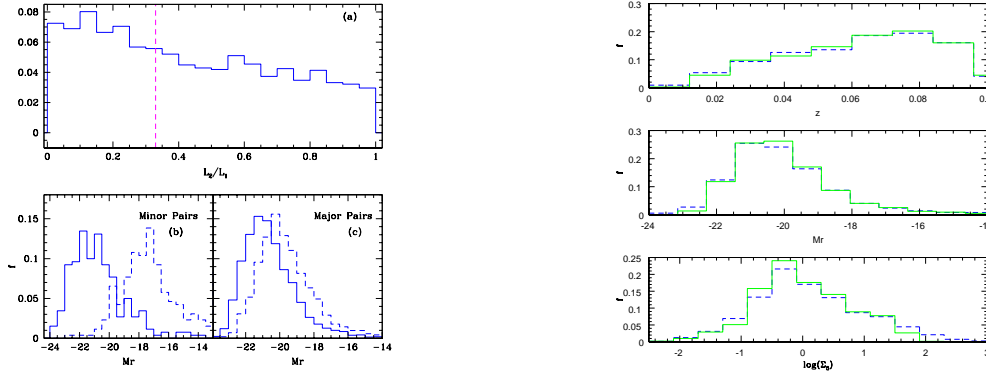


Figure 2. Left: (a) Distribution of the luminosity ratios of galaxies in the pair sample. (b) and (c) show the M_r distributions of the most luminous (solid lines) and less luminous (dashed lines) galaxy member in minor and major pair subsamples, respectively. Right: Distribution of z , M_r and $\log(\Sigma_5)$ in pair galaxies (dashed lines) and in the control sample (solid lines).

3.1. Global star formation efficiency in major and minor interactions

Since interacting galaxies may finally end in a single system, in this subsection we analyze the efficiency of interactions to trigger the formation of stars in the pair considered as a whole. For this aim, we compute the sum of the stellar masses and the sum of the star formation rates for the two members of a given pair using the data given in Brinchman et al (2004). Fig. 3 (*left*) shows the behavior of the total star formation rate ($SFR_1 + SFR_2$) as a function of the total stellar mass ($M_1^* + M_2^*$). In a similar way, we performed an analysis computing the global index colors as a function of a total stellar mass. The results are displayed in Fig. 3 (*right*).

4. Conclusions

We have performed a statistical analysis of 1959 galaxy pairs ($r_p < 25 \text{ kpc } h^{-1}$ and $\Delta V < 350 \text{ km s}^{-1}$) within $z < 0.1$ selected from SDSS-DR7 and we have carried out an eye-ball classification of images according to the evidence of interaction through distorted morphologies and tidal features.

We can summarize the main results in the following conclusions.

- We classified 10% of the total pair sample as merging, 30% with tidal features, and 60% as non disturbed.

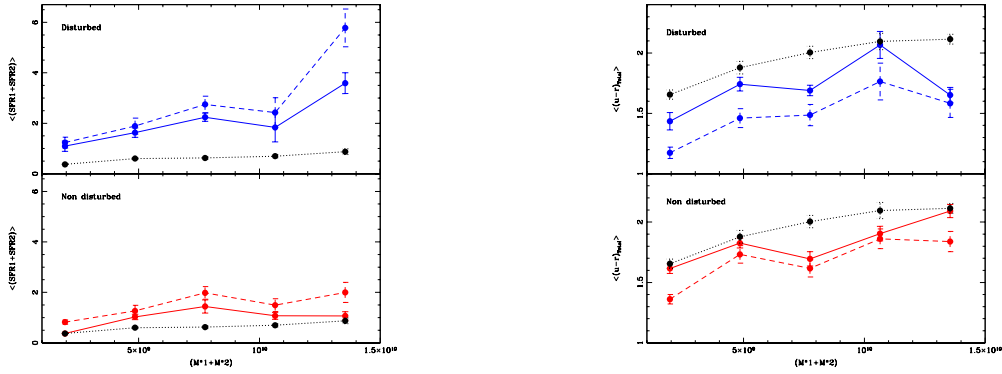


Figure 3. Total star formation rate $\langle SFR_1 + SFR_2 \rangle$ and Total $\langle (u - r) \rangle$ as a function of total stellar mass $M_1^* + M_2^*$ for major (dashed) and minor (solid) interactions classified as Disturbed (M and T) and non-disturbed (N) (upper and lower panels, respectively). Dotted lines represent the control sample within uncertainties derived through the bootstrap re-sampling technique.

- We have also performed an analysis of the pairs considered as a single system. We find that at a given total stellar mass, major interactions are more efficient in forming new stars in comparison to minor pairs (by a factor ≈ 2). Nevertheless, in both, minor and major interactions, disturbed pairs (M and T systems) have a significantly higher total star formation rate than non-disturbed galaxies. In a similar way, at a given total stellar mass, disturbed pairs show blue global color with respect to non-disturbed systems.

References

- Alonso M. S., Lambas D. G., Tissera P., Coldwell G., 2007, MNRAS, 375, 1017.
 Blanton, M. & Roweis, S., AJ, 133,734.
 Brinchmann J., Chalot, S., White, S.D.M., Tremonti, C., Kauffmann, G. et al., 2004, MNRAS 351, 1151
 Hernquist L. & Mihos J.C., 1995, ApJ, 448, 41.
 Perez J., Tissera P., Padilla N, Alonso M S, Lambas G D, 2009, MNRAS, 399, 1157
 Woods D.; Geller M, 2007, AJ, 134, 527

PRESENTACIÓN ORAL

Alpha-element enhancement in a Λ -CDM Universe

I. D. Gargiulo^{1,2,3}, A. M. Muñoz Arancibia⁴, S. A. Cora^{1,2,3} & N. Padilla⁴

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP)*

(2) *CONICET*

(3) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(4) *Departamento de Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile*

Abstract. We study the chemical enrichment of elliptical galaxies using a semi-analytic model of galaxy formation combined with a cosmological N -body simulation of dark matter particles. In particular, we study the α -element abundances with respect to the iron content of galaxies. The main modification to the previous models (Cora 2006; Lagos et al. 2008; Tecce et al. 2010) was the implementation of a top heavy variable initial mass function with a theoretical basis (Weidner & Kroupa 2004, 2005, 2006; Weidner et al. 2011). We find that with a single initial mass function at all epochs the observed trend of $[\alpha/\text{Fe}]$ with the stellar mass of elliptical galaxies can be hardly reproduced. We propound that a top heavy integrated galactic mass function can be a plausible solution for this problem.

Resumen. Estudiamos el enriquecimiento químico de galaxias elípticas aplicando un modelo semi-analítico de formación de galaxias a una simulación cosmológica de N -cuerpos de materia oscura. En particular, estudiamos las abundancias de elementos α respecto al contenido de hierro de las galaxias. La modificación más importante que se le hizo al modelo usado en trabajos previos (Cora et al. 2006; Lagos et al. 2008; Tecce et al. 2010) fue la implementación de una función de masa inicial variable con fundamento teórico (Weidner & Kroupa 2004, 2005, 2006; Weidner et al. 2011). Encontramos que con una función inicial de masa única para todas las épocas y condiciones en el Universo sería difícil de reproducir la tendencia observada de cocientes $[\alpha/\text{Fe}]$ con la masa estelar de galaxias elípticas. Proponemos que una función inicial de masa integrada galáctica y plana para altas masas puede ser una solución plausible a este problema.

1. Introduction

The last decade has witnessed a large advance in the capacity of obtaining spectral information from large samples of galaxies in the nearby Universe, due to the realization of large spectroscopic surveys (e.g. Sloan Digital Sky Survey, SDSS; Abazajian et al., 2009), as well as direct observations of galaxies. A direct yield of the spectral analysis are the abundance ratios of different species. In particular, the abundances of alpha-elements relative to iron have been an issue of great interest because of a trend

observed in the relation of these ratios with the mass of elliptical galaxies, where the more massive ones have larger values of $[\alpha/\text{Fe}]$ than less massive ellipticals (Trager et al 2001; Thomas et al. 2005; Spolaor et al. 2010; Thomas et al. 2010, T10 hereafter). The α -elements are mainly products of type II supernovae (SNe II), the final stage of stars more massive than $8M_{\odot}$, with lifetimes of the order of tens of Megayears. On the other hand, type Ia supernovae (SNe Ia) are the final stage of low mass (below $8M_{\odot}$) and long lived (between 0.5 and 3 Gigayears) binary systems that produce mainly Fe and Fe-peak elements (Tinsley 1979). These different timescales for the production of α -elements and Fe and the consequent enrichment of the gas in the interstellar medium (ISM) have been used to infer the formation time scales of the stellar populations in galaxies (Mateucci 1994; Thomas et al 2005). In this sense, galaxies with larger $[\alpha/\text{Fe}]$ ratios are considered to form in a shorter time interval than galaxies with lower ratios. A priori, the observed trend of $[\alpha/\text{Fe}]$ versus stellar mass could be interpreted as anti-hierarchical, because galaxies in a hierarchical scenario would be expected to grow in a bottom-up fashion, with more massive galaxies taking longer periods to build up their masses. Nevertheless, different physical explanations can be invoked to reconcile theory with observations. The aim of this contribution is to propose a variable and galactic integrated initial mass function to address this problem.

2. The Model

For this contribution we use a semi-analytic model of galaxy formation (SAG2, acronym for Semi-Analytic Galaxies) that is applied to the outputs of a cosmological dark matter simulation of $67.68h^{-1}$ Mpc side, to assign properties to the galaxies residing in the center of each dark matter halo identified in the simulation. This model is based on various former versions (Cora et al. 2006; Lagos et al. 2008; Tecce et al. 2010). For details of the semi-analytic model we refer the reader to these previous works, but it is important to note that the SAG2 model considers the feedback processes from SNe and Active Galactic Nuclei (AGNs) and has a detailed modeling of the chemical enrichment of galaxies that takes into account the stellar lifetimes (Padovani et al. 1993) and the metals contributed by the ejecta of both SNe Ia and SNII, as well as by the mass loss of low mass stars. These aspects are essential for a proper study of the chemical evolution of galaxies and, in particular, of their abundances of α -elements with respect to the iron content achieved by them.

2.1. A top heavy-integrated initial mass function

In this work, we modify the semi-analytic model SAG2 considering a new scheme of star formation, that includes a top heavy integrated galactic initial mass function (Top heavy IGIMF, Weidner et al. 2011). The Top heavy IGIMF is a modification of the IGIMF developed during the last decade (Weidner & Kroupa, 2004, 2005, 2006) with an extra assumption, i.e, the clusters more massive than $10^5 M_{\odot}$ form stars with a more top heavy IMF. The final adopted Top heavy IGIMF can be translated in

$$\xi(m) = k \begin{cases} m^{-\alpha_1} & , m_{\text{low}} \leq m < m_0, \\ m_0^{-\alpha_1} \left(\frac{m}{m_0}\right)^{-\alpha_2} & , m_0 \leq m < m_1, \\ m_0^{-\alpha_1} \left(\frac{m_1}{m_0}\right)^{-\alpha_2} \left(\frac{m}{m_1}\right)^{-\alpha_{\text{IGIMF}}} & , m_1 \leq m < m_{\text{max}}, \end{cases} \quad (1)$$

where m_{low} is equal to $0.1M_{\odot}$, $m_0 = 0.5M_{\odot}$, $m_1 = 1.3M_{\odot}$, m_{max} is $100M_{\odot}$, $\alpha_1 = 1.3$, $\alpha_2 = 2.35$ and α_{IGIMF} is a variable slope that depends on the star formation rate (SFR) of the galaxy at the time of formation. Larger SFRs give rise to shallower slopes. k is a normalization constant, so that $\int_{m_{\text{low}}}^{m_{\text{max}}} \xi(m) m dm = 1$.

3. Results and discussion

We present the results regarding the dependence of α -enhancement with stellar mass for both our reference model and the model with the Top heavy IGIMF implemented as described in section 2.1. The former considers a Salpeter IMF; the free parameters involved in the formulae that describe different physical processes are calibrated to reproduce typical observational constrains at $z = 0$ (e.g., luminosity function, mass-metallicity of gas, black hole mass-bulge mass relation, etc.). These same set of parameters are used in the modified version of SAG2 to analyze the impact of the Top heavy IGIMF on the chemical properties of galaxies. In figure 1 we show the $[\alpha/\text{Fe}]$ ratios vs. the logarithm of the stellar mass of elliptical galaxies in the model. For comparison, we plot the data obtained by Trager et al. (2001) as shown in Arrigoni et al. (2010), and the linear fit to the sample of red sequence galaxies from Thomas et al. (2010). For comparison, we divide our sample in active and passive galaxies. We follow Kimm et al. (2011) to define active galaxies in terms of the specific SFR at $z = 0$; we estimate this quantity averaging the SFR over the last four snapshots of the simulation, that is, up to redshift $z = 0.08$. We can see that, in the case of a Salpeter IMF, model results do not follow the relationship between $[\alpha/\text{Fe}]$ ratios and masses of galaxies as indicated by observational data, pointing that it is difficult to reconcile model and observations with a classical approach of IMF. On the other hand, the model with a Top heavy IGIMF is more consistent with the observed trend, although a great scatter is present in the results. We find that, in both models, the active and passive galaxies occupy the same regions in the plot, while Thomas et al. (2010) found that active galaxies, mainly present in low density environments and with renewed star formation, migrate in the diagram to lower $[\alpha/\text{Fe}]$ ratios because the stars in these galaxies form from iron enriched gas from SNIa. These results show that there are caveats in the modeling of the star formation histories of galaxies, although one can reproduce other observed relations at $z = 0$. The evolution of galaxies strongly depend on the combination of star formation and feedback processes, both from SNe and AGNs, and a better understanding of these aspects and their proper modeling are needed to reproduce the α - *element* enhancement in a Λ -CDM Universe, which constitute an excellent constrain for any model of galaxy formation.

Referencias

- Abazajian, K. N., et al. 2009, The Astrophysical Journal Supplement Series, 182, 543
 Arrigoni, M., Trager, S.C., Somerville, R. S., Gibson, B.K., 2010, MNRAS, 402, 173
 Kimm, T., Yi, S. K., Khochfar, S., 2011, ApJ, 729, 11

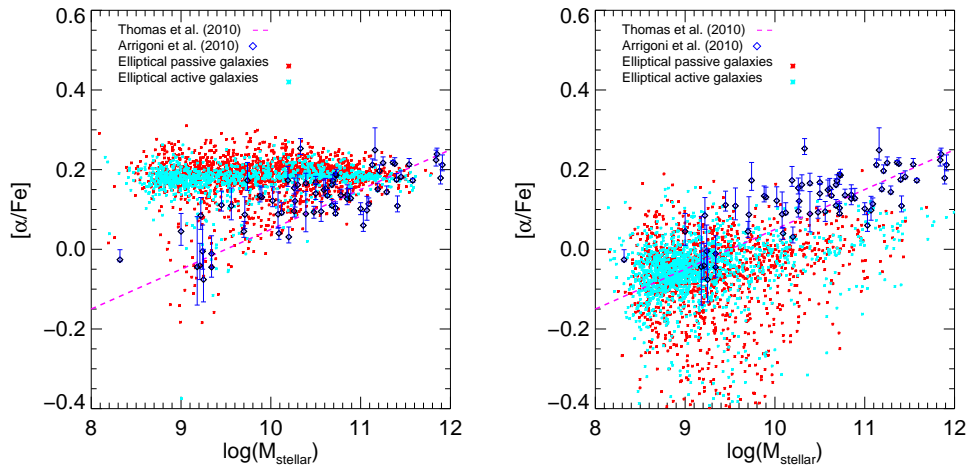


Figure 1. *Left:* $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $\log(M_{\text{stellar}})$ for elliptical galaxies in the reference model. Blue and red asterisks correspond to active galaxies and passive galaxies, respectively. Blue diamonds are data from Trager et al. (2000) as shown in Arrigoni (2010). The magenta dashed line is a linear fit to the sample of red sequence galaxies from Thomas et al. (2010).

Right: Same as in the left panel but for the model with a Top heavy IGIMF.

Matteucci, F., 1994, A&A, 288, 57

Padovani P., Matteucci F., 1993, ApJ, 416, 26

Spolaor, M., Kobayashi, C., Forbes, D. A., Couch, W. J., Hau, G. K. T., 2010, MNRAS, 408, 282

Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., Mendes de Oliveira, C., 2005, ApJ, 621, 673

Thomas, D., Maraston, C., Schawinski, K., Sarzi, M., Silk, J., 2010, MNRAS, 406, 165

Trager, S. C., Faber, S. M., Worthey, G., González, J. J., 2000, AJ 120, 165

Weidner, C. & Kroupa, P., 2004, MNRAS, 350, 1503

Weidner, C. & Kroupa P., 2005, AJ, 625, 754

Weidner, C. & Kroupa, P., 2006, MNRAS, 365, 1333

Weidner, C., Kroupa P., Pflamm-Altenburg, J., 2011, MNRAS, 412, 979

POSTER PRESENTATION

Is the universe under-dense at $z < 0.1$?

R. C. Keenan¹, A. J. Barger^{2,3,4}, L. L. Cowie⁴, W. -H. Wang⁵, I. Wold² & L. Trouille⁶

(1) *Fulbright Fellow, European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107 Vitacura, Santiago de Chile*

(2) *Department of Astronomy, University of Wisconsin-Madison, 475 N. Charter Street, Madison, WI 53706*

(3) *Department of Physics and Astronomy, University of Hawaii, 2505 Correa Road, Honolulu, HI 96822*

(4) *Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive, Honolulu, HI 96822*

(5) *Institute of Astronomy and Astrophysics, Academia Sinica, P.O. Box 23-141, Taipei 10617, Taiwan*

(6) *Northwestern University, 2145 Sheridan Road, Evanston, IL 60208-3112*

Abstract. Recent cosmological modeling efforts have shown that a local underdensity on scales of a few hundred Mpc (out to $z \sim 0.1$), could produce the apparent acceleration of the expansion of the universe observed via type Ia supernovae. If the local universe is under-dense in this way then the normalization of the near-infrared (NIR) galaxy luminosity function (LF) at $z > 0.1$ should be a factor of $\sim 1.5 - 2$ higher than that measured for $z < 0.1$. Here we present a highly complete spectroscopic sample of galaxies selected in the H -band ($1.6\mu\text{m}$) to study the normalization of the NIR LF at $0.1 < z < 0.3$ and address the question of whether or not we reside in a large local underdensity. We examine the effects of cosmic variance on studies of the NIR LF over the past decade and find that observations cannot yet rule out the possibility that the local universe is under-dense at $z < 0.1$.

Resumen. Modelos cosmológicos recientemente han mostrado que una región local de baja densidad en escala de unos cientos de Mpc (hasta $z \sim 0.1$) podría producir la aceleración aparente de la expansión del universo observado vía supernovae tipo Ia. Si el universo local tiene este perfil de densidad, la normalización de la función de luminosidad (LF) de galaxias en la NIR en $z > 0.1$ debe ser más alta que la normalización local por un factor de $1.5 - 2$. Aquí presentamos una muestra de galaxias seleccionadas en el banda H ($1.6\mu\text{m}$), y altamente compleja espectroscópicamente, para estudiar la normalización en $0.1 < z < 0.3$. Examinamos los efectos de varianza cósmica en estudios del NIR LF en la década pasada y llegamos a la conclusión que las observaciones todavía no pueden concluir que no estamos en una región de baja densidad.

1. Introduction

The size of large-scale structures in the local universe (e.g. sheets, voids, and superclusters of galaxies), and our location among them, is of critical importance to the interpretation of observational results. Cosmic variance due to large-scale structure can lead to systematic variations in observational data. Such systematics can dominate over other sources of error if a volume sufficient to average over cosmic variance has not been sampled. However, it remains unclear just what the upper limit on the size of large-scale structure is, and hence what volume constitutes a representative sample of the universe. If the typical size of local large-scale structure is much greater than 100 Mpc, then local measurements of the Hubble constant, and other cosmological observables, could still harbor large systematic errors.

Cosmologists have proposed so called "void models", as alternatives to Λ CDM, that invoke a large local underdensity to explain the apparent acceleration of the expansion of the universe. The scale of the voids proposed in these models ranges from a few hundred Mpc to several Gpc in radius. The basic premise of these models is that, if we as observers live near the center of a large underdensity, then we would witness a local expansion of the universe that is faster than the global expansion, simply due to the void being evacuated toward higher-density surroundings via gravity. This would provide for a locally measured Hubble constant that is higher than the global value, and look observationally like an accelerating expansion.

The question of whether or not we reside in a local void with a radius of a few hundred Mpc is of particular interest because several studies of near-infrared (NIR) galaxy counts have found that the local space density of galaxies may be low by 25 – 50%, compared to the density at distances of $\sim 300 h^{-1}$ Mpc or $z \sim 0.1$ (e.g. Keenan et al. 2010). If the universe at $z < 0.1$ is under-dense, as some galaxy counts surveys suggest, then the normalization of the NIR luminosity function (LF) at $z > 0.1$ should be higher than locally measured values. In Keenan et al. (2012, submitted to ApJ) we explore the normalization of the NIR LF as a function of redshift to test for the existence of a large local underdensity.

2. The normalization of the NIR luminosity function

In Figure 1 we show the LF normalization as a function of redshift from this study (filled circles) and selections from the literature. The solid black line in Figure 1 shows the void radial density profile from Bolejko & Sussman (2011), which they claim could reproduce the apparent acceleration of the expansion of the universe observed via type Ia supernovae. Bolejko & Sussman (2011) present this void profile as a density contrast profile ($\langle \rho(r) \rangle / \rho_0$). We convert their density contrast profile to ϕ^* as a function of redshift, by normalizing to the error-weighted average value of ϕ^* from the lowest redshift ($z < 0.07$) K -band studies. The filled red star in Figure 1 shows this weighted average at [$z = 0.05, \phi^* = 0.01$]. We note that such a radial density profile is not ruled out by current measurements of the NIR LF normalization.

Several sources of systematic uncertainty must be considered when comparing different studies as in Figure 1. These include differences in photometric methods, differences in methodology in determining the LF normalization, and cosmic variance. Given these sources of systematics, it is impossible, at present, to say whether a void profile, such as that presented in Figure 1, is favored or disfavored compared with a

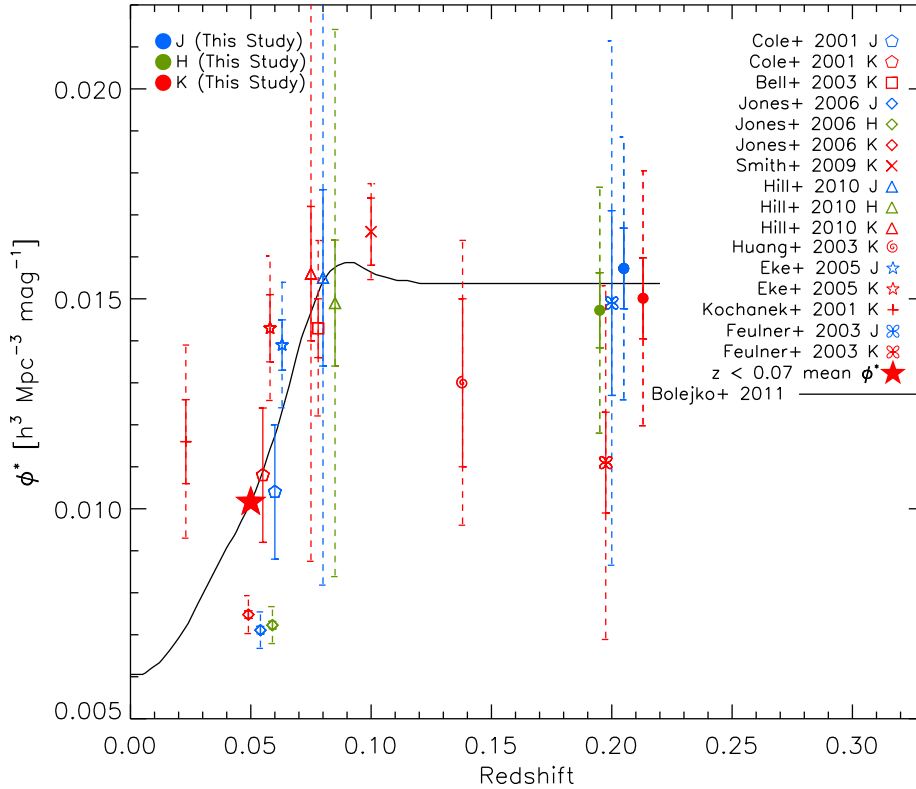


Figure 1. The best fit Schechter function normalization (ϕ^*) for NIR LFs in this study (filled circles) and selections from the literature. All measurements from our study and from the literature for the J -band are shown in blue, H -band in green, and K -band in red. In each case, ϕ^* is plotted at the median redshift for galaxies in a given study. Where studies (including this one) have covered more than one bandpass, the J -band ϕ^* is plotted at the median redshift of the study and H and/or K -band values are shifted slightly along the abscissa for clarity. The solid error bars show the 1σ statistical errors in the fitted values for ϕ^* for this and other studies. The dashed error bars show the 1σ uncertainties when an estimate of systematics due to cosmic variance is included. The solid line shows the void radial density profile from Bolejko & Sussman (2011), that they claim would be sufficient to provide an apparent acceleration of the expansion of the universe observed via type Ia supernovae.

flat radial density profile. For a detailed discussion of these systematics, we refer the reader to Keenan et al. (2012, submitted). Large surveys that are currently underway, including our own continued spectroscopic follow-up on several fields, will allow for void models to be ruled in or out on scales of a few hundred Mpc.

3. Summary

An accurate measurement of the average space density of galaxies just beyond the local universe ($z > 0.1$) is of interest, in particular, because recent cosmological modeling efforts have shown that if the matter density at $z < 0.1$ is low by roughly 50%, then the apparent acceleration of the expansion of the universe could simply be a product of our location with respect to local structure.

We have presented a study of the NIR LF normalization at redshifts of $0.1 < z < 0.3$. While this study consists of a relatively small sample of galaxies (812), our survey represents a factor of four increase in the number of galaxies in previous studies of the NIR LF in this redshift range, which implies a factor of two decrease in the systematic uncertainties due to cosmic variance.

We compare the normalization in the combination of our six fields with lower redshift measurements to test for a higher space density of galaxies at $z > 0.1$. We find the normalization to be in agreement with other studies at median redshifts near $z \sim 0.1$, but a factor of ~ 1.5 higher than the error-weighted mean normalization at $z > \sim 0.05$.

Despite the uncertainties due to cosmic variance, it would appear that data from the literature are beginning to suggest a rising normalization from $z = 0.05$ to $z = 0.1$. While this conclusion is tentative at best, it would not be terribly surprising, as a rising normalization over this redshift range would be predicted given the results of several NIR galaxy counts surveys over the past 10 – 20 years.

References

- Bell, E. F., et al. 2003, ApJS, 149, 289
- Bolejko, K. & Sussman, R. A. 2011, Physics Letters B, 697, 265
- Cole, S., et al. 2001, MNRAS, 326, 255
- Eke, V. R., et al. 2005, MNRAS, 362, 1233
- Hill, D. T., et al. 2010, MNRAS, 404, 1215
- Huang, J.-S., et al. 2003, ApJ, 584, 203
- Jones, D. H., et al. 2006, MNRAS, 369, 25
- Keenan, R. C. et al. 2010 ApJS, 186, 94
- Kochanek, C. S., et al. 2001, ApJ, 560, 566
- Feulner, G., et al. 2003, MNRAS, 342, 605

PRESENTACIÓN ORAL

Superestructuras en el universo: caracterización e identificación en el catálogo SDSS-DR7

H. E. Luparello¹, M. Lares^{1,2}, D. García Lambas^{1,2} & N. Padilla³

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental - CONICET*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *Departamento de Astronomía y Astrofísica - Pontificia Universidad Católica de Chile*

Abstract. Superclusters are the largest gravitationally bound systems in the Universe. These structures are not presently virialized, so the application of theoretical arguments in their identification is not straightforward. Luparello et al., (2011) present an identification method and establish the values of the parameters in order to ensure that superstructures in the present Universe will evolve into virialized structures. In this work we define and characterize the largest structures in the Universe, in the framework of the cosmological model Λ CDM. We briefly describe the Future Virialized Structures (FVS) identification method applied to the seventh data release of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7, Abazajian et al., 2009) in the redshift range $0.04 < z < 0.12$ and present the main properties of the FVS catalogue.

Resumen. Los supercúmulos son los sistemas gravitacionalmente ligados más grandes del Universo. Ya que no se encuentran aún en equilibrio dinámico, es difícil aplicar argumentos teóricos en su identificación sobre catálogos observacionales de galaxias. En Luparello et al., (2011) se establecen los valores necesarios de los parámetros de identificación para que superestructuras en el Universo actual evolucionen a Estructuras Virializadas en el Futuro (FVS, por sus siglas en inglés). En este trabajo se definen y caracterizan las mayores estructuras en el Universo, en el marco del modelo cosmológico Λ CDM. Se describe brevemente el método de identificación de FVS aplicado a la séptima liberación de datos del catálogo observacional *Sloan Digital Sky Survey - SDSS-DR7* (Abazajian et al., 2009) en el rango de corrimiento al rojo $0.04 < z < 0.12$ y se presentan las principales propiedades del catálogo de superestructuras.

1. Introducción

Los mayores sistemas gravitacionalmente ligados, aunque no necesariamente virializados, se conocen como supercúmulos. Los supercúmulos están formados por galaxias, grupos y cúmulos de galaxias, y se conectan entre sí a través de filamentos, constituyendo la base de la estructura en gran escala del Universo. Tienen además una morfología compleja, presentan varias ramas filamentosarias y núcleos densos con galaxias muy luminosas, con dimensiones que van desde unos 20 Mpc hasta casi 150 Mpc. La detección

y el estudio de supercúmulos es de gran importancia para la comprensión del origen y evolución de la estructura en gran escala del Universo. Sin embargo, los métodos usuales aplicados para la identificación de estas estructuras tienen una gran limitación: no están basados en argumentos teóricos que posibiliten una definición unívoca de supercúmulo. En este trabajo se adopta el criterio de identificación desarrollado por Einasto et al. (2007), calibrado utilizando fundamentos teóricos (Dünner et al., 2006), para definir las FVS como superestructuras en el Universo actual que evolucionarán a sistemas virializados en el futuro.

2. Método de Identificación de Superestructuras

Se utilizó el catálogo de galaxias del SDSS-DR7 (Abazajian et al. 2009) para construir muestras limitadas en volumen en el rango de *redshift* $0.04 < z < 0.12$. La muestra principal contiene 89513 galaxias más luminosas que $M_r < -20.47$. El método de identificación de superestructuras, desarrollado en Einasto et al. (2007), se basa en construir un mapa de densidad de luminosidad a partir de las galaxias de la muestra. Para esto, se suaviza el campo de luminosidad aplicando un kernel Epanechnikov, $k(\mathbf{r} - \mathbf{R}) = \frac{3}{4r_0} \left[1 - \left(\frac{|\mathbf{r}-\mathbf{R}|}{r_0} \right)^2 \right]$, con $r_0 = 8Mpc$. Una vez suavizado el campo de luminosidad, se representa la geometría del catálogo con un conjunto de celdas cúbicas de $1Mpc/h$ de lado. La luminosidad de cada celda L_{cell} se calcula de la siguiente manera: $L_{cell} = \sum_i L_{glx}^i \int_{cell} k(\mathbf{r} - \mathbf{R}_i) d\mathbf{x}$, donde L_{glx}^i es la contribución de la i -ésima galaxia a la luminosidad de la celda. Las superestructuras se definen aplicando un algoritmo de percolación sobre celdas que cumplan el criterio de sobredensidad de luminosidad $\rho_{lum-cell} \geq D_T \bar{\rho}_{lum}$, siendo $\rho_{lum-cell}$ la densidad de luminosidad de cada celda y $\bar{\rho}_{lum}$ la densidad de luminosidad media del mapa. Es fundamental entonces fijar el valor del parámetro D_T , que define las propiedades de los sistemas identificados a través del umbral de luminosidad por sobre el cual una celda puede ser considerada parte de una estructura.

2.1. Calibración del umbral de densidad de luminosidad D_T

Trabajos previos de Einasto et al. (2007), Liivamägi et al. (2010), Costa-Duarte et al. (2011), entre otros, definen el parámetro D_T en base a propiedades conocidas de los supercúmulos de galaxias, tales como sus dimensiones. En estos estudios, el valor de D_T oscila entre 4.6 y 6. Por otra parte, desde un punto de vista puramente teórico, el trabajo de Dünner et al. (2006) aplica el formalismo del colapso esférico en simulaciones numéricas que responden al modelo cosmológico de concordancia Λ CDM. Allí se logra establecer el valor mínimo de densidad de masa ($\rho_{mass} = 7.8\bar{\rho}_{mass}$) necesario para que una estructura en el Universo actual colapse a un objeto virializado en un futuro distante ($a(t) = 100$). Se utilizó entonces la simulación numérica Millennium (Springel et al., 2005) para calibrar el parámetro D_T en base al mencionado criterio teórico. De esta manera se logró establecer el vínculo entre la definición teórica y la definición operacional de supercúmulo, identificando estructuras virializadas en el futuro (FVS). Para estudiar la capacidad de detectar FVS del método basado en densidad de luminosidad, se realizaron identificaciones sobre el cubo de la simulación variando el parámetro D_T en el rango $4 < D_T < 9$. Aplicando un límite inferior a la luminosidad de las estructuras identificadas de $10^{12} L_{\odot}$, se asegura excluir cúmulos individuales y extraer sólo estructuras extensas. En la Figura 1 (a) se muestra la sobredensidad de

masa de las estructuras para tres valores de D_T . Con el objeto de seleccionar el valor más conveniente de D_T , se exploraron la contaminación y la completitud del catálogo, comparando los resultados obtenidos en los espacios real y de *redshift*. La completitud se definió como el cociente entre el número total de estructuras identificadas para un dado D_T y el número máximo de estructuras identificadas dentro del rango explorado de D_T . La contaminación es la fracción de estructuras identificadas que no cumplen con el criterio de Dünner et al. (2006). En la Figura 1 (b) se muestran estos dos parámetros para los sucesivos valores de D_T . A partir de este análisis se decidió fijar el valor de $D_T = 5.5$, que presenta un buen balance entre baja contaminación y alta completitud. Con este valor de D_T , el 20% de estructuras en *real-space* no tienen su contraparte en *redshift-space*. Por otro lado, sólo el 2% de estructuras en *redshift-space* no son verdaderas en *real-space*. Esto indica que la identificación de estructuras en catálogos observacionales tiene baja contaminación.

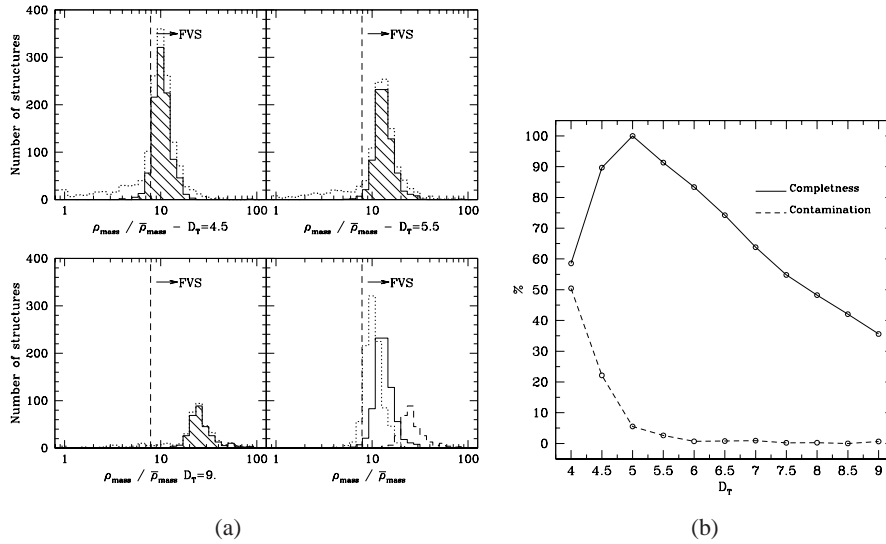


Figura 1. En el panel (a), distribución de sobredensidad de masa para estructuras identificadas en la simulación, para diferentes valores del parámetro D_T . La línea de trazos vertical indica la sobredensidad de masa a partir de la cual una estructura puede ser considerada como virializada en el futuro. Los histogramas de línea de puntos comprenden todas las estructuras identificadas, mientras que los de línea continua muestran solamente aquellas estructuras con luminosidad mayor a $10^{12} L_{\odot}$. En el panel de abajo a la derecha se comparan las distribuciones para los tres valores de D_T ejemplificados. En el panel (b), se presentan la Completitud y Contaminación del catálogo de FVS como función de D_T . El valor adoptado para $D_T = 5.5$ muestra el mejor balance entre baja contaminación y alta completitud.

3. Resultados: Catálogo de FVS

Teniendo en cuenta los análisis previos, se aplicó el método de identificación sobre la muestra limitada en volumen del SDSS-DR7, adoptando el valor de $D_T = 5.5$ y un límite mínimo de luminosidad para las estructuras de $10^{12} L_{\odot}$. Se encontraron 150 FVS, formadas por un total de 11394 galaxias. Las estructuras cubren el 1.26% del volumen

analizado, donde el volumen de las FVS oscila entre $10^2 (h^{-1} \text{Mpc})^3$ y $10^5 (h^{-1} \text{Mpc})^3$ (Figura 2 a). La luminosidad de las superestructuras varía entre $10^{12} L_{\odot}$ y $10^{14} L_{\odot}$ (Figura 2 b). Este catálogo sienta las bases de diversos estudios. En gran escala, se pueden caracterizar globalmente las estructuras identificadas (Luparello et al. 2011) y a escalas intermedias, analizar la influencia de las superestructuras en las propiedades de los sistemas que éstas albergan.

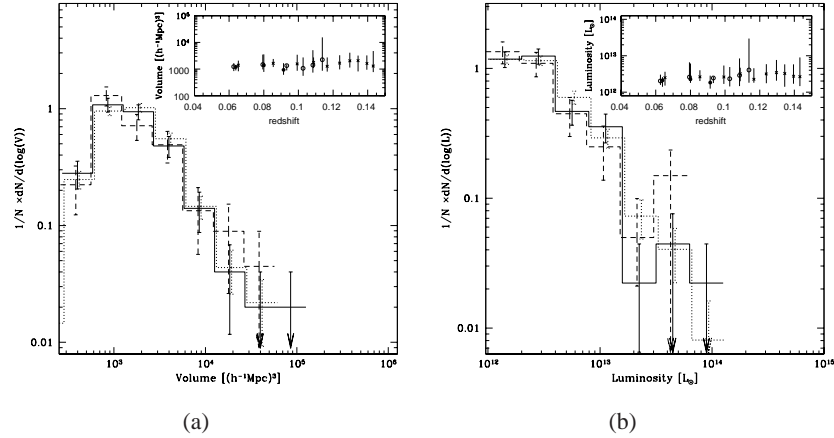


Figura 2. Distribuciones de volumen (a) y luminosidad (b) para el catálogo de FVS. La muestra principal, aquí descrita, corresponde a la línea continua. En el inset se muestran la luminosidad y volumen medio en rangos de redshift, estableciendo que el método no tiene fuerte dependencia con la profundidad de la muestra.

Referencias

- Abazajian K. N., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S.S., Allende Prieto C., An D., Anderson K.S.J., Anderson S.F., Annis J., Bahcall N. A., et al., 2009, *ApJS*, 182, 543.
- Costa-Duarte M. V., Sodr e Jr. L., Durret F., 2011, *MNRAS*, 411, 1716.
- Dünner R., Araya P. A., Meza A., Reisenegger A., 2006, *MNRAS*, 366, 803.
- Einasto J., Einasto M., Tago E., Saar E., H tsi G., Joeveer M., Liivam gi L. J., Suhhonenko I., Jaaniste J., Hein m ki P., M ller V., Knebe A., Tucker D., 2007,  , 462, 811.
- Liivam gi L. J., Tempel E., Saar E., 2010, *ArXiv* 1012.1989
- Luparello H., Lares M., Lambas D. G., Padilla N., 2011, *MNRAS*, 415, 964.
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J. et al., 2005, *Nature*, 435, 629

PRESENTACIÓN MURAL

Variability analysis of AGN: a review of results using new statistical criteria

L. Zibecchi¹, I. Andruchow^{1,2}, S. A. Cellone^{1,2}, G. E. Romero^{1,3} & J. A. Combi^{1,3}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque B1900FWA La Plata, Argentina*

(2) *IALP, CONICET-UNLP, CCT La Plata, Paseo del Bosque, B1900FWA La Plata, Argentina*

(3) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) - CONICET, CCT La Plata, C.C.No.5 (1894) Villa Elisa, Buenos Aires, Argentina*

Abstract. We present here a re-analysis of the variability results of a sample of active galactic nuclei (AGN), which have been observed on several sessions with the 2.15 m “Jorge Sahade” telescope (CASLEO), San Juan, Argentina, and whose results are published (Romero et al. 1999, 2000, 2002; Cellone et al. 2000).

The motivation for this new analysis is the implementation, during the last years, of improvements in the statistical criteria applied, taking quantitatively into account the incidence of the photometric errors (Cellone et al. 2007).

This work is framed as a first step in an integral study on the statistical estimators of AGN variability. This study is motivated by the great diversity of statistical tests that have been proposed to analyze the variability of these objects. Since we note that, in some cases, the results of the object variability depend on the test used, we attempt to make a comparative study of the various tests and analyze, under the given conditions, which of them is the most efficient and reliable.

Resumen. Presentamos aquí el reanálisis de los resultados sobre variabilidad de una muestra de núcleos galácticos activos (AGN), los cuales han sido observados en diferentes ocasiones con el telescopio “Jorge Sahade” (CASLEO), San Juan, Argentina, y cuyos resultados fueron publicados (Romero et al. 1999, 2000, 2002; Cellone et al. 2000).

La motivación para este nuevo análisis es la implementación, a lo largo de los últimos años, de mejoras en los criterios estadísticos utilizados, cuantificando la incidencia de los errores fotométricos (Cellone et al. 2007).

El presente trabajo es el primer paso de un estudio integrado sobre los estimadores estadísticos de la variabilidad en AGN. Este estudio está motivado por la gran diversidad de test estadísticos que se han propuesto para analizar la variabilidad de estos objetos. Como notamos que, en algunos casos, los resultados en la variabilidad difieren según el test utilizado, nos proponemos hacer un estudio comparativo sobre varios test y analizar, según las condiciones dadas, cuál de todos ellos es el más eficiente y confiable.

1. Introduction

The phenomenon of rapid changes in the optical brightness of blazars, over timescales of less than a night, is known as *microvariability*. Its origin is still uncertain; however, intensive observational campaigns during the last two decades have made available a wealth of data to better understand this phenomenon.

There is a diversity of statistical tests used to study microvariability. Because of that, different authors use different methods to make similar studies. The most common statistical test used is a C test (i.e., a *sigma* quotient test; see e.g. Jang & Miller, 1995). Recently, de Diego (2010) suggested that the best statistical method in this area is the F test, which tests the differences between two distributions via the quotient of their variances.

It is important to find the most suitable statistical test since, in several cases, the resulting variability of any source depends on the statistical test used. For example, Joshi et al. (2011) attempt to make a comparison between different tests, showing that there may be discrepancies in the results according to the test, and suggesting that more studies have to be made. Our aim is then to make a thorough analysis comparing the results given by different tests.

Here we present the results of the first step to reach our goal. We re-analyze the microvariability state of a large sample of AGN applying the C -statistic with different criteria.

2. Data

The data that we use here were originally published in Romero et al. (1999, 2002). In the first paper, the authors studied the optical microvariability of a sample of 23 Southern AGN. In Romero et al. (2002), they reported the microvariability state of 20 blazars detected by EGRET. Both studies were based on observations taken with the 2.15-m “Jorge Sahade” telescope, CASLEO, Argentina. The observations were spread between April 1997 and July 2001. Only three sources are repeated in the two papers, while for two sources new data were presented in the second paper.

3. Statistical analysis

We re-analyze the photometric data for each object in each night in order to construct the differential photometric light-curves.

We studied the variability state using a C statistic. To do this, we need to choose two stars on the object frame, one as a control star and the other one as a comparison star. This is a variability test based on the ratio of the dispersion of the *object-comparison* light-curve to *control-comparison* light-curve. According to this statistic, if $C \geq 2.576$, a source is variable at a 99% confidence level. We used an aperture of 6.5 arcsec (Cellone et al. 2000) for all the objects, except for PKS 1622–297 in which case we used an aperture of 3.5 arcsec because the object field is specially crowded.

First we applied a new selection criterion to choose the comparison and control stars. Following the recommendation given by Howell et al. (1988), we selected a star with a magnitude as similar as possible to the target as a control star, while the comparison star was chosen to be slightly brighter than the other two. Neither the comparison

nor the control star chosen were variable, and the same pair of stars was always used for each object. Then, we also scaled the control light-curve dispersion with a Γ factor (Howell et al. 1988), taking into account the differences in the magnitudes of the object and stars, thus ensuring that both light-curves are equally affected by noise. As an example, Table 1 shows part of the results. (*Contact the authors for a full version of the table.*)

Object	Type	UT Date	C_{lit}	C_{NW}	C_{Γ}	σ	Γ
0235+164	BLL/LSP ¹	11/03/99	10.10 ⁵	10.10	11.74	0.013	0.880
0537-441	BLL/LSP ¹	12/22/97	9.45 ⁶	5.85	4.67	0.005	1.252
		12/23/97	7.00 ⁶	3.25	2.79	0.008	1.165
		12/17/98	13.65 ⁵	6.28	6.98	0.005	0.899
		12/18/98	2.82 ⁵	1.77	1.89	0.004	0.932
		12/20/00	0.51 ⁵	1.01	1.61	0.006	0.624
		12/21/00	2.55 ⁵	0.72	1.51	0.004	0.628
0637-752	FSRQ/LSP ¹	12/24/00	3.60 ⁵	1.12	1.79	0.004	0.627
		12/22/97	NV ⁶	0.97	0.95	0.004	1.023
		1034-293	QSO ²	04/24/97	9.60 ⁶	1.97	1.86
1101-232	BLL/HSP ¹	04/29/98	3.0 ⁶	2.93	2.99	0.006	0.979
1120-272	QSO ³	04/27/98	NV ⁶	0.38	0.40	0.017	0.934
1127-145	FSRQ/LSP ¹	04/27/98	2.77 ⁶	1.31	1.23	0.004	1.068
1334-127	FSRQ/LSP ¹	04/11/00	2.31 ⁵	1.86	2.41	0.009	0.770
		04/12/00	2.67 ⁵	2.42	2.97	0.008	0.815
1622-297	FSRQ/LSP ¹	06/04/99	2.11 ⁵	1.82	1.79	0.034	1.013
		06/05/99	3.21 ⁵	3.20	3.17	0.015	1.008
2022-077	FSRQ/LSP ¹	07/26/01	4.89 ⁵	2.27	2.78	0.010	0.817
2155-304	BLL/HSP ¹	07/27/97	1.06 ⁵	0.95	1.82	0.007	0.521
2254-204	BLL/XXX ¹	09/20/97	2.60 ⁶	0.87	1.07	0.024	0.817
2316-423	HBL ⁴	09/04/97	NV ⁶	1.30	1.52	0.018	0.864
2341-444	QSO ³	09/17/97	NV ⁶	0.92	0.92	0.023	1.003

Table 1. Microvariability results. Columns: object; classification; date; C , confidence parameter (*lit* : published values, *NW* : Without weight, Γ : With weight); σ , standard deviation of the control-comparison differential curve; Γ , corrective factor. (1): Abdo et al., 2010; (2): Veron & Cetty, 2006; (3): Carini et al., 2007; (4): Abdo et al., 2009; (5): Romero et al., 2002; (6): Romero et al., 1999.

4. Results

The original criterion, used in Romero et al. (1999, 2002), was to choose two different groups of stars in each frame. The authors averaged each group, obtaining a “mean” comparison and control star, respectively.

In this work, applying the new criteria, we obtained lower C values than those of the previous works. The explanation of this behavior is that the use of “mean” stars

increases the S/N, thus making the dispersion of the *control-comparison* differential light-curve lower, giving higher C values.

We re-analyzed the photometric data of 39 AGN along 78 nights, finding that:

- More than 80% of the sample did not change its microvariability state.
- The other 20% changed from variable (V) to non-variable (NV) (the majority of these cases correspond to C values near 2.576).

Despite most of the sample did not change its state, we still have a significant number of cases in which the state actually changed just applying the new selection criteria, but keeping the same statistic. This means that it is very important to choose a suitable statistical analysis along with a careful choice of the comparison and control stars, since the state of variability of the source should not depend on the criterion used.

Acknowledgments. This project is supported by the Argentine Agency ANPCyT (Grant PIP 2008/0627).

References

- Abdo A. A. et al., 2009, ApJ, 707, 1310
Abdo A. A. et al., 2010, ApJ, 715, 429
Carini M. T. et al., 2007, AJ, 133, 303
Cellone S. A., Romero G.E. & Combi J.A. 2000, AJ, 119, 1534
Cellone S. A., Romero G.E. & Araudo A. T. 2007, MNRAS, 374, 357
de Diego J. A., 2010, AJ, 139, 1269
Healey S. E. et al., 2007, ApJS, 171, 61
Howell S.B., Warnock A., Mitchell K. J. 1988, AJ, 95, 247
Jang M. & Miller H.R, 1995, ApJ, 452, 582
Joshi R. et al., 2011, MNRAS, 412, 2717
Romero G. E., Cellone S. A. & Combi J. A. 1999, A&AS, 135, 477
Romero G.E., Cellone S. A. & Combi J.A. 2000, AJ, 120, 1192
Romero G. E., Cellone S. A., Combi J. A. & Andruchow I. 2002, A&AS, 390, 431
Véron-Cetty M.-P. & Véron P., 2006, A&A, 455, 773

PRESENTACIÓN MURAL

Propiedades de los AGNs oscurecidos y no oscurecidos

M. Taormina¹ & C. Bornancini^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE).
Laprida 854, X5000BGR, Córdoba, Argentina.

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (Conicet).

Abstract. In this work we analyze the properties of obscured and unobscured AGNs selected from the “*Multiwavelength Survey by Yale-Chile*” (MUSYC). The sample of AGNs was selected base on their mid-infrared colors ($[3.6]$, $[4.5]$, $[5.8]$ y $[8.0]$ μm), from images obtained with the Spitzer Space Telescope. We select obscured and unobscured AGN samples using a simple criterion based on the observed optical to mid-IR color with limits $R - [4.5] = 3.04$ (AB system) and with redshifts in the range $1 < z < 3$. Obscured AGNs are intrinsically optically faint in the R band, suggesting that luminous IR-selected AGNs have significant dust extinction.

Resumen. En este trabajo se analizaron las propiedades de las galaxias con núcleos activos (AGNs) oscurecidos y no oscurecidos identificados en el catálogo multibanda “*Multiwavelength Survey by Yale-Chile*” (MUSYC). La muestra de AGNs fue seleccionada en base a sus colores en el infrarrojo medio ($[3.6]$, $[4.5]$, $[5.8]$ y $[8.0]$ μm), mediante imágenes obtenidas por el Telescopio Spitzer. Se estudiaron dos muestras de AGNs oscurecidos y no oscurecidos, usando un criterio de selección en color con límites $R - [4.5] = 3.04$ (sistema AB) y con redshifts en el rango entre $1 < z < 3$. Los AGNs oscurecidos son intrínsecamente débiles en la banda R , debido posiblemente a la presencia de grandes cantidades de polvo provenientes tanto de la región nuclear como de las estrellas.

1. Introducción

Es conocido que la formación de las galaxias está íntimamente relacionada con la formación y evolución de sus núcleos galácticos activos (AGNs) y de sus respectivos agujeros negros supermasivos. Desde hace algunos años se ha descubierto la existencia de objetos a altos redshifts ($z \sim 2$), identificados en el infrarrojo, con contrapartes ópticas intrínsecamente débiles (Dey et al. 2008). Muchos trabajos han demostrado que la naturaleza de estos objetos está relacionada con AGNs cuya emisión es fuertemente oscurecida por la presencia de polvo que absorbe las bandas ópticas y UV (Stern et al. 2005). En algunos modelos de formación de AGNs relacionados con fusiones de galaxias se observa una primera fase en donde la zona nuclear con gran actividad se encuentra enteramente oscurecida. Luego de esta fase seguiría otra de corto período en donde se produce una caída del material hacia las zonas centrales, se incrementa la for-

mación estelar y los vientos galácticos y gran parte del material es barrido, produciendo una fase en donde la emisión no es oscurecida y el objeto se mostraría como un cuasar luminoso (Hopkins et al. 2006).

2. Datos observacionales

Los datos observacionales fueron obtenidos del catálogo presentado por Cardamone et al. (2010). Éste combina imágenes profundas en diferentes bandas ópticas (U, B, V, R, I ; IR cercano, J, H, K ; IR medio) de un área del cielo de $30' \times 30'$ correspondiente al *Extended Chandra Deep Field - South* (ECDF-S), las cuales fueron obtenidas del relevamiento MUSYC (Gawiser et al. 2006). Además incluye datos del relevamiento SIMPLE (Damen et al. 2011) en las bandas $[3.6], [4.5], [5.8]$ y $[8.0] \mu m$, entre otras y los redshifts fotométricos calculados con el software EazY mediante la información fotométrica en 32 bandas (Brammer et al. 2009). También posee redshifts espectroscópicos, los cuales se recopilaron para las fuentes disponibles en los catálogos de la literatura con el fin de cuantificar la precisión de los redshifts fotométricos. Se dispone en el catálogo de un parámetro, Q_z , definido como una estima de la calidad de los redshifts fotométricos. En este trabajo se seleccionaron los objetos con un valor conservativo $Q_z \leq 1$ (ver Cardamone et al. 2010).

2.1. Criterio de selección de AGNs en el IR

Varios estudios recientes han demostrado que los colores de las galaxias en el infrarrojo medio pueden proporcionar un medio efectivo para discriminar entre galaxias “normales” y AGNs. Stern et al. (2005) estudiaron los colores en el IR medio de 800 AGNs confirmados espectroscópicamente de la región de Boötes del “*NOAO Deep Wide-Field Survey*” (*NDWFS*). Los colores en el IR medio son adquiridos de la cámara IRAC montada en el telescopio Spitzer y la espectroscopía es obtenida del catálogo “*AGN and Galaxy Evolution Survey*” (AGES, Kochanek et al., sumitado). De un total de 681 fuentes que residen en la porción del espacio color-color del infrarrojo medio en la selección de Stern et al., 77% son clasificadas espectroscópicamente como BLAGNs, 6% son clasificadas como NLAGNs 17% como galaxias y 1% como estrellas.

Hickox et al. (2007) identifican una población de AGNs oscurecidos y no oscurecidos a redshifts $0.7 < z < 3$, usando observaciones multibanda del NDWFS, en la región de Boötes. Estos autores seleccionan una muestra de AGNs utilizando el criterio de Stern et al. Los AGNs identificados en el IR muestran que la relación entre el color $R - [4.5]$ (banda R del óptico y en $[4.5] \mu m$ en el IR) vs $L_{[4.5]\mu m}$ (luminosidad en $[4.5] \mu m$) es bimodal. Esto permite distinguir entre dos poblaciones distintas, una formada por objetos oscurecidos en el óptico y otra de AGNs no oscurecidos con propiedades similares a las QSOs de tipo I .

Siguiendo estos trabajos se seleccionó una muestra de AGNs utilizando el criterio de Stern et al., ver Figura 1 (a). Luego se tomaron los objetos redshifts fotométricos entre $1 < z < 3$, ubicándolos en un diagrama $R - [4.5]$ vs $L_{[4.5]\mu m}$ y se utilizó el criterio de selección presentado por Hickox et al. (ver Figura 1 (b)). El límite entre las dos poblaciones de AGNs esta definido por $R - [4.5] = 3.04(AB)$. En el panel superior se muestran las distribuciones de luminosidades $L_{[4.5]\mu m}$ para las dos muestras de AGNs, se observa que ambas muestras presentan luminosidades similares. En el panel derecho se encuentran los histogramas de los colores para los AGNs seleccionados en el IR.

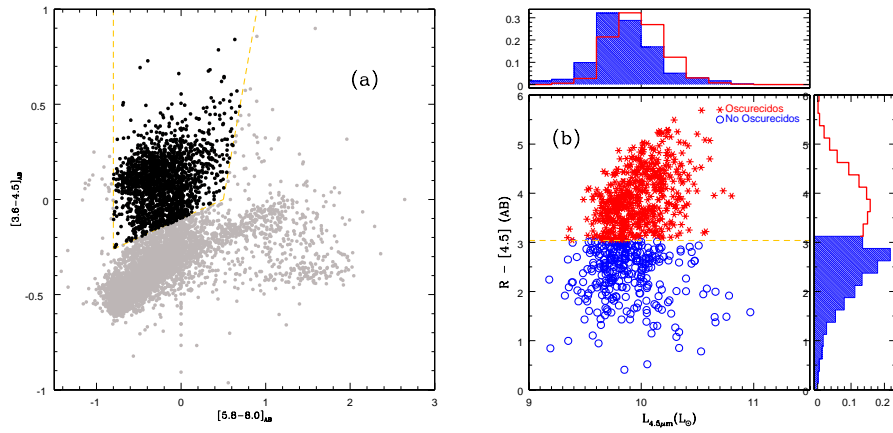


Figura 1. (a) Diagrama color-color en el IR medio y criterio de selección de AGNs (línea amarilla). (b) Distribución de color $R - [4.5]$ vs $L_{[4.5]\mu m}$ para los AGNs identificados en el IR con redshifts espectroscópicos entre $1 < z < 3$. La línea de trazos muestra la separación entre AGNs oscurecidos y no oscurecidos. Paneles de arriba y de la derecha muestran los histogramas de los colores y de $L_{[4.5]\mu m}$, respectivamente, para los AGNs oscurecidos y no oscurecidos.

3. Propiedades de los AGNs oscurecidos y no oscurecidos

Para analizar las diferentes características de los AGNs oscurecidos y los no oscurecidos seleccionados mediante las técnicas descritas anteriormente, se tuvo en cuenta la magnitud aparente y los redshifts fotométricos de ambas muestras. Como se aprecia en la Figura 2 (a) al estudiar la distribución de magnitud en la banda R de las diferentes poblaciones, encontramos que los AGNs oscurecidos presentan contrapartes ópticas más débiles que los AGNs no oscurecidos. En la Figura 2 (b) se observa la distribución de redshifts fotométricos para las muestras de AGNs oscurecidos y no oscurecidos. Se puede apreciar que ambas distribuciones son similares, encontrándose una pequeña diferencia para $z > 2$.

4. Consideraciones finales

Se analizaron las propiedades de los AGNs oscurecidos y no oscurecidos seleccionados en el IR medio e identificados en el catálogo MUSYC con $1 < z < 3$. Las conclusiones principales son: Los AGNs oscurecidos son intrínsecamente más débiles, comparados con los AGNs no oscurecidos. Se encontró que ambas muestras de AGNs poseen distribuciones de redshifts similares hasta $z \sim 2$. No se encontró una fuerte bimodalidad en la distribución de los colores $R - [4.5]$, como la encontrada en trabajos anteriores (Hickox et al. 2007). Se pretende en un trabajo futuro realizar un análisis más profundo sobre la muestra, analizando si existe alguna dependencia entre el color de las fuentes y el redshift, como así también estudiar los posibles errores en el cálculo de los redshifts fotométricos.

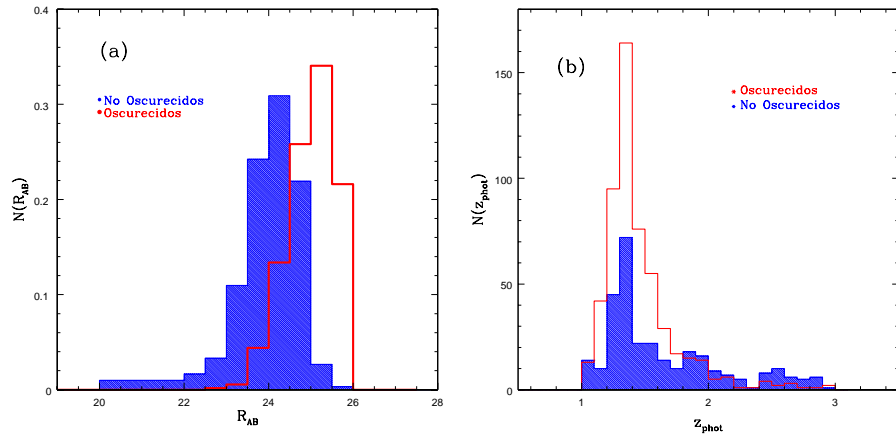


Figura 2. (a) Distribución de magnitudes R para las muestras de AGNs oscurecidos y no oscurecidos. (b) Distribución de redshifts fotométricos para ambas muestras de AGNs.

Referencias

- Brammer et al. (2009), ApJ, 706, L173
 Cardamone et al. (2010), ApJS, 189, 270
 Damen et al. (2011), ApJ, 727, 1
 Dey et al. (2008), ApJ, 677, 943
 Gawiser et al. (2006), ApJS, 162, 1
 Hickox et al. (2007), ApJ, 671, 1365
 Hopkins et al. (2006), ApJS, 163, 1
 Stern et al. (2005), ApJ, 631, 163

PRESENTACIÓN MURAL

Study of optical microvariability in the blazar 1ES1011+496

M. S. Sosa¹, C. von Essen³, S. A. Cellone^{1,2}, I. Andruchow^{1,2} &
J. H. M. M. Schmitt³

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP*

(2) *Instituto de Astrofísica La Plata, CONICET-UNLP, Argentina*

(3) *Hamburger Sternwarte, Alemania*

Abstract. We carried out a study of photometric variability of the blazar 1ES1011+496 using the 1.20 m Oskar Lühning telescope located at Hamburger Sternwarte Institute, Germany. This object has been detected at high energies (~ 200 GeV), so it is of interest to characterize its behavior in the optical range. We obtained the light curves in B , V and R bands through differential photometry, with a time resolution of ~ 15 minutes over 8 nights. We did not detect inter-night variability, but we detected a marginally significant variability in temporal scales of a few days.

Resumen. Se realizó un estudio de variabilidad fotométrica del blazar 1ES1011+496 utilizando el telescopio de 1.20 m Oskar Lühning del Instituto Hamburger Sternwarte, en Alemania. Este objeto ha sido detectado a altas energías (~ 200 GeV), por lo que resulta de interés caracterizar su comportamiento en el rango óptico. Se obtuvieron las curvas de luz en las bandas B , V y R mediante fotometría diferencial, con una resolución de ~ 15 minutos a lo largo de ocho noches. No se detectó variabilidad intranoche aunque se observa una variabilidad marginalmente significativa en escalas temporales de algunos días.

1. Introduction

We present preliminary results of the optical variability of the blazar 1ES1011+ 496. This blazar has been detected at gamma-ray frequencies using the MAGIC telescope (Albert et al. 2007). The gamma ray emission of blazars is believed to be the result of inverse Compton interactions between electrons in the jet and either external or internal photons. In the latter case, the region where optical emission (synchrotron) and gamma (inverse Compton) originate, should be the same. In this scenario, it is likely that the gamma emission at VHE could in some way be correlated with the optical emission.

Previous optical observations of 1ES1011+496 show variations between $R \approx 16.6$ and $R \approx 15.5$ in a scale of several years (<http://users.utu.fi/~kani/1m/>). However, there are no previous studies of microvariability, i.e. variability on the scale of hours/days. Thus, we observed 1ES1011+496 through an international collaboration not only to study its variability, but also to test the telescope and instrumental setup in view to future observational campaigns. This study is part of a larger campaign that aims to the determination of the properties of optical microvariability among blazars, detected at very high energies VHE (see Andruchow et al. 2007, 2011; Combi et al. 2008).

2. Observations

We observed 1ES1011+496 during 8 nights from March 21 to 29, 2011, using Johnson-Cousins B , V , and R filters. Table 1 shows technical specifications of the CCD camera. Table 2 shows a detailed description of the photometric conditions under which the images were acquired. We carried out sequences conformed by cycles of 3 to 5 images per filter, depending on the photometric quality of the night.

Camera	Apogee Alta U9000
Field of View	8.04×8.04 arcmin
Plate scale	$0.474''/\text{pix}$
Pixel size	$12 \mu\text{m}$
Gain	$1.33 \text{ e}^-/\text{ADU}$
Readout noise	16.37 e^-

Table 1. Technical specifications of the CCD camera.

Date	Filter	N_{img}	t_{exp} [seg.]	FWHM [$''$]
21	R	8	500	3.39
22	R	4	500	3.22
23	$B-V-R$	6 - 10 - 8	800 - 600 - 500	2.87
24	$B-V-R$	6 - 8 - 7	800 - 600 - 500	3.46
26	$V-R$	7 - 10	600 - 500	3.52
27	$B-V-R$	5 - 7 - 9	800 - 600 - 500	2.94
28	$B-V-R$	7 - 19 - 17	800 - 600 - 500	1.87
29	$B-V-R$	8 - 15 - 10	800 - 600 - 500	1.99

Table 2. Details of the photometric parameters and images.

3. Data reduction

All images were bias and flatfield calibrated. The instrumental magnitudes and errors were obtained by means of aperture photometry using the IRAF task *apphot*, adapted with our own routines. The differential light curves were obtained using a non-variable star within the field of view as comparison, while another star was used to construct a second differential light curve to be used for control purposes. We finally adopted an aperture radius of 6 pix, taking into account the growth curve and the behavior of the S/N as a function of aperture radius. Figure 1 indicates 1ES1011+496 and the stars selected to carry out differential photometry. The fluxes of the stars were similar to the integrated flux of the blazar, a condition that maximizes the reliability of the results that concern variability (Howell et al. 1988; Cellone et al. 2007).

The differential light curves for B , V and R filters, spanning the whole the observational campaign, are shown in Figure 2.

4. Results and conclusions

We give our results in Table 3, where column 1 is the date, col. 2 is the dispersion of the blazar's differential light curve (σ_{D1}), col. 3 the time span of each observing

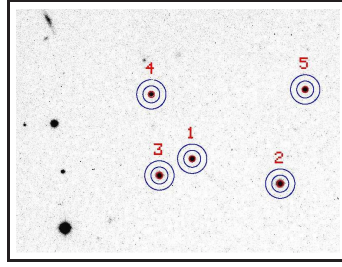


Figure 1. Section of the complete field of view, including 1ES1011+496 as the target indicated with 1. FoV $\sim 5' \times 5'$.

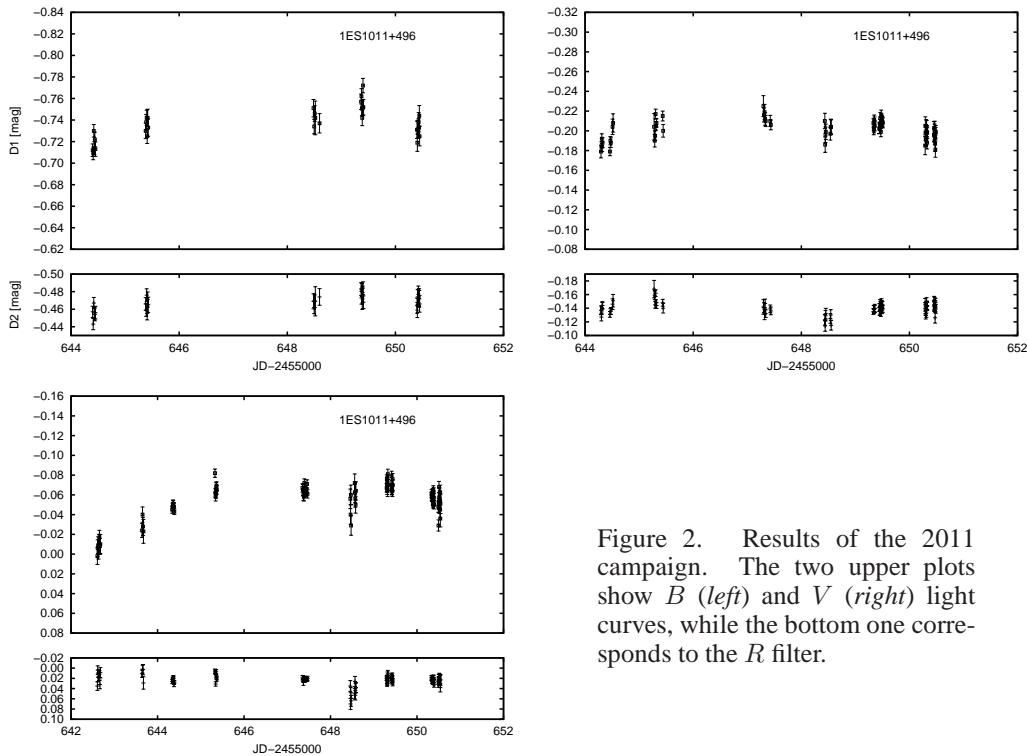


Figure 2. Results of the 2011 campaign. The two upper plots show *B* (left) and *V* (right) light curves, while the bottom one corresponds to the *R* filter.

session, col. 4 is the scaled variability confidence parameter (C/γ), and col. 5 is the number of observations in each night. The parameter C/γ is the quotient between σ_{D1} and the dispersion of the control-star differential light curve, scaled by a factor that depends on noise parameters; it was computed following the work of Howell et al. (1988). This allows us to correct the variability estimation from the effects of differences in magnitude between the blazar and comparison and control stars. In this way, $C/\gamma > 2.576$ implies that variability is detected with a 99% confidence level, while $C/\gamma \sim 1.0$ implies no variability except for photometric errors.

We did not find any intra-night variability; the maximum amplitude detected within a given night was $\Delta R \approx -0.04$ mag. However, there is a marginally significant evidence of variability on longer time scales, manifested as a sustained increase of flux ($\Delta R \approx -0.09$) during the first 4 nights (Table 3, row 9). The variation in this case is just below the 99% confidence level. Similar behaviors have also been observed in

other blazars detected at gamma-ray frequencies of very high energy. In particular, 1ES1011+496 is classified as an HBL blazar, a class that usually does not show strong microvariability (Romero et al. 1999).

Date	σ_{D1}	Δt [h]	C/γ	N
21	0.014	1 ^h 45 ^m 19 ^s	0.847	4
22	0.008	0 ^h 45 ^m 19 ^s	0.635	4
23	0.049	5 ^h 19 ^m 7 ^s	0.872	7
24	0.008	3 ^h 33 ^m 26 ^s	0.902	6
26	0.005	4 ^h 3 ^m 9 ^s	1.887	10
27	0.013	3 ^h 50 ^m 49 ^s	0.979	9
28	0.005	5 ^h 2 ^m 39 ^s	0.964	17
29	0.008	6 ^h 3 ^m 5 ^s	1.774	10
1 - 4	0.025	11 ^h 23 ^m 11 ^s	2.560	25
1 - 8	0.019	30 ^h 22 ^m 53 ^s	1.740	71

Table 3. Photometric parameters and images acquired.

5. Acknowledgements

M. S. Sosa thanks J. P. Calderón for his helpful assistance with the graphics and PICT 2008-0627 ANPCyT. C. v. Essen is grateful to C. Llinares and grant DFG 1351/1. The authors thank Dr. H. Hagen for maintaining the OLT, and HS by the instrumental contribution. They also thank the anonymous referee for helpful suggestions.

References

- Albert, J., Aliv, E., Anderhub, H. 2007, ApJ, 667, L21
 Andruchow, I., Combi, J. A., Muñoz-Arjonilla, A. J. et al. 2011, A&A, 531, A38.
 Andruchow, I., Cellone, S. A. & Romero, G. E. 2007, BAAA, 50, 299.
 Cellone, S.A., Romero, G. E., & Araudo, A. T. 2007, MNRAS, 374, 357.
 Howell, S. B., Mitchell K. J., Warnock A., 1988, ApJ, 95, 47.
 Romero, G. E., Cellone, S.A., & Combi, J. A. 1999, A&A, 135, 477.

PRESENTACIÓN MURAL

Propiedades estadísticas de la emisión del continuo en 1.4 GHz de grupos compactos de galaxias

R. R. Vena Valdarenas¹ & C. A. Valotto^{2,3}

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física, Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET*

Abstract. This paper presents the results of statistical analysis on compact groups of galaxies identified by Pacheco & Díaz-Giménez (2011) from 2MASS catalog. The purpose is to determine which factors determine the different characteristics of the radio emission in relation to the properties seen in other bands. A comparison is made between the properties of the groups associated with radio sources and groups without emission.

Resumen. En este trabajo se presentan los resultados del análisis estadístico realizado sobre los grupos compactos de galaxias, identificados por Pacheco & Díaz-Giménez (2011) a partir del catálogo 2MASS. La finalidad es determinar qué factores condicionan las diferentes características de la emisión en radio en relación a las propiedades observadas en otras bandas del espectro. Se realiza una comparación entre las propiedades de los grupos asociados a fuentes de radio y los grupos sin emisión detectada.

1. Introducción

Los Grupos Compactos de galaxias constituyen las más densas asociaciones de galaxias que podemos encontrar en el Universo. Estos sistemas están compuestos por un pequeño número de galaxias (4 a 10 miembros) y con separaciones comparables con los diámetros individuales de las mismas. Las interacciones de fuerzas de marea entre galaxias son muy frecuentes en estos sistemas, por lo que representan un lugar ideal para el estudio de éstas. Los primeros trabajos realizados en esta clase de sistemas muestran que la emisión en radio es más frecuente en sistemas de galaxias que en galaxias aisladas (Tovmassian 1969, Sulentic 1976). Por otro lado, la emisión total en radio de galaxias espirales miembros de grupos compactos es significativamente menor que en galaxias espirales aisladas (Menon, 1995). Sin embargo, la emisión en regiones nucleares de las galaxias miembros de grupos compactos, supera en un factor de 10 a la de galaxias aisladas. En este trabajo se analizan las características de la emisión del continuo en radio en 1.4 GHz, a partir de una muestra de grupos compactos identificados en el catálogo de fuentes extendidas *Two Micron All Sky Survey* (2MASS, Skrutskie et al. 2006).

1.1. Grupos Compactos Identificados a partir del catálogo 2MASS

Pacheco & Díaz-Giménez (2011) construyeron un catálogo de Grupos Compactos a partir del catálogo 2MASS. Debido a que este catálogo no posee datos espectrocópicos, los autores realizaron una identificación de 295 Grupos Compactos en proyección, denominado p2MCGs. Con el objeto de obtener información de velocidades radiales de las galaxias miembros de estos grupos, se realizó una identificación de las galaxias miembros de los grupos p2MCGs con los catálogos espectroscópicos del SDSS DR7 (Abazajian et al. 2009) y 6dFGRS (Jones et al. 2009), asignándosele la velocidad radial de la contraparte identificada. De esta manera, se obtuvo una submuestra consistente en 97 Grupos Compactos de Galaxias con información de velocidad radial (v2MCGs).

1.2. Relevamiento NVSS

Con el objeto de identificar las contrapartes en radio de estos grupos compactos, se utilizó el catálogo *NRAO VLA Sky Survey* (NVSS, Condon et al. 1998), que consiste en un relevamiento de la emisión en el continuo, en 1.4GHz , a declinaciones mayores a -40° . Este relevamiento se llevó a cabo utilizando las configuraciones compactas D y DnC del VLA, que provee una resolución angular aproximada de $45''$. El catálogo resultante contiene ~ 1.8 millones de fuentes y un conjunto de 2326 imágenes de $4^\circ \times 4^\circ$.

2. Identificación en radio de los v2MCGs

Para realizar la asociación de fuentes con emisión en radio a los grupos compactos, se seleccionaron aquéllos dentro del área de cobertura del relevamiento NVSS, resultando que 85 grupos, de los 97 v2MCGs originales, conteniendo la información de los grupos: velocidad radial, radio angular, radio proyectado, luminosidad integrada y brillo superficial, reunían esa condición. Se correlacionaron los catálogos buscando todas las fuentes del NVSS dentro de un radio de búsqueda igual a $1.2R_g$, donde R_g es el radio angular del grupo. Se encontraron fuentes con emisión en radio en 75 grupos compactos ($\sim 88\%$ de la muestra). Se identificaron, además, las fuentes con emisión en radio asociadas a las galaxias miembros de los grupos, cuya distancia proyectada sea menor de 20Kpc desde el centro de cada galaxia. De esta manera, se encontraron 185 fuentes de radio, correspondientes a 62 grupos compactos. A partir de estas submuestras, se construyeron los catálogos de grupos compactos y de galaxias miembros, conteniendo la información proveniente de los catálogos v2MCGs, más la información de la emisión en radio, tales como las coordenadas de la radiofuente y flujo integrado.

2.1. Muestra de control

Con el objeto de evaluar la posible contaminación por fuentes de radio que no están vinculadas a los grupos, se construyó una muestra de control a partir de la generación de coordenadas aleatorias en el área del relevamiento NVSS y con latitud galáctica $|b| \geq 20^\circ$. Para que esta muestra sea comparable con la de grupos compactos, se les asignó la distribución de velocidades radiales y radios angulares similar a las correspondientes a los grupos v2MCGs. Se identificaron fuentes de radio asociadas a estas posiciones, aplicando el mismo procedimiento usado para los grupos compactos, encontrando, en promedio, que el $\sim 70\%$ de estas posiciones tienen asociadas fuentes de radio. A partir de estas fuentes de radio, se identificaron objetos en el catálogo 2MASS, para discriminar la emisión asociada directamente a galaxias de la correspondiente al

campo de los grupos. Se encontró que $\sim 5\%$ de las fuentes de radio en estas regiones están asociadas a fuentes del 2MASS. Se comparó el número de fuentes de radio por grupo v2MCGs con el número de fuentes por coordenada de los campos aleatorios, sin considerar las identificaciones asociadas a galaxias. En la Figura 1 se muestran las distribuciones normalizadas del número de fuentes de radio identificadas en el campo de los grupos y las distribuciones asociadas a galaxias. Se encontró que para las fuentes de radio asociadas al campo de los grupos, las distribuciones son similares, indicando que las radiofuentes en el área de estos grupos están vinculadas a contaminación.

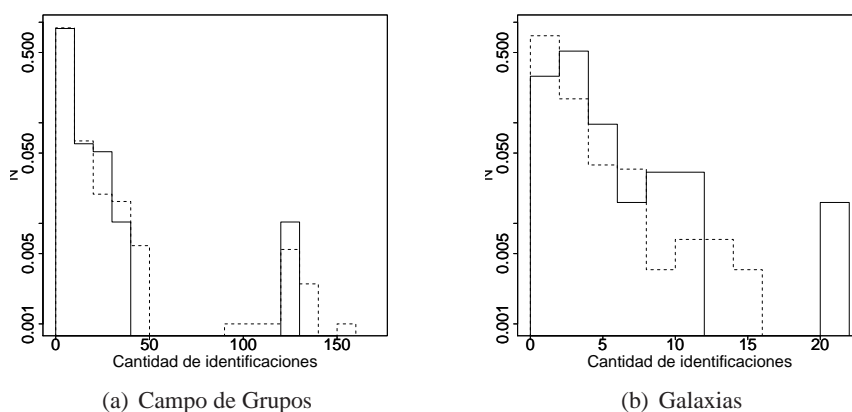


Figura 1. Distribuciones del número de radiofuentes por grupo asociadas al campo de los mismos y asociadas a galaxias. Línea continua en grupos compactos, línea a trazos en los campos aleatorios.

3. Análisis y Resultados

La muestra final queda definida por los grupos cuyas galaxias miembros están asociadas con emisión en radio. En la Figura 2 se muestran las distribuciones normalizadas de parámetros de los grupos compactos, comparando los grupos que tienen radiofuentes asociadas a sus galaxias con los grupos que no las tienen. No se observan diferencias en cuanto a los radios angulares (panel (a)), mientras que las distribuciones de radios proyectados, (panel (b)), indican que los grupos que poseen fuentes de radio asociadas, son de mayor tamaño. En cuanto a la distribución de luminosidad integrada de los grupos (panel (c)), se encuentra que existe un leve desplazamiento hacia el extremo más brillante de la distribución de grupos con radiofuentes asociadas. El panel (d) muestra la distribución de brillo superficial, indicando que los grupos sin radiofuentes asociadas poseen un brillo superficial mayor. Estos resultados ponen de manifiesto las diferentes características estadísticas que presentan los grupos compactos analizando la presencia de radiofuentes detectadas. A partir de estos resultados, se están rea-lizando estudios para profundizar en la descripción de los grupos compactos.

Agradecimientos. RRVV agradece a Horacio Villafañe por tantos años de inspiración, haciendo más amenas las horas de trabajo.

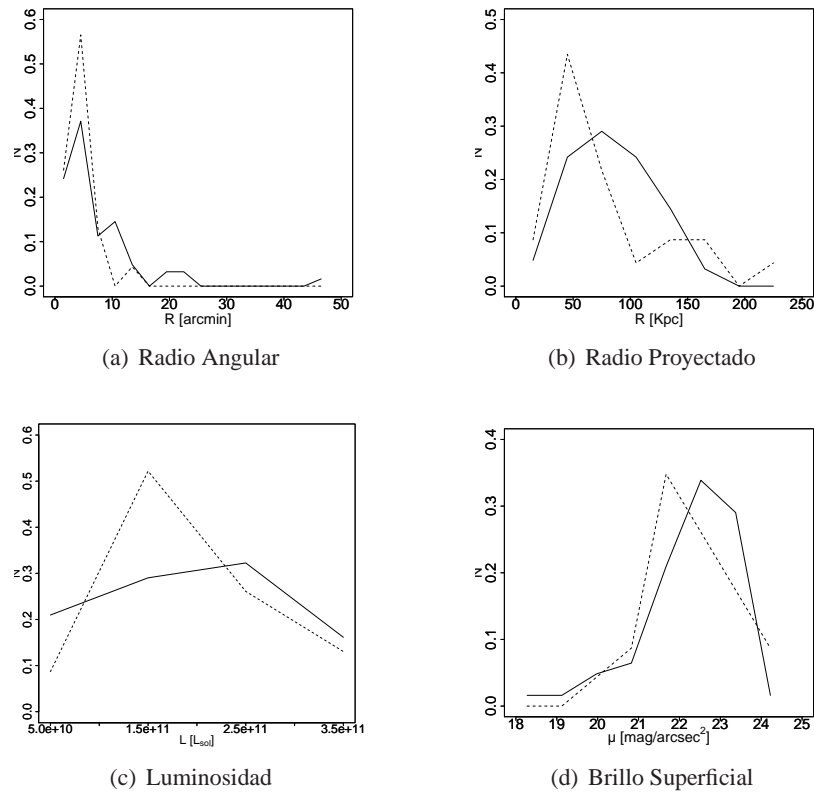


Figura 2. Distribuciones de las propiedades de los grupos compactos con fuentes de radio asociadas (línea continua) y sin fuentes de radio asociadas (línea de trazos).

Referencias

- Abazajian K. N. et al., 2009, ApJS, 182, 543
 Condon, J.J., Cotton, W.D., Greisen, E.W., Yin, Q.F., Perley, R.A., Taylor, G.B., & Broderick, J. J. 1998, AJ, 115, 1693
 Jones D. H. et al., 2009, MNRAS, 399, 683
 Menon, T.K., 1995, MNRAS, 274, 845
 Pacheco, M. & Díaz Giménez, E. 2011, Trabajo Especial de Licenciatura, Facultad de Matemática Astronomía y Física, UNC.
 Tovmassian, H.M., 1969, Soobshch. Byurakan Obs., 40, 57
 Skrutskie, M. F. et al., 2006, AJ, 131, 1163
 Sulentic, J.W., 1976, AJ, 81, 582

PRESENTACIÓN ORAL

Optical and near-infrared velocity dispersions of early-type galaxies

J. Vanderbeke^{1,2}, M. Baes², A. J. Romanowsky^{3,4} & L. Schmidtobreick²

(1) *Sterrenkundig Observatorium, Universiteit Gent, Krijgslaan 281 S9, Gent, Belgium*

(2) *European Southern Observatory, Alonso de Córdova 3107, Vitacura, Santiago, Chile*

(3) *UCO/Lick Observatory, University of California, Santa Cruz, CA95064, USA*

(4) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Casilla 160-C, Concepción, Chile*

Abstract. We have carried out a systematic, homogeneous comparison of optical and near-infrared dispersions. Our magnitude-limited sample of early-type galaxies (ETGs) in the Fornax cluster comprises 11 elliptical and 11 lenticular galaxies more luminous than $M_B = -17$. We were able to determine the central dispersions based on the near-infrared CO absorption band head for 19 of those galaxies. The velocity dispersions range from less than 70 km s^{-1} to over 400 km s^{-1} . We compare our near-infrared velocity dispersions to the optical dispersions measured by Kuntschner (2000). Contrary to previous studies, we find a one-to-one correspondence with a median fractional difference of 6.4 per cent. We examine the correlation between the relative dust mass and the fractional difference of the velocity dispersions, but find no significant trend.

Resumen. Hemos realizado una comparación sistemática y homogénea de dispersiones de velocidad en el óptico e infrarrojo cercano. Nuestra muestra de galaxias tempranas en el cúmulo Fornax está compuesta por 11 galaxias elípticas y 11 galaxias lenticulares más luminosas que $M_B = -17$. Hemos sido capaces de determinar las dispersiones centrales basados en la banda de absorción de CO para 19 galaxias de la muestra. Hemos obtenido dispersiones de velocidad en un rango menor a los 70 km s^{-1} y mayor a los 400 km s^{-1} . Comparamos nuestras dispersiones de velocidad en el infrarrojo cercano con las dispersiones ópticas medidas por Kuntschner (2000). Al contrario de estudios anteriores, encontramos una correspondencia uno-a-uno con una diferencia fraccional media de 6.4 por ciento. Se examina la correlación entre la masa de polvo relativo y la diferencia fraccional de las dispersiones de velocidad, pero no observamos una tendencia significativa.

1. Introduction

The dust content of early-type galaxies (ellipticals and lenticulars), and the effects on galaxy parameters inferred from optical observations, is still unclear and a hot topic of

debate. Baes & Dejonghe (2000, 2001, 2002) and Baes et al. (2000) showed that dust may bias optical observations through absorption and scattering, thus influencing the photometric and kinematic data. Such effects would have widespread ramifications for studies of early-type galaxies, as velocity dispersions play a significant role in tracking the mass evolution of early-type galaxies and appear in empirical relationships such as the $M_{\text{BH}}-\sigma$ relation, the Faber-Jackson relation and the Fundamental Plane relation.

One way to investigate the effect of dust on the kinematics is to compare the optical and NIR velocity dispersions. Silge & Gebhardt (2003) were the first to perform a systematic study, but their sample was biased to lenticulars (it contained 25 galaxies, of which 7 ellipticals and 18 lenticulars) and was based on inhomogeneous optical velocity dispersions, obtained from different papers with different instruments, methods and extraction windows. They found that the velocity dispersion decreases with wavelength, opposite to the theoretical expectations of Baes & Dejonghe (2002).

To investigate the disagreement between the models and observations, we embarked on a project, for the first time using a complete and well-balanced sample of 22 early-type galaxies (comprising 11 ellipticals and 11 lenticulars) in the Fornax cluster. For this sample of galaxies, homogeneous optical velocity dispersions are available in Kuntschner (2000).

2. Observations and data reduction

The observations were performed with the VLT/ISAAC (Moorwood et al. 1998) in spectroscopic medium resolution mode, using an instrumental set-up that produced an instrumental contribution to the dispersion of $\sim 45\text{km s}^{-1}$. To determine the velocity dispersion, based on the CO(2-0) feature at $2.29\mu\text{m}$, we use the pPXF technique developed by Cappellari & Emsellem (2004).

Vanderbeke et al. (2011) demonstrates that the velocity dispersion can depend strongly on the choice of the extraction width and the used template. To be consistent with the optical data from Kuntschner (2000), we choose an effective aperture of 3.7 arcsec to extract our spectra (resulting in a S/N between 7 and 129) and apply pPXF using a Gaussian LOSVD and an average KIII template. This way, we are able to determine the central dispersions for 19 galaxies of our sample. For three galaxies, we did not get a reliable fit, as a consequence of the low S/N for these galaxies and the low expected velocity dispersions (based on the optical values).

3. Results and discussion

The left side of Fig. 1 presents the correlation between the optical and NIR central velocity dispersions for 19 galaxies of our sample. The solid line

$$\sigma_{\text{opt}} = (0.99 \pm 0.06)\sigma_{\text{NIR}} - (3.76 \pm 8.72) \quad (1)$$

shows the best fit, which has a reduced χ^2 of 1.09. The absence of a σ -discrepancy does not agree with Silge & Gebhardt (2003). Their best-fitting line had a slope of 1.189 ± 0.084 and an intercept of -8.6 ± 12.4 . Their median fractional difference between the optical and the NIR velocity dispersions was -11% , while our median fractional difference is 6.4% . As it is not immediately clear why Silge & Gebhardt

(2003) found that NIR velocity dispersion measurements are lower than optical dispersion measurements, we have tested different possibilities that could cause this disagreement: we have recalculated the NIR velocity dispersions using an extraction window of $1'' \times 12''$, utilizing an alternative template scheme with a wide range of CO equivalent widths and assuming a LOSVD including h_3 and h_4 Gauss-Hermite coefficients. However, none of these possibilities could clarify the discrepancy.

We need to know how much dust there is in the galaxies to study the effects of dust on the observed kinematics. We derive the dust masses (M_d) for our galaxies based on IRAS flux densities at 60 and 100 μm . Note that the IRAS dust mass estimates are a lower limit for the true dust masses, because IRAS is not sensitive to cold dust (which emits the bulk of its radiation longwards of 100 μm).

The right image of Fig. 1 presents the fractional difference of the infrared and the optical dispersions as a function of the relative amount of dust in a galaxy, which is estimated in Silge & Gebhardt (2003) by the ratio of the IRAS dust mass to the B -band luminosity. The best-fitting solid line is given by equation

$$\frac{\sigma_{\text{NIR}} - \sigma_{\text{opt}}}{\sigma_{\text{opt}}} = (0.008 \pm 0.056) \log\left(\frac{M_d}{L_B}\right) + (0.068 \pm 0.266), \quad (2)$$

with both the slope and the intercept consistent with 0 and a reduced χ^2 of 1.76. This implies that warm dust does not affect optical dispersions. We cannot yet make the same conclusion for colder dust, but the left image of Fig. 1 indicates that the typical effect is very weak.

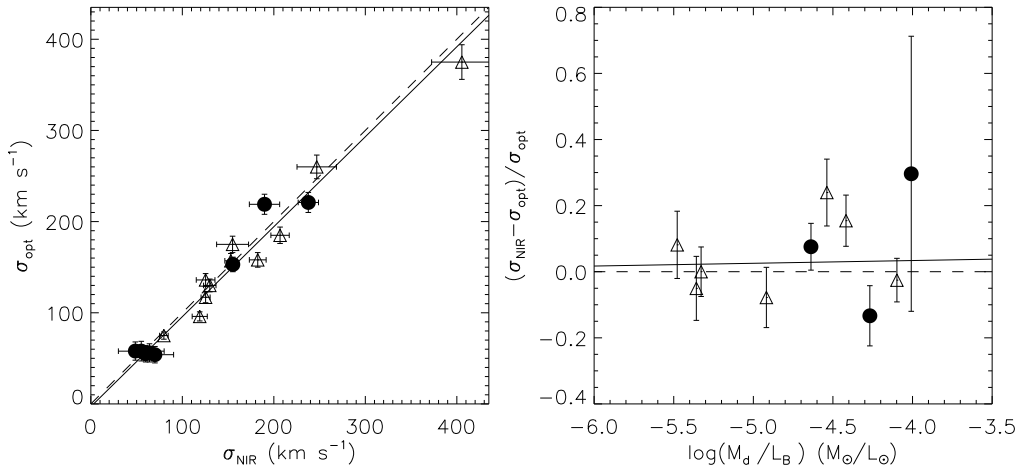


Figure 1. Left: Correlation between the dispersion measured from the CO band head and the optical dispersion (Kuntschner 2000). The dashed line shows where two measurements are equal, the solid line is the best-fitting line, given by Eq. 1. – Right: Fractional difference between the infrared and optical dispersions as a function of the ratio of dust mass to B -band luminosity. The solid line is the best fit, given by Eq. 2. In both figures, ellipticals are represented by triangles, lenticular galaxies by filled circles.

4. Conclusions

In this study, we investigate a complete magnitude-limited and unbiased sample of 22 early-type galaxies in the Fornax cluster and are able to determine the kinematics based on the $2.29\mu\text{m}$ $^{12}\text{CO}(2-0)$ feature for 19 of those galaxies. We related the NIR velocity dispersions with the optical dispersions of Kuntschner (2000) and found no evidence for a σ -discrepancy for the ellipticals nor for the lenticulars. Our results do not agree with Silge & Gebhardt (2003). We investigated this disagreement by providing a variety of input templates to pPXF with a large range of EWs, by changing the spatial width of the extraction window and by introducing Gauss-Hermite coefficients in the LOSVD, but we were not able to clarify this discrepancy.

We have computed the dust masses based on IRAS flux densities for 10 galaxies of our sample and investigated the influence of diffuse dust on the observed kinematics, which turned out to be negligible.

The one-to-one correspondence between the optical and the NIR velocity dispersions found for this homogeneous set of early-type galaxies implies that velocity dispersions measured at optical wavelengths are reliable kinematic parameters for early-type galaxies and hence that no bias is introduced in statistical relations that build on such dispersions (e.g. the $M_{\text{BH}}-\sigma$ relation or the Fundamental Plane). Combined with the simulations by Baes & Dejonghe (2000, 2002), it also supports the traditional point of view on the dust content of ETGs, namely that they are virtually optically thin. While some observational studies hinted towards the existence of a substantial diffuse dust component in ETGs (e.g. Temi et al. 2004), the most recent results from the recently launched Herschel Space Observatory indicate a dearth of diffuse dust in the few elliptical galaxies studied so far (e.g. Clemens et al. 2010).

References

- Baes M., Dejonghe H., 2000, MNRAS, 313, 153
- Baes M., Dejonghe H., 2001, ApJ Letters, 563, L19
- Baes M., Dejonghe H., 2002, MNRAS, 335, 441
- Baes M., Dejonghe H., De Rijcke S., 2000, MNRAS, 318, 798
- Cappellari M., Emsellem E., 2004, PASP, 116, 138
- Clemens M. S. et al., 2010, A&A, 518, L50+
- Kuntschner H., 2000, MNRAS, 315, 184
- Moorwood A., Cuby J., Biereichel P., et al., 1998, The Messenger, 94, 7
- Silge J. D., Gebhardt K., 2003, AJ, 125, 2809
- Temi P., Brighenti F., Mathews W. G., Bregman J. D., 2004, ApJS, 151, 237
- Vanderbeke J. et al. 2011, MNRAS, 412, 2017

PRESENTACIÓN ORAL

Restringiendo la cosmología usando grandes vacíos de galaxias

S. G. Patiri¹

(1) IANIGLA-CONICET, Apartado Postal 330, Mendoza, Argentina

Abstract. In this presentation, we show how large cosmic voids in the galaxy distribution can be used to constrain cosmology. In particular, we employ the statistic of voids found in the 2dF Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) to constrain the cosmological parameters σ_8 and $\Omega_m h$. We present the method and first results.

Resumen. En esta presentación se muestra cómo los grandes vacíos en la distribución de galaxias pueden ser utilizados para restringir la cosmología. En particular, se emplea la estadística de grandes vacíos encontrada en el relevamiento espectroscópico 2dFGRS, para extraer información sobre los parámetros cosmológicos σ_8 y $\Omega_m h$. Se presenta el método y primeros resultados.

1. Introducción

En los últimos años se ha progresado significativamente en la precisión con la que se miden los parámetros cosmológicos fundamentales (e.g., $\Omega_m, \Omega_\Lambda, \Omega_b, h, n_s$ y σ_8). Esto se ha debido principalmente a los recientes resultados de la radiación cósmica de microondas (CMB, e.g., Komatsu et al. 2011), junto con estimaciones basadas en otros observables astrofísicos, como supernovas tipo Ia, cúmulos de galaxias, lentes gravitacionales y el análisis de la distribución a gran escala de las galaxias (e.g., Sánchez et al. 2006, 2009).

Sin embargo, cada método tiene sus limitaciones e incertidumbres, además de que por lo general un observable determinado depende de una combinación de parámetros. Para reducir el impacto de estos problemas, es fundamental realizar estimaciones con diferentes métodos basados no sólo en distintos observables, sino también con diferentes técnicas aplicadas a un mismo observable.

En este trabajo se propone, para tal propósito, a una de las características más salientes (y poco explotadas) de la estructura a gran escala del universo: los grandes vacíos de galaxias. Estas son regiones donde la densidad de galaxias es sólo un $\sim 10\%$ de la promedio. Recientemente se ha demostrado, a través de un desarrollo teórico robusto (Patiri et al. 2006a; Betancort-Rijo et al. 2009), que la estadística de vacíos puede ser utilizada eficientemente para restringir los valores de ciertos parámetros cosmológicos. Por ejemplo, en esos trabajos se muestra que el número por unidad de volumen de vacíos aporta información sobre la normalización del espectro de potencias de la materia (usualmente estimado en escalas de $8 h^{-1} \text{Mpc}$ y denominado σ_8) Además, la distribución del número de vacíos como función de sus radios aporta información sobre la forma del espectro de potencias (caracterizada como $\Gamma \equiv \Omega_m h$). Por otro lado, Lavaux

& Wandelt (2010) proponen una forma de utilizar regiones bajo-densas para restringir a la energía oscura. En esta presentación, se muestran los primeros resultados para σ_8 y $\Omega_m h$, obtenidos utilizando la estadística de vacíos encontrada en el catálogo 2dFGRS, junto con el formalismo analítico mencionado anteriormente.

2. El método

El método implementado es conceptualmente simple. Básicamente, se trata de encontrar las predicciones del modelo cosmológico estándar (Λ CDM) para la estadística de vacíos (en el espacio de parámetros $\sigma_8, \Omega_m h$), que reproduzcan la estadística de vacíos observada. Para el presente trabajo se utilizó la estadística de vacíos en el 2dFGRS, obtenida por Patiri et al. (2006b). Los vacíos se definen como las esferas máximas (no solapantes) vacías de galaxias más luminosas que $M_{b_j} = -19.32 + 5 \log h$ y que puedan acomodarse en la distribución de esas galaxias. Se buscaron utilizando el algoritmo *HB* en 2 muestras de galaxias limitadas por volumen ubicadas en el Sur y Norte galáctico (denominadas SGP y NGP respectivamente). En Patiri et al. (2006b), se encuentra una descripción detallada del algoritmo buscador, así como un estudio exhaustivo de las muestras de galaxias y de los vacíos encontrados. Ver también Ceccarelli et al. (2006), donde se encuentra un análisis alternativo de vacíos encontrados en este catálogo. La estadística relevante para este trabajo se presenta en las 2 columnas de la izquierda de la tabla 1.

Para obtener la predicción teórica para el número de vacíos, se dispone de un formalismo analítico que permite calcular la estadística completa para un modelo cosmológico dado. En Patiri et al. (2006a) y Betancort-Rijo et al. (2009) se muestra detalladamente como realizar los cálculos. Esencialmente, el formalismo ahorra la realización de una gran cantidad de simulaciones numéricas, una para cada valor de los parámetros cosmológicos relevantes. De todas formas, en el caso que se disponga de un gran número de simulaciones, sólo se podrá obtener una estimación de los parámetros que estén más cercanos a los observados, pero nunca una medición precisa del valor de los mismos (y menos en la estimación de los errores). Para esto, es fundamental el cálculo analítico ya que provee alta precisión y cálculo de errores.

La forma de proceder para obtener la estadística de vacíos teórica puede resumirse de la siguiente manera: 1) Se buscan los vacíos en un catálogo simulado, siguiendo la misma técnica que en catálogo observacional. Esto permite reproducir la geometría del catálogo observacional y sus efectos de selección. 2) La estadística resultante se extrapola utilizando el formalismo analítico para tener en cuenta la variación con los parámetros cosmológicos relevantes.

Para obtener la estadística de vacíos en el catálogo simulado, se utilizó la Millennium Run (ver e.g., Croton et al. 2006). Se procedió a construir a partir de la caja completa de $500h^{-1}\text{Mpc}$, un conjunto de 60 sub-catálogos sintéticos con la misma geometría de las muestras observacionales. Este procedimiento asegura una comparación directa, además de que permite cuantificar errores y sesgos por volumen y muestra finita.

2.1. Resultados y Conclusiones

En la tabla (1) se muestran los números de vacíos encontrados en todas las muestras (observacional y sintética respectivamente), en los intervalos de radios considerados. En principio, se pueden realizar diferentes tests estadísticos para extraer información

cosmológica de la estadística de vacíos. En este caso, se utilizó el test de χ^2 , ya que además de simple, posee una precisión adecuada. Para realizar este test, primero se divide la estadística de vacíos (tanto los encontrados en las muestras observacionales como en las simuladas) en diferentes intervalos de radio, procurando que cada uno de ellos contenga un número considerable de vacíos. Luego, se construye el estadístico χ_0^2 que, básicamente, compara la estadística observada con la teórica. Ésta tiene la siguiente forma:

$$\chi_0^2(\sigma_8, \Omega_m h) = \sum_{i=1}^3 \frac{(N_i^{2dF} - \langle N_i^{mock}(\sigma_8, \Omega_m h) \rangle)^2}{\langle N_i^{mock}(\sigma_8, \Omega_m h) \rangle}, \quad (1)$$

donde N_i^{2dF} es el número de vacíos encontrado en el catálogo observacional en el intervalo i y $\langle N_i^{mock}(\sigma_8, \Omega_m h) \rangle$ es el número *promedio* de vacíos obtenido en los catálogos sintéticos, corregidos por los efectos de selección observacionales y como función de los parámetros cosmológicos relevantes. Este número se obtiene de la siguiente manera:

$$\langle N_i^{mock}(\sigma_8, \Omega_m h) \rangle = N_i^{mock} F(\sigma_8, \Omega_m h). \quad (2)$$

La función $F(\sigma_8, \Omega_m h)$ caracteriza la dependencia del número por unidad de volumen de vacíos con los parámetros cosmológicos relevantes y se puede escribir de la siguiente forma:

$$F(\sigma_8, \Omega_m h) = \frac{\mathbb{P}_0(r, \sigma_8, \Omega_m h, \bar{n})}{\mathbb{P}_0(r, \sigma_8^{mock}, (\Omega_m h)^{mock}, \bar{n})}, \quad (3)$$

donde $\mathbb{P}_0(r, \sigma_8, \Omega_m h, \bar{n})$ es la predicción del número por unidad de volumen de vacíos calculada para un valor determinado de σ_8 y de $\Omega_m h$, mientras que $\mathbb{P}_0(r, \sigma_8^{mock}, \Omega_m h^{mock}, \bar{n})$ es la misma densidad, pero para los valores de los parámetros con los que se generó el catálogo sintético. Estos valores se obtienen utilizando el formalismo analítico mencionado anteriormente (ver Betancort-Rijo et al. 2009).

Intervalo (h^{-1} Mpc)	N^{2dF} (SGP+NGP)	$\langle N^{mock} \rangle$
[9, 11)	260	258.77
[11, 13)	74	82.20
[13, 25)	19	24.64

Tabla 1. Estadística de vacíos observacional (segunda columna) y teórica (tercera columna) para los intervalos de radios considerados (primera columna).

Nótese que las diferencias entre las estadísticas observadas y teóricas corresponden a las diferencias entre los parámetros cosmológicos del modelo *real* y los del catálogo sintético. La probabilidad de rechazar la hipótesis nula, esto es, que ambas muestras tienen un origen común, viene dada por:

$$P(\sigma_8, \Omega_m h) = P(\chi^2 \geq \chi_0^2, \nu), \quad (4)$$

donde ν es el número de grados de libertad, que en este caso es 3.

Utilizando estas expresiones se construyó una matriz de valores de $P(\sigma_8, \Omega_m h)$ con rangos $\sigma_8 = (0.4, 0.1.2)$, $\Omega_m h = (0.05, 0.5)$ con un *paso* de 0.001 en ambos casos. El resto de los parámetros se consideran fijos y se obtuvieron de Sánchez et al. (2006). Finalmente, el valor más probable para los parámetros cosmológicos considerados aquí está dado por el mínimo de los valores de $P(\sigma_8, \Omega_m h)$. El mínimo se obtiene para $\Omega_m h = 0.183 \pm 0.030$ y $\sigma_8 = 0.843 \pm 0.081$. Los errores equivalen al 68 % del nivel de confianza (i.e. $P(\sigma_8, \Omega_m h) < 0.68$). Los valores encontrados se encuentran en excelente acuerdo con las últimas estimaciones realizadas con otros métodos. Por ejemplo, Komatsu et al. (2011) combinando mediciones recientes de la CMB (WMAP-7) y oscilaciones acústicas bariónicas (BAOs) obtienen $\Omega_m h = 0.1913 \pm 0.008$ y $\sigma_8 = 0.811 \pm 0.03$. A su vez, Sánchez et al. (2009), utilizando técnicas basadas en el agrupamiento a gran escala de las galaxias, obtienen $\Omega_m h = 0.1869 \pm 0.01$ y $\sigma_8 = 0.80 \pm 0.02$.

Estos primeros resultados muestran que los grandes vacíos de galaxias aportan información muy útil para restringir la cosmología, lo que los convierte en un método muy promisorio para tal propósito. El siguiente paso será obtener las restricciones a los parámetros mencionados, utilizando el relevamiento espectro-fotométrico Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Usando este catálogo, se espera reducir considerablemente el error en la estimación de los parámetros con la técnica aquí descrita, ya que se espera encontrar un número de vacíos un factor 10 veces superior.

Referencias

- Betancort-Rijo, J. E., Patiri, S. G., Prada, F. & Romano, A. E. 2009, MNRAS, 400, 1835
 Ceccarelli, L., Padilla, N. D., Valotto, C., & Lambas, D. G. 2006, MNRAS, 373, 1440
 Croton, D., et al. 2006, MNRAS, 365, 11
 Komatsu E., et al., 2011, ApJS, 192, 18
 Lavaux, G., & Wandelt, B. D. 2010, MNRAS, 403, 1392
 Norberg, P., et al (the 2dFGRS team) 2002, MNRAS, 336, 907
 Patiri S. G., Betancort-Rijo J., Prada F., 2006a, MNRAS, 368, 1132
 Patiri S. G., Betancort-Rijo J. E., Prada F., Klypin A., Gottlöber S., 2006b, MNRAS, 369, 335
 Sánchez, A. G., Baugh, C. M., Percival, W. J., Peacock, J. A., Padilla, N. D., Cole, S., Frenk, C. S., Norberg, P. 2006, MNRAS, 366, 189
 Sánchez A. G., Crocce M., Cabré A., Baugh C. M., Gaztañaga E., 2009, MNRAS, 400, 1643

Presentación mural

Grupos de galaxias: dependencia de las propiedades de sus galaxias miembros con la emisión en radio

L. Nieto¹, G. Coldwell^{2,3} & C. A. Valotto^{4,5}

(1) *Famaf, Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *ICATE - CONICET*

(3) *Universidad Nacional de San Juan*

(4) *IATE - CONICET*

(5) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

Abstract. We present a study of the observational properties of Galaxies in Groups and its AGN host galaxies. We analyze the characteristics of the emission from the host AGN galaxies, both in the optical region as in the radio frequencies, and its relation with their environment. In order to make these studies, the information from AGN associated with galaxy clusters has been correlated to the FIRST radio survey. In this correlation we analyze the parameters of these galaxies: luminosity, morphology, stellar mass, stellar age, etc.

Resumen. En este trabajo se presenta un estudio de las propiedades observacionales de las Galaxias con Núcleos Activos (AGN) y Grupos de Galaxias. Para ello se analizan las características de la emisión de las galaxias que contienen AGN, tanto en la región óptica como en radio frecuencias, y su vinculación con el medio en el cual se encuentran. Se correlaciona la información proveniente de AGN asociados a cúmulos de galaxias con el relevamiento en radio, FIRST. En esta correlación, se analizan los parámetros de las galaxias, tales como luminosidad, morfología, masa estelar, edad, etc.

1. Introducción

El estudio de AGN con emisión en radio resulta de gran interés debido a las hipótesis que sugieren que estos objetos son fundamentales en la regulación de la historia de formación estelar y el ensamblaje de masa de las galaxias más masivas y los agujeros negros. En particular, la conexión entre radio AGN y grupos de galaxias, ofrece la posibilidad de establecer una relación entre la emisión en radio y el medio ambiente. Trabajos recientes han estudiado, por un lado, la estructura de las galaxias que albergan AGN (Mannering, Worrall & Birkinshaw 2011) y, por otro lado, las probabilidades de agrupación de las radio AGN en comparación con quasars (Donoso et al. 2009). En este trabajo se pretende analizar la asociación entre ambas características, relacionando las propiedades de las galaxias huéspedes de AGN con emisión en radio y su relación con los entornos densos.

2. La muestra

Para realizar este trabajo se utilizaron los grupos de galaxias construidos por Zapata et al. (2009), a partir de galaxias disponibles en el catálogo obtenido a partir de SDSS-DR7 "Data release 7 Sloan Digital Sky Survey"(SDSS-DR7, Abazajian et al. 2009), en el rango de redshift $0.03 < z < 0.10$. Las galaxias miembros de estos grupos fueron clasificadas como AGN tipo II, aplicando el criterio de Kewley (2001) al diagrama de diagnóstico, BPT, propuesto por Baldwin, Phillips & Terlevich (1981). Para estas galaxias miembros se realizó una búsqueda de la contraparte en radio con el catálogo FIRST (Faint Images of the Radio Sky at Twenty radio centimetres, Becker et al. 1995). De esta manera se obtuvieron cuatro muestras de galaxias miembros de grupos: radio-AGN (con contraparte FIRST), AGN sin emisión en radio y galaxias No-AGN sin emisión en radio y galaxias No-AGN con emisión en radio, es decir, galaxias con emisión en radio pero que según su espectro no han sido clasificadas como AGN. Se obtuvo así una muestra final de 162 radio-AGN, 3149 AGN sin emisión en radio, 349 galaxias no activas con emisión en radio y 14734 galaxias no activas sin emisión en radio.

Por otro lado, se identificaron galaxias aisladas del SDSS-DR7, clasificadas como AGN y no AGN, y se realizó el mismo procedimiento que para los grupos. Se obtuvieron cuatro muestras finales de galaxias aisladas que cumplirán la función de muestras de control: 2583 radio-AGN, 31215 AGN sin emisión en radio, 3863 galaxias no activas con emisión en radio y 184237 galaxias no activas sin emisión en radio.

3. Análisis y resultados

3.1. Dn4000

Se ha estudiado el parámetro Dn4000 para estimar la edad de la población estelar de las galaxias. En general, si $Dn4000 < 1.5$ se consideran galaxias tempranas. Podemos ver en el panel izquierdo de la Figura 1, los AGN con contraparte en el relevamiento FIRST, que presentan dos poblaciones tanto para las galaxias que pertenecen a grupos como para las galaxias que no están asociadas a sistemas. La diferencia en este caso radica en que para las radio AGN aisladas, las dos poblaciones son estadísticamente similares, mientras que para los radio AGN en grupos, la población estelar más joven es mucho menor que la población estelar más envejecida.

Al analizar el parámetro Dn 4000 para los AGN sin emisión en radio, se observa una población de galaxias de tipo temprano.

Por otro lado, en el panel derecho de la Figura 1 se estudian los no AGN con emisión en radio, los cuales también presentan dos poblaciones, destacándose una gran población de galaxias con población estelar joven y una pequeña población envejecida.

3.2. Índice de Sérsic

El índice de Sérsic es un parámetro de ajuste representativo de la morfología de la galaxia. Un índice de valor unitario corresponde a galaxias espirales (perfil exponencial) y 4 corresponde a elípticas gigantes (perfil de de Vaucouleurs). En el panel izquierdo de la Figura 2, puede verse que las radio AGN aisladas son en su mayoría galaxias elípticas, mientras que para los radio AGN miembros de grupos, pueden observarse dos poblaciones: una gran población de galaxias elípticas y una pequeña población de galaxias tipo disco. Al estudiar este mismo parámetro para los AGN sin emisión en radio, se ob-

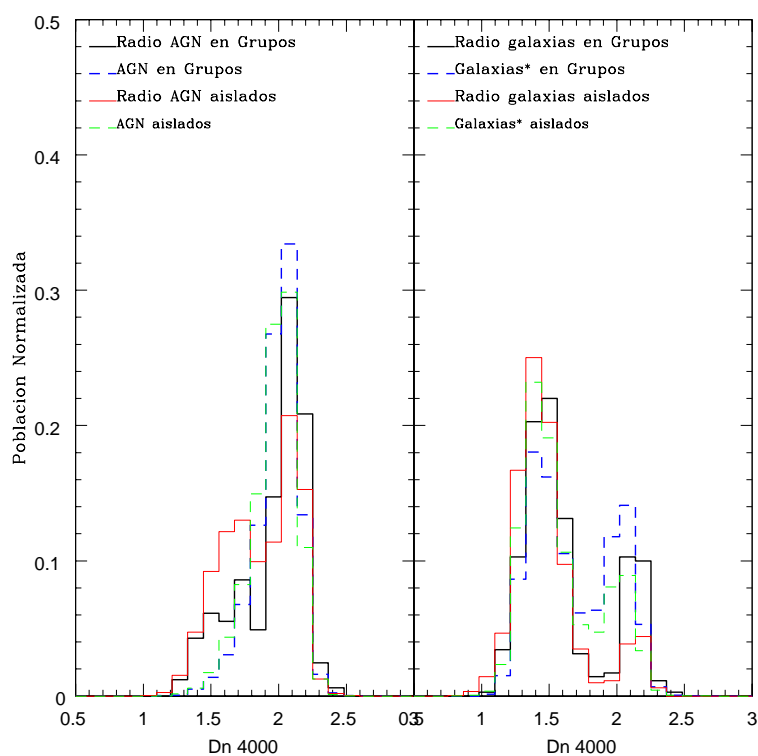


Figura 1. Izquierda: galaxias AGN; Derecha: Galaxias no AGN. Galaxias * indica que son galaxias no AGN sin emisión en radio.

serva que tanto para las galaxias miembros de grupos como para las galaxias aisladas, estadísticamente se obtienen poblaciones iguales, siendo la mayor parte de las galaxias elípticas. En el panel derecho de la Figura 2 se han analizado las galaxias no activas con emisión en radio, encontrándose que la mayoría de estas galaxias presentan una morfología tipo disco.

4. Conclusiones

A partir del Dn 4000 se han encontrado dos poblaciones estelares para las galaxias con emisión en radio: una población estelar envejecida y una pequeña población joven, mientras que para los AGN sin emisión en radio, se ha encontrado una única población estelar. Para los AGN con emisión en radio asociados a sistemas, se han determinado dos poblaciones a partir del índice de Sérsic: una elíptica y una población de galaxias tipo disco, mientras que para las galaxias no activas se observa que la mayoría son galaxias tipo disco.

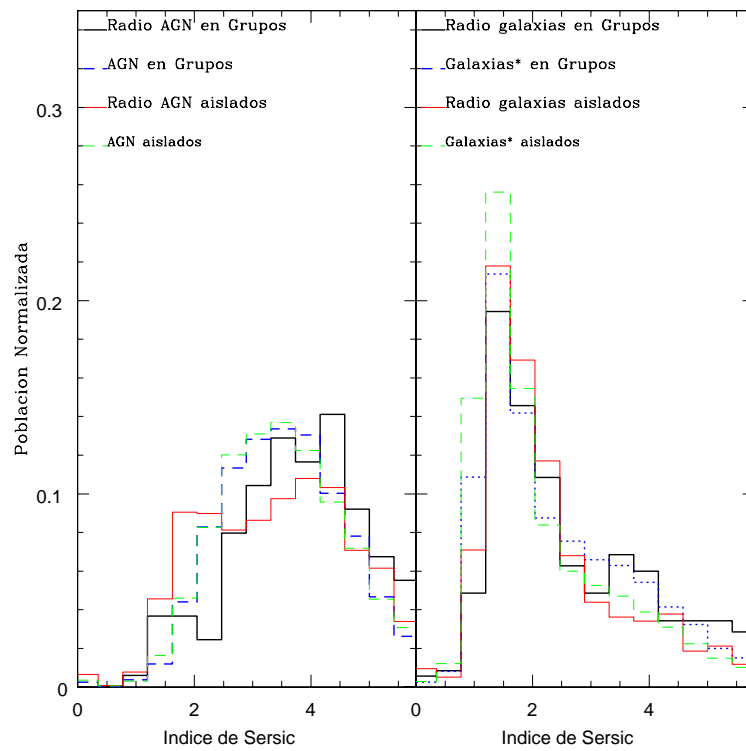


Figura 2. Izquierda: galaxias AGN; Derecha: Galaxias no AGN. Galaxias * indica que son galaxias no AGN sin emisi3n en radio.

Referencias

- Abazajian, K.N. et al., 2009, ApJS, 182, 543
 Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R., 1981, PASP, 93, 5
 Becker, R. H., White, R. L., & Helfand, D. J., 1995, ApJ, 450, 559
 Donoso, E. et al., 2010, MNRAS, 407, 1078
 Kewley, L. et al., 2001, ApJS, 132, 37
 Mannering, E. J. A., Worrall, D. M., & Birkinshaw, M., 2011, MNRAS, 416, 2869
 Zapata, T. et al., 2009, MNRAS, 394, 2229.

PRESENTACIÓN MURAL

Análisis de la polarización de la emisión en radio de galaxias cercanas

A. R. Rodríguez Kamenetzky¹, M. E. Ferraro¹ & C. A. Valotto^{2,3}

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física - Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(3) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET*

Abstract. We present a study of the linearly polarized radio emission of nearby spiral galaxies. We describe an analysis of correspondence between optical properties of the sample of galaxies and the parameters related with their polarization. For this purpose we selected galaxies from the “Third Reference Catalog of Bright Galaxies” (RC3) with optical data, and used the “NRAO VLA Sky Survey” (NVSS) at the radio frequency of 1.4 GHz to obtain the distribution of Stokes parameters I, Q and U across these galaxies. In order to obtain the vector distribution of polarized synchrotron emission, we processed radio images, providing information about the structure of magnetic fields in this kind of galaxies.

Resumen. En este trabajo se presenta un estudio de la polarización lineal de la emisión en radio de galaxias espirales cercanas. Se describe un análisis de la relación entre las propiedades ópticas de una muestra de galaxias y los parámetros que están vinculados con el estado de polarización en radio de estos objetos. Con este objetivo se seleccionaron galaxias del “Third Reference Catalog of Bright Galaxies” (RC3), y se utilizó el “NRAO VLA Sky Survey” (NVSS) para derivar la distribución de los parámetros de Stokes I, Q y U en estas galaxias. Se procesan imágenes en radio para obtener la distribución vectorial de la polarización de la emisión sincrotrón, lo que proporciona información acerca de la estructura del campo magnético en esta clase de galaxias.

1. Introducción

El estudio de los campos magnéticos en galaxias espirales es un tema que ha tomado un interés particular en los últimos tiempos. La relación existente entre la morfología de las galaxias (brazos espirales, barras, interacciones) y los campos magnéticos es un problema que no ha tenido una descripción completa debido a que el estudio está limitado a galaxias cercanas. La emisión sincrotrón, producida por electrones relativistas en presencia de campos magnéticos, es una de las principales herramientas para estudiar estos campos en fuentes astrofísicas. Esta radiación presenta un alto grado de polarización lineal de hasta $\sim 70\%$, que es un importante indicador de las características del campo magnético. En el medio interestelar de galaxias con disco, esta emisión es observada en

el rango de las radio frecuencias. El estudio de la emisión polarizada se realiza a través de la detección de los parámetros de Stokes, que se definen:

$$I = E_o^2, \quad Q = E_o^2 \cos(2\beta) \cos(2\Phi), \quad U = E_o^2 \cos(2\beta) \sin(2\Phi), \quad V = E_o^2 \sin(2\beta)$$

$$I^2 = Q^2 + U^2 + V^2$$

donde Φ es el ángulo de posición de la elipse de polarización, y β es la razón axial de la misma. En el caso de polarización lineal, como ocurre en la radiación sincrotrón, se tiene $\beta = 0$, y quedan definidos los parámetros grado de polarización lineal P y ángulo de polarización Φ :

$$P = \frac{I_{lineal}}{I_{total}} = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I_{total}} \quad \Phi = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{U}{Q}\right) \quad (1)$$

donde I_{total} es la intensidad total observada en radio, I_{lineal} es la intensidad linealmente polarizada, Q y U corresponden a los parámetros de Stokes medidos. Teniendo como datos el grado y ángulo de polarización de la emisión sincrotrón, puede obtenerse una distribución vectorial de la polarización en el plano del cielo. Un campo vectorial de estas características, proporcionaría información acerca de la proyección del campo magnético, en el mismo plano. Es interesante notar, que el ángulo de polarización observado en una determinada frecuencia, no representa la polarización intrínseca de la fuente. Esto se debe a que la radiación sufre una modificación del ángulo de polarización por *Rotación de Faraday*. Esto ocurre al atravesar medios magneto-iónicos (i.e. regiones con partículas cargadas y campo magnético tanto dentro y fuera de la fuente emisora), resultando $\Phi = RM\lambda^2 + \Phi_o$, donde Φ_o es el ángulo de polarización intrínseco de la fuente, Φ el ángulo de polarización calculado a partir de la ecuación 1, λ la longitud de onda y RM la *Medida de la Rotación*, determinada por la ecuación (Widrow 2002):

$$RM = 0.81 \frac{rad}{cm^2} \int_o^l \frac{B_{||}(l)}{\mu G} \frac{n_e(l)}{cm^{-3}} \frac{dl}{kpc} \quad (2)$$

siendo $B_{||}$ la componente del campo magnético paralela a la línea de visión que impregna el medio, n_e la densidad de electrones, y la integral se realiza sobre la línea de visión desde el observador hasta la fuente. Este efecto se debe a que los estados de polarización circular a izquierda (L) y derecha (R) se propagan con distinta velocidad de fase en un medio magneto-iónico. En consecuencia, un estado de polarización lineal descrito por una superposición de estados (L) y (R) sufre una rotación.

En este trabajo se presenta la etapa inicial del análisis estadístico de la distribución vectorial de polarización de emisión sincrotrón en galaxias tardías cercanas, mostrándose algunos resultados preliminares.

2. Desarrollo

El objetivo de este trabajo es estudiar una muestra de galaxias espirales cercanas, analizando la relación entre las propiedades ópticas y las características de la emisión polarizada en radio. Del catálogo "Third Reference Catalog of Bright Galaxies" (RC3, de Vaucouleurs et al. 1991), se seleccionaron galaxias espirales con $dec_{J2000} \geq -40^\circ$, tipo

morfológico numérico $0 < T < 9$ y magnitud $B_T < 11.5$, resultando una muestra de aproximadamente 100 galaxias con $cz < 2800 \text{ km/s}$. Para identificar la contraparte en radio de estas galaxias, se recurrió al relevamiento “NRAO VLA Sky Survey” (NVSS, Condon et al. 1998) que posee imágenes en radio con una resolución angular de $45''$, donde cada píxel de estas imágenes contiene la información de los parámetros de Stokes I, Q y U. Cada galaxia de la muestra fue identificada en las imágenes del NVSS, determinando si posee emisión por encima del límite de sensibilidad del relevamiento. Se calculó píxel por píxel el grado y ángulo de polarización de acuerdo a la ecuación 1. A modo de ejemplo se exhiben las galaxias M 51 (paneles superiores), M 66 (paneles centrales) y M 33 (paneles inferiores) en la figura 1. Los paneles de la izquierda muestran los contornos de emisión total en radio, mientras que en los paneles de la derecha los segmentos representan la orientación del campo eléctrico, la cual, sin corrección por la rotación de Faraday es perpendicular a la componente del campo magnético en el plano del cielo. La longitud de los segmentos indica el grado de polarización, que se encuentra afectado por el efecto de despolarización en el medio. Esta longitud está normalizada arbitrariamente a una escala tal que sea observable su variación.

Se ha iniciado la inspección de la muestra, donde se ha detectado un importante número de galaxias que presentan emisión polarizada coincidente con la estructura de los brazos espirales, como es el caso de las galaxias M 51 y M 66 de la figura 1. Las escalas de variación en la dirección de polarización son comparables con las dimensiones del disco galáctico, lo que da cuenta de un campo magnético coherente a gran escala. Por otro lado, se han encontrado galaxias que no exhiben una relación entre la estructura de los brazos y la emisión polarizada por encima de la sensibilidad del relevamiento NVSS, como ocurre con M 33.

La posibilidad de contar con un relevamiento homogéneo como el NVSS, permitirá realizar un análisis estadístico comparando la respuesta de la emisión polarizada en radio, dentro de los límites de detección, de la muestra de galaxias espirales seleccionada. La corrección de las imágenes por rotación de Faraday está contemplada en un próximo trabajo, y se llevará a cabo a partir del mapa publicado por Taylor et al. (2009), donde se presentan los valores de RM en función de las coordenadas celestes. Estas correcciones permitirán obtener la polarización intrínseca de las fuentes, y por lo tanto una descripción más realista de la distribución de la emisión polarizada en las galaxias de la muestra.

Referencias

- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. G., Buta R. J., Paturel G. & Fouqué P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC3), Springer-Verlag, New-York.
- Condon J. J., Cotton W. D., Greisen E. W., Yin Q. F., Perley R. A., Taylor G. B. & Broderick J. J., 1998, *Astron. J.*, 115, 1693 (VizieR Online Catalog 8065).
- Widrow L. M., 2002, *Reviews of Modern Physics*, 74, 775.
- Taylor A. R., Stil J. M. & Sunstrum C., 2009, *Astrophysical Journal*, 702, 1230.

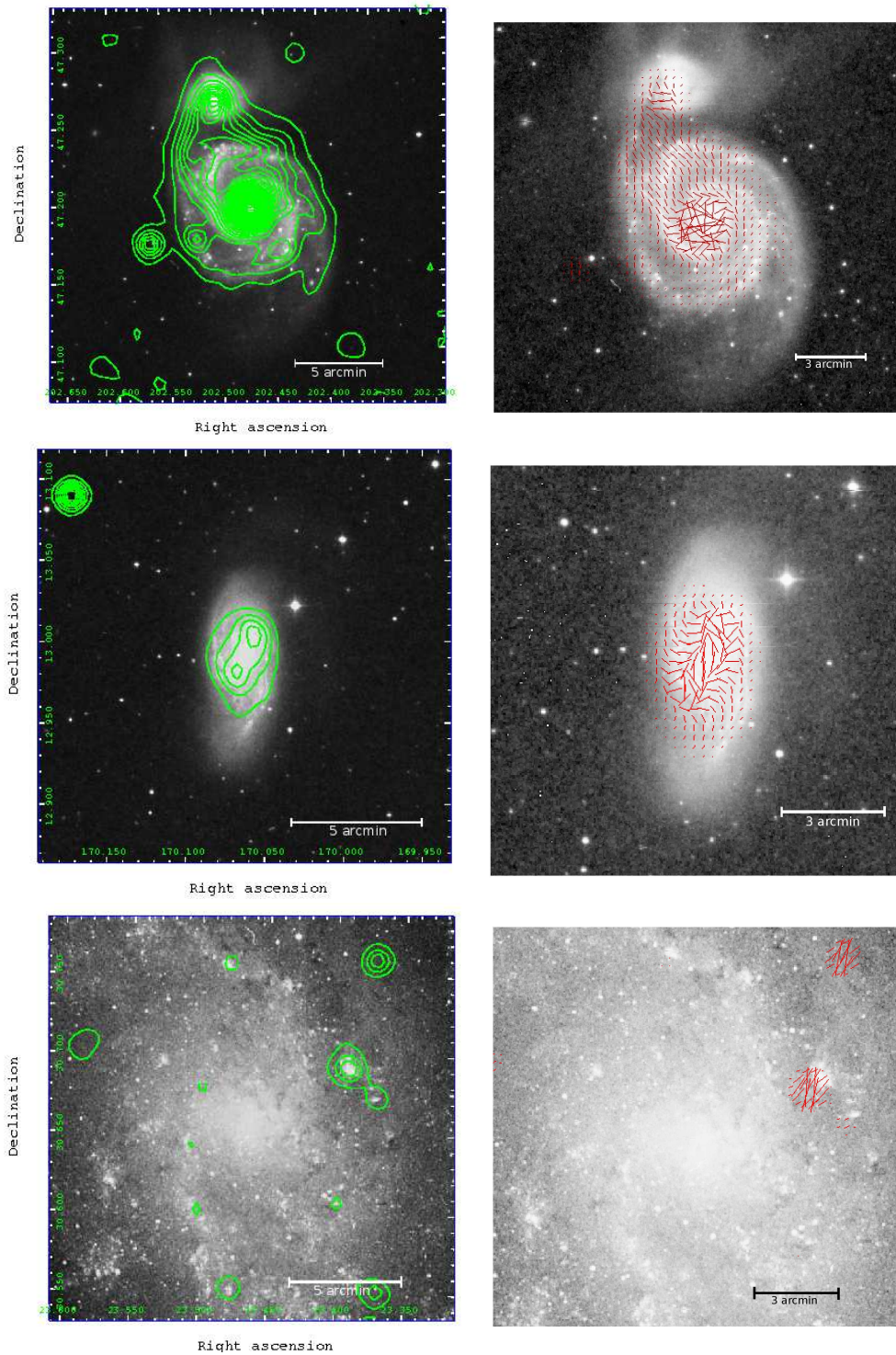


Figura 1. De arriba hacia abajo: M 51, M 66, M 33. *Izquierda*: Contornos de intensidad total en radio. *Derecha*: Distribución vectorial de la radiación polarizada. Cada vector indica la dirección del campo eléctrico, proporcional al grado de polarización.

PRESENTACIÓN MURAL

Detección de filamentos en torno a cúmulos de galaxias

M. R. Muñoz Jofré¹, F. Duplancic^{2,3} & D. García Lambas^{3,4}

(1) *Universidad Nacional de San Juan, Facultad de Ciencias Exactas Físicas y Naturales, Departamento de Geofísica y Astronomía*

(2) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio*

(3) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas*

(4) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental & Observatorio Astronómico de Córdoba*

Abstract. In this work we present a method to detect filaments in the environment of galaxy clusters. The purpose is the detection of filaments crossing clusters, which would serve as preferred directions onto which the clusters have undergone most of the accretion. We used both spectroscopic and photometric data from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7. For the identification of the filaments we developed a method based on number galaxy overdensity in order to infer the direction of anisotropic accretion.

Resumen. En este trabajo se presenta un método para detectar filamentos en el entorno de cúmulos de galaxias. La finalidad es detectar filamentos que crucen el cúmulo y puedan ser utilizados para inferir direcciones preferenciales de acreción en los cúmulos. En este proyecto se trabaja en forma conjunta con datos espectroscópicos y fotométricos del séptimo relevamiento del Sloan Digital Sky Survey. Para la identificación de los filamentos, se utiliza un método basado en la sobredensidad numérica de galaxias que permite inferir la dirección de acreción anisotrópica.

1. Introducción

Los cúmulos de galaxias, al igual que gran parte de la masa gaseosa del Universo, se encuentran conectados a través de filamentos que se extienden entre “vacíos”. En base a observaciones se sabe que diversas propiedades de las galaxias en cúmulos dependen de su distribución en relación al centro del sistema, sin embargo resulta interesante analizar cómo estas propiedades pueden estar influenciadas por la orientación de los filamentos próximos a estos cúmulos. Para estudiar la dependencia de las propiedades de galaxias en función de la acreción de los filamentos en los cúmulos, es necesario determinar las direcciones definidas por ellos a gran escala. El objetivo del presente proyecto es la detección de dichos filamentos. Para tal fin se han utilizado datos espectroscópicos y fotométricos, obtenidos del séptimo relevamiento del Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7, Abazajian et al, 2009), para analizar el entorno de cúmulos. En este trabajo se utiliza un modelo cosmológico caracterizado por los parámetros $H_0 = 70h \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.3$ y $\Omega_\lambda = 0.7$.

2. Método

Binggeli (1982) encontró que la orientación de la distribución de galaxias de dos cúmulos vecinos tiende a ser similar y que la orientación de las galaxias más brillantes del cúmulo tienden a estar alineadas con la distribución de las galaxias del sistema. Estudios realizados por Donoso et. al. (2006) mostraron que existe una clara alineación entre la orientación de galaxias brillantes con la orientación de la distribución de las galaxias vecinas, dentro de $1.5 h^{-1}\text{Mpc}$. Estos resultados podrían estar indicando la existencia de una dirección preferencial de acreción en los cúmulos, que fomente también la orientación de las galaxias más brillantes del sistema.

En este trabajo el método que se utiliza para identificar los filamentos y sus posibles direcciones es a través del análisis de sobredensidad del entorno del cúmulo. Para tal fin, se utiliza la muestra de grupos de Zapata et al. (2009), actualizada para el SDSS-DR7, y se define una muestra de cúmulos seleccionando aquellos grupos que posean más de 10 galaxias miembro. Se consideran galaxias con mediciones espectroscópicas más galaxias con información de redshift fotométrico de O'Mill et al. (2011). La utilización de datos fotométricos permite amplificar la señal en el método empleado para detectar los filamentos.

La muestra se define en el intervalo de corrimiento al rojo (*redshift*) $0.08 \leq z \leq 0.09$. Se analizaron galaxias dentro en un campo de $\sim 10 h^{-1}\text{Mpc}$ y una diferencia de velocidades fija respecto a la galaxia más brillante del grupo (1000 kms^{-1} para los datos con información de *redshift* espectroscópico y 6810 kms^{-1} para los datos con *redshift* fotométricos). Se consideró galaxias con espectroscopía ($r' \leq 17.77$) y $r' \leq 19$ para los datos fotométricos. El campo seleccionado se dividió en 3 regiones: la región 1, comprendida entre $0-1 h^{-1}\text{Mpc}$, será considerada como el cúmulo, la región 2 se tomó de $1-3 h^{-1}\text{Mpc}$ como el entorno del cúmulo y la región externa del cúmulo, región 3, se consideró entre $3-10 h^{-1}\text{Mpc}$.

Las sobredensidades numéricas se calcularon, para las regiones 2 y 3, en relación a diferentes direcciones. Se analizaron sectores angulares con vértice en el centro del cúmulo y con una apertura de 10° . El método utilizado no detecta filamentos curvados más allá de esta apertura. Luego se calcularon las sobredensidades (a+b) y (a-b) para intervalos opuestos, siendo "a" los intervalos de 0° a 180° y "b" de 180° a 360° .

3. Análisis

A partir del análisis de la sobredensidad máxima (a+b) de cada cúmulo se seleccionó el valor de sobredensidad significativo para designar el filamento, considerando un umbral de detección de 3.5 veces la densidad media de cada campo analizado.

Para identificar los filamentos se realizó un gráfico de sobredensidad (a+b) máxima contra su correspondiente (a-b) (Panel izquierdo en la Figura 1). Puede apreciarse que una sobredensidad máxima (a+b) alta no implica que el filamento "cruce" el cúmulo. Para esto debe verificarse también (a-b) mínimo. De esta manera, definimos como filamentos aquellos intervalos que posean (a+b) máximo mayor que 3.5 y (a-b) menor que 0.25 (cuadros vacíos en el panel izquierdo de la Figura 1).

En el panel derecho de la Figura 1 se muestra la sobredensidad por intervalo angular para uno de los cúmulos analizados que posee sobredensidad máxima (a+b) por encima del umbral seleccionado y sobredensidad (a-b), correspondiente a dicho inter-

valo angular, cercana a cero.

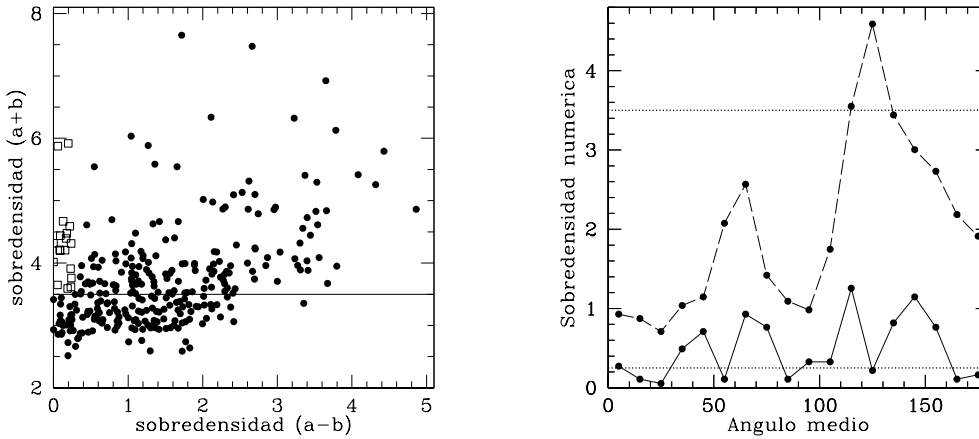


Figura 1. *Izquierda:* Sobredensidad máxima (a+b) contra su correspondiente (a-b) para la muestra de cúmulos analizada. La línea continua marca el umbral de detección para la sobredensidad máxima (a+b). En cuadrados vacíos se muestran aquellos sistemas que poseen sobredensidad máxima (a+b) > 3.5 y su correspondiente (a-b) < 0.25.

Derecha: Sobredensidad por intervalo angular para uno de los cúmulos analizados en este trabajo. En línea de trazos se muestra la sobredensidad (a+b) y línea continua la sobredensidad (a-b). En línea de puntos se marcan los umbrales de detección seleccionados para la identificación de filamentos.

De la muestra de 300 cúmulos analizados se encontraron 16 sistemas que poseen filamentos. Se identificó el ángulo de posición de la acreción anisotrópica y se realizó una rotación alrededor del centro del cúmulo de manera de posicionar todos los filamentos en una misma dirección (este-oeste).

La Figura 2 muestra un mapa de densidad (número de galaxias por pixel) para una combinación (*stacking*) de los campos analizados, para los 16 cúmulos en los que se detectó filamento. Desde esta figura puede apreciarse la fuerte señal obtenida en la dirección del filamento luego de realizar el *stacking* de los sistemas.

4. Conclusiones

En este trabajo se han identificado filamentos en el entorno de una muestra de cúmulos en el rango de *redshift* $0.08 < z < 0.09$. Se empleó un método basado en el análisis de sobredensidad numérica por sector de apertura de 10 grados, en el entorno de los sistemas bajo estudio. Los resultados obtenidos muestran que nuestro método es eficiente en la detección de filamentos que crucen los cúmulos de galaxias. Asimismo la utilización de datos fotométricos permite amplificar la señal en los mapas de sobredensidad utilizados para la identificación de los filamentos. La determinación de la dirección de acreción de los filamentos en los cúmulos permitirá relacionar gradientes de las propiedades de las galaxias en estos sistemas respecto a estas direcciones preferenciales.

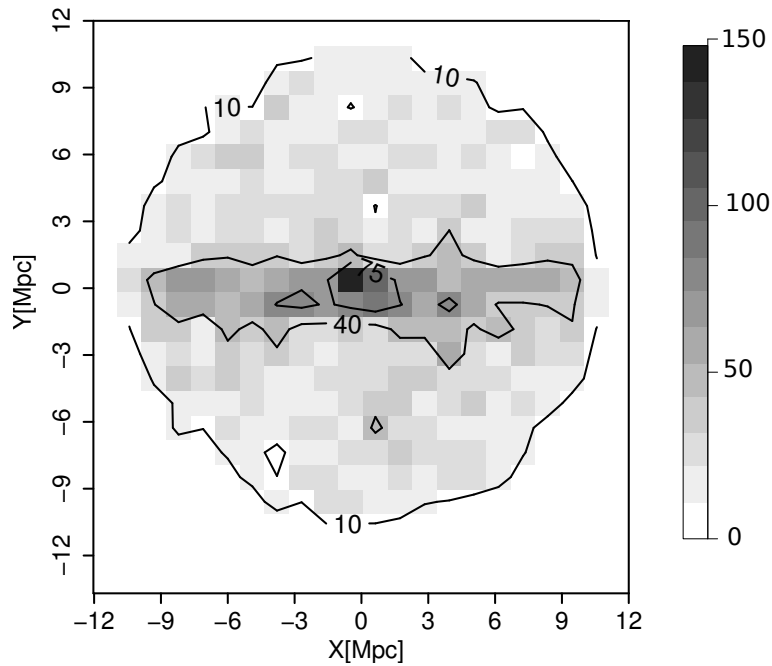


Figura 2. Mapa de densidad numérica superficial (número de galaxias por pixel), para un *stacking* de los campos de los 16 cúmulos en los que se detectó filamento. Son notorios los filamentos a lo largo del eje x. Si bien para el cálculo de la sobredensidad numérica se excluyó el cúmulo, se observa en la parte central de esta figura una región más sobredensa correspondiente a las galaxias pertenecientes a los mismos.

Referencias

- Binggeli B., 1982, AJ, 107, 338
 Donoso E., O'Mill A. & García Lambas D., 2006, MNRAS, 369, 479
 O'Mill A., Duplancic F., García Lambas D. & Sodr e L., 2011, MNRAS, 413, 1395
 Abazajian K.N. et al., 2009, ApJS, 182, 543
 Zapata T., Perez J., Padilla N. & Tissera P., 2009, MNRAS, 394, 2229

PRESENTACIÓN ORAL

Correlaciones entre sistemas del Universo Local y el Fondo de Radiación Cósmica

M. P. Piccirilli¹, H. E. Luparello², D. García Lambas², H. Vucetich¹,
M. Lares² & M. J. L. Domínguez Romero²

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (CONICET-UNC)*

Abstract. In this paper we show some preliminary results of a work in progress, which is aimed to analyse the correlation between the fluctuations in the Cosmic Microwave Background radiation and structure in the Local Universe. We concentrate here on large-scale regions corresponding to future virialized superstructures. For this purpose, we construct appropriate maps with SDSS data and WMAP maps publicly available using HEALPix software. We use a two-point cross-correlation function analysis, finding signal at different scales, which shows contribution from distinct structures.

Resumen. En el siguiente artículo presentamos algunos resultados preliminares de un trabajo en progreso en el cual analizamos la correlación entre las fluctuaciones de temperatura de la Radiación Cósmica de Fondo (RCF) y sistemas del Universo local. Nos concentramos en regiones a gran escala correspondientes a estructuras que estarán virializadas en el futuro (“FVS” por sus siglas en inglés). Para ello, construimos mapas adecuados usando datos disponibles públicamente del SDSS y el RCF, utilizando rutinas del programa HEALPix. Implementamos una correlación cruzada de dos puntos encontrando señal a distintas escalas, evidenciando la contribución de diversas estructuras.

1. Introducción

La RCF se origina aproximadamente 380.000 años después del “*Big Bang*”, en la época de la recombinación del Hidrógeno. Tiene características de cuerpo negro a una temperatura de 2.725 K, cuya frecuencia máxima de emisión pertenece al rango de las microondas ($\lambda \simeq 2$ mm). Esta radiación cubre todo el cielo y resulta homogénea hasta en una parte en 10^5 , precisión a partir de la cual se observan dos tipos de anisotropías: primarias y secundarias. Las primeras son inherentes a la formación del fondo de microondas, mientras que las segundas son consecuencia de la historia de los fotones en su viaje desde el desacople con la materia hasta el observador.

Nos concentramos en estas últimas, ya que su eventual detección puede asociarse a ciertos efectos como, por ejemplo, el *Sachs-Wolfe*, *Sachs-Wolfe Integrado*, *Sunyaev-Zeldovich*, cuyo análisis se utiliza en el refinamiento de la determinación de los parámetros cosmológicos del modelo estándar o en la exploración de modelos alternativos.

2. Superestructuras del Universo Local

Las anisotropías secundarias de la RCF se evidencian a escalas angulares grandes y su detección directa se hace difícil, ya que se confunden con las primarias y son también muy afectadas por la varianza cósmica (Giannantonio, 2008). Es por ello que el método de la correlación cruzada resulta una herramienta importante a la hora de abordar su análisis. Para esto, necesitamos comparar la RCF con estructuras cuyo potencial gravitatorio sea lo suficientemente importante como para introducir corrimientos en las longitudes de onda de los fotones de microondas al atravesarlas (efecto *Sachs-Wolfe Integrado*).

Usamos estructuras a gran escala que llamaremos *FVS* (por sus siglas del inglés “*future virialized structures*”), identificadas en el trabajo de Luparello et al. (2011), utilizando datos del relevamiento *SDSS-DR7* (Abazajian et al. 2009). Las mismas se encuentran en un rango de corrimiento al rojo de $0.04 < z < 0.15$ y utilizando galaxias más luminosas que $M_r = -21$. Su tamaño ronda entre los 50 Mpc y 200 Mpc, resultando estructuras incluso mayores que los cúmulos de galaxias.

3. Mapas

Para la RCF se utilizaron los datos del séptimo año de la “*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*” (*WMAP*, Gold et al. 2011), corregidos por emisión galáctica y usando una combinación interlineal de las distintas bandas observadas.

En el caso de las estructuras del Universo Local, construimos un mapa de densidad numérica de galaxias por pixel, tomando la misma muestra limitada en volumen donde fueron identificadas las *FVS*. Todo ello tiene lugar en el marco del Modelo Cosmológico Estándar Λ CDM.

El esquema de pixelización adoptado es el correspondiente a una resolución $n_{side} = 512$ del conjunto de subrutinas HEALPix de Gorski et al. (2005). Las Figuras 1 y 2 muestran una imagen del mapa de RCF utilizado y dan una aproximación de la ubicación de las *FVS* (lo que se dibuja aquí es la densidad de luminosidad por pixel en la misma representación que la RCF). Ambos mapas están contruidos en coordenadas galácticas.

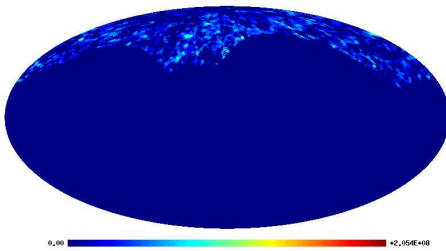


Figura 1. Ubicación de las *FVS* en coordenadas galácticas.

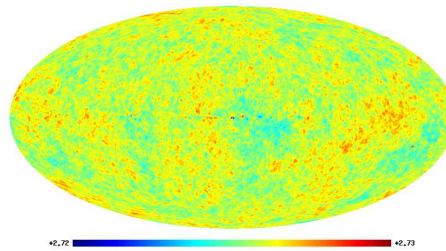


Figura 2. Fondo de microondas, 7^{mo} año del “*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*”.

Con el fin de obtener la mayor información posible de las estructuras, hemos construido tres mapas distintos de densidad numérica de galaxias por pixel teniendo en cuenta: (1) sólo las galaxias que están en la dirección de las *FVS*, (2) aquéllas que quedan

fuera de esta región y (3) todas las galaxias de nuestra muestra limitada en volumen (lo cual corresponde aproximadamente a un sexto de la esfera celeste).

4. Correlación

Cada uno de estos mapas fue comparado con la RCF, correlacionando cada pixel de las estructuras con su par en la RCF y con todos los píxeles dentro de un entorno de diez grados alrededor del mismo. Estos datos son divididos en anillos de igual área para lograr una cantidad similar de resultados en cada uno de ellos, que luego se promediará para hallar el resultado final en esa escala angular.

La correlación angular cruzada de dos puntos deriva de la propuesta por Peebles (1980), y adaptada a nuestro caso toma la forma:

$$w(\theta) = \frac{\langle [\rho_{GAL} - \langle \rho_{GAL} \rangle][\rho_{RCF} - \langle \rho_{RCF} \rangle] \rangle}{\langle \rho_{GAL} \rangle \langle \rho_{RCF} \rangle}.$$

Los resultados que se ven en el gráfico de la Figura 3 corresponden a tres correlaciones angulares entre densidad numérica de galaxias por pixel y la RCF usando: (a) todas las galaxias que pertenecen a la muestra limitada en volumen y analizadas en toda la región en cuestión, (b) galaxias dentro de la zona angular del cielo donde hay *FVS* y analizadas únicamente en esta región, (c) galaxias fuera de la zona de *FVS*, analizadas solamente en esta región.

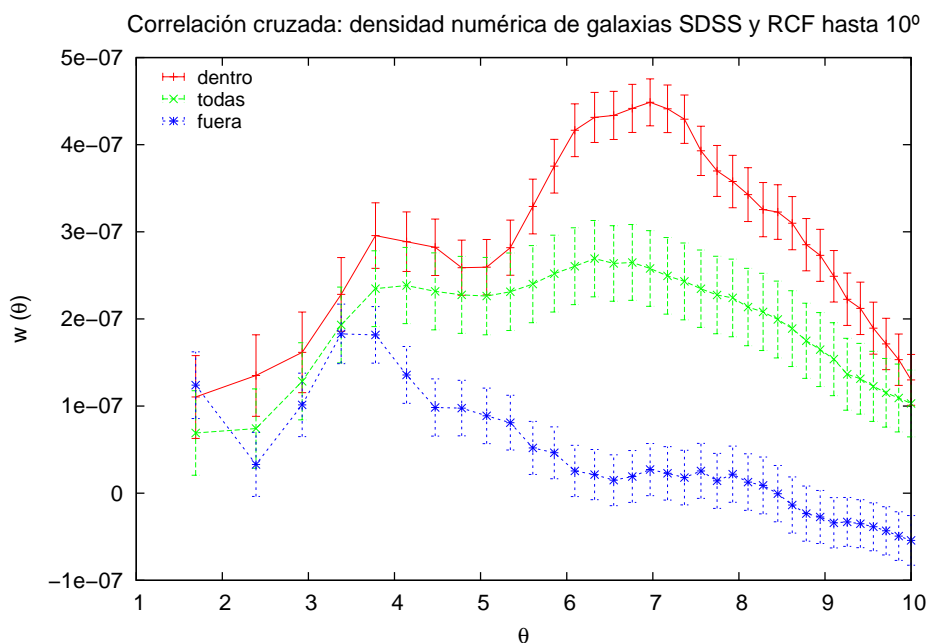


Figura 3. Correlación cruzada hasta 10° con todas las galaxias, dentro y fuera de las *FVS*.

5. Estimación de incertezas

El error fue calculado mediante una adaptación del método de *Jackknife*, para el cual construimos nuevos mapas quitando alternativamente un sector distinto de los datos, que fue seleccionado utilizando una resolución $n_{side} = 4$ en la pixelización. Esto significa aplicar la misma correlación a 48 remuestreos para luego calcular la dispersión correspondiente a cada anillo, obteniendo así una estimación de la incerteza que puede estar siendo introducida al contar con una única observación de nuestro universo.

6. Conclusiones

Se detecta una correlación entre las *FVS* y la RCF que es estadísticamente significativa. Esto sugiere que las superestructuras del Universo Local introducen cambios en la radiación proveniente del fondo cósmico, contribuyendo al efecto *Sachs-Wolfe Integrado* y generando anisotropías en la RCF observada.

El gráfico muestra una señal importante para la correlación cruzada entre la densidad numérica de galaxias *dentro* de las *FVS* y la RCF alrededor de los 7° , que se corresponde con el tamaño angular de estas estructuras a la distancia en que se encuentran. La curva de galaxias *fuera* de *FVS* muestra un comportamiento opuesto en esta zona, ya que viene decreciendo casi monótonamente desde los 4° , mientras que la densidad numérica total de galaxias evidencia un comportamiento intermedio entre ambas curvas.

Es llamativo el pico secundario que se observa entre los 3° y 5° para las curvas de galaxias *dentro* y *fuera* de las *FVS*, que creemos se debe a la presencia de subestructuras. Como trabajo a futuro, nos proponemos identificar mediante la correlación cruzada con cúmulos de galaxias dentro de las *FVS*, a qué rangos de masa se atribuye este exceso de señal.

Agradecimientos. A Fede Bareilles, por tanta paciencia.

Referencias

- Abazajian, K. et al. for the Sloan Digital Sky Survey, 2009, ApJS, 182, 543
Giannantonio, T., 2008, arXiv:0805.3645v1
Gold, B., Odegard, N., Weiland, J. L., Hill, R. S., Kogut, A., Bennett, C. L., Hinshaw, G., Chen, X., Dunkley, J., Halpern, M., Jarosik, N., Komatsu, E., Larson, D., Limon, M., Meyer, S. S., Nolta, M. R., Page, L., Smith, K. M., Spergel, D. N., Tucker, G. S., Wollack, E., Wright, E. L., 2011, ApJS, 192, 15
Gorski, K. M., Hivon, E., Banday, A. J., Wandelt, B. D., Hansen, F. K., Reinecke, M., Bartelman, M., 2005, ApJ, 622, 759
Luparello, H., Lares, M., García Lambas, D., Padilla, N., 2011, MNRAS, 415, 964
Peebles, P. J. E., *The large-scale structure of the Universe*, Princeton University Press, 1980.

PRESENTACIÓN ORAL

The surface brightness of galaxies in groups at void walls

L. Ceccarelli^{1,2}, D. García Lambas^{1,2}, N. Padilla³, G. Galaz³ &
R. Herrera-Camus⁴

(1) IATE, CONICET

(2) Observatorio Astronómico de Córdoba, Argentina

(3) Departamento de Astronomía y Astrofísica, PUC, Santiago, Chile

(4) Department of Astronomy, University of Maryland, USA

Abstract. We study the relative fraction of low surface brightness galaxies (LSBGs) in groups at void walls in the SDSS DR7. This analysis allows to examine the behavior of the abundance of these galaxies at a fixed local density but distinguishes the large-scale environment defined by the void geometry. We find a significant decrement by a factor ~ 4 of the relative fraction of blue LSBGs in groups of a given mass range at the wall edges, that is within a void centric distance around the void radius. This decrement is consistent with an increase of the fraction of blue high surface brightness galaxies (HSBGs). By contrast, red LSBGs and HSBGs have negligible changes. We argue that these results are consistent with a scenario where blue LSBGs at the void walls are fueled by gas from the expanding void regions and by efficiently forming new stars, may undergo LSB onto HSB transformations.

Resumen. Se llevó a cabo un estudio estadístico de la abundancia relativa de galaxias de bajo brillo superficial en grupos en las paredes de los vacíos cosmológicos. Se analizó la variación con la distancia a los vacíos de la fracción de galaxias de alto y bajo brillo superficial en el SDSS DR7. Con el propósito de distinguir entre efectos globales y locales se consideraron galaxias con densidades locales comparables. Se encontró una notable disminución (de un factor de ~ 4) en la fracción de LSBGs azules en grupos a escalas correspondientes a las paredes de los vacíos, consistente con un incremento en la fracción de galaxias azules de alto brillo superficial. Por otro lado, las galaxias rojas no presentan cambios significativos en la abundancia relativa. Estos resultados son consistentes con un escenario donde, como consecuencia de la expansión de los vacíos, las galaxias LSB en las paredes reciben material del interior, forman nuevas estrellas e incrementan el brillo superficial transformándose en HSBGs.

1. Data samples

1.1. LSB and HSB galaxies

The galaxies studied in this work were extracted from the Main Galaxy Sample of the SDSS data release 7 (DR7). We select preferentially late-type galaxies ($\text{fracDevr} \leq 0.9$), nearly face-on to avoid serious extinction correction ($b/a < 0.4$), not too nearby

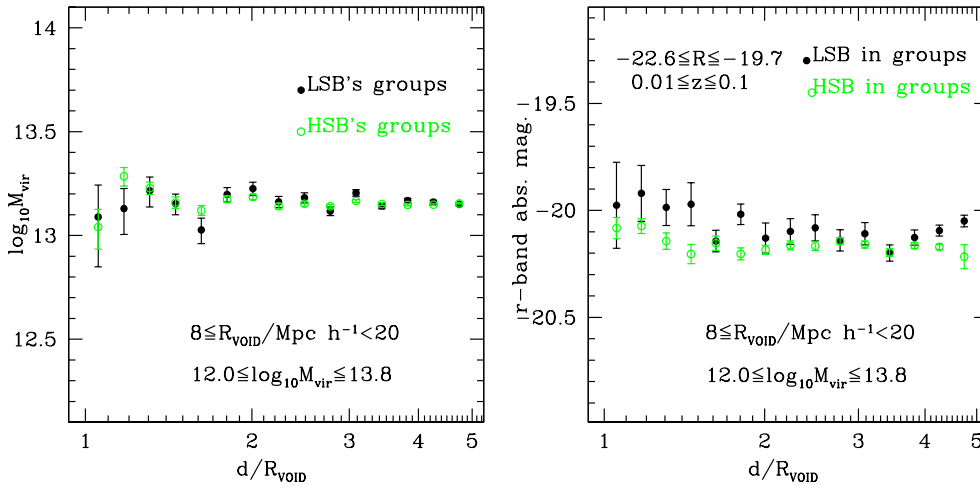


Figure 1. *Left:* Median virial masses for the group sample hosting at least one LSBG (filled circles) and one HSBG (open circles) as a function of normalized void-centric distance. Voids radii are in the range $8 h^{-1} \leq R_V < 20 h^{-1} \text{Mpc}$ and group virial mass within $10^{12.0}$ and $10^{13.8} M/M_{\odot}$.

Right: Median absolute magnitude of LSBGs (filled circles) and HSBGs (open circles) in groups as a function of normalized void-centric distance. Voids radii are in the range $8 h^{-1} \leq R_V < 20 h^{-1} \text{Mpc}$ and group virial mass within $10^{12.0}$ and $10^{13.8} M/M_{\odot}$.

in order to avoid problems with peculiar velocities ($z \geq 0.01$) and, to avoid serious incompleteness effects, not too distant ($z \leq 0.1$). For further details on LSB galaxy selection see Galaz et al. (2011).

Since the SDSS catalog is a magnitude-limited survey ($r \leq 17.77$ mag), the observed populations of galaxies are not the same as the redshift increases. Therefore, we adopt a volume limited sample, containing galaxies brighter than $M_r = -19.7$ mag, that allows to compare in a statistical way nearby galaxies with galaxies situated at higher redshifts.

We select LSBGs and HSBGs in groups identified in the SDSS DR7 applying a standard Friends-of-Friends algorithm. Group virial masses (M) were computed as $M = \sigma^2 R_{vir} / G$, where R_{vir} is the virial radius of the system, and σ is the velocity dispersion of member galaxies (Limber & Mathews 1960).

1.2. Voids in the galaxy distribution

We apply the void finding algorithm described in Ceccarelli et al. (2006), to a volume limited sample of SDSS DR7 galaxies. The choice of a maximum redshift is a compromise between well-resolved voids which require faint galaxies, and a sufficiently large volume in order to have enough void statistics. The adopted absolute magnitude limit implies that the galaxy number density is high enough to lower the effects of shot noise in the identification of small voids (for more details see Ceccarelli et al. 2006). Our resulting sample, containing 184 voids, is restricted to radii within the range 8 to $20 h^{-1} \text{Mpc}$, which includes the best resolved systems suitable for our study.

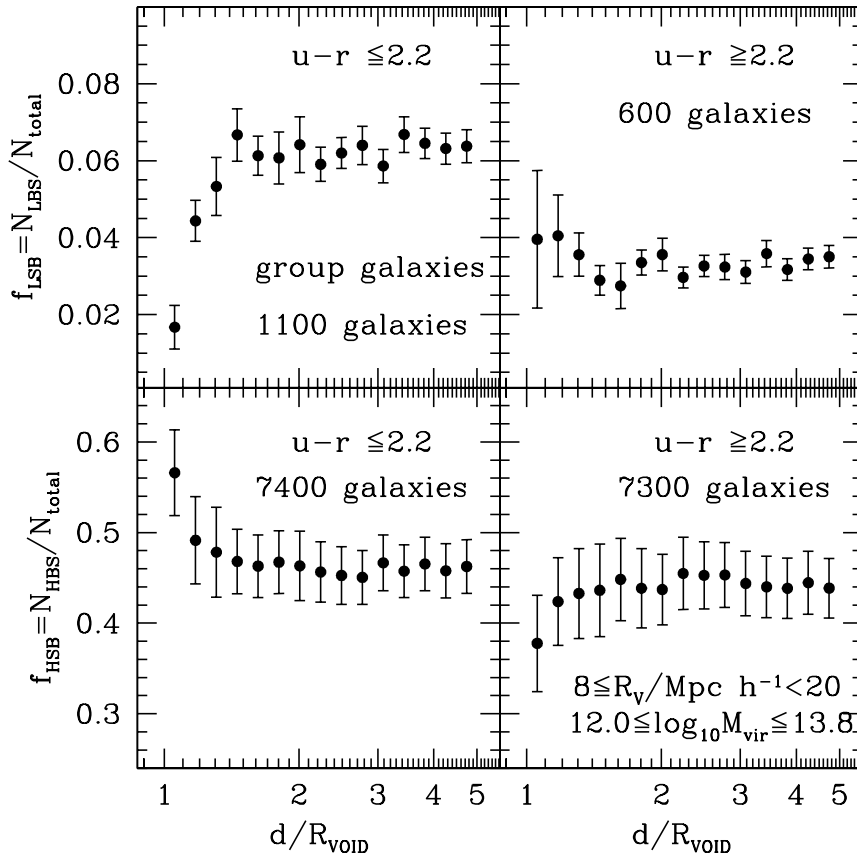


Figure 2. *Left:* Relative fraction of blue, $u-r \leq 2.2$, LSBGs (upper panel) and HSBGs (lower panel) in groups as a function of normalized void-centric distance. *Right:* Relative fraction of red, $u-r \geq 2.2$, LSBGs (upper panel) and HSBGs (lower panel) in groups as a function of normalized void-centric distance. Voids radii are in the range $8 h^{-1} \leq R_V < 20 h^{-1} \text{Mpc}$ and group virial mass within $10^{12.0}$ and $10^{13.8} M/M_\odot$.

2. LSB in groups at void walls

Given the well documented dependence of galaxy properties on local density (see for instance, Balogh et al. 2004), we perform a study of galaxies residing in groups taking into account the group virial mass. These samples allow an analysis of the properties of LSBGs in groups at void walls and a proper comparison to LSBGs in similar environments beyond the void walls. This should help to disentangle the relative weights of large scale (void walls) and local effects (group) on LSBGs properties.

The left panel in figure 1 shows the mean virial mass of SDSS DR7 sample of groups containing at least 1 LSBG (HSBG) in filled (open) circles, as a function of normalized distance to the void centre. As it can be seen in left panel of figure 1, the mean virial mass of the group sample shows similar values over the full range of void-

centric distances. This assures that, on average, the local environment of our sample of LSBGs remains similar across the void walls.

Given that the distribution of LSB galaxies could exhibit a dependence on luminosity and local density, we have explored the mean M_r magnitude of LSBGs for group galaxies in void walls and outside voids separately. The right panel in figure 1 shows the mean magnitude for LSBG sample (filled circles) as a function of normalized distance to the void centre; open circles correspond to HSBGs sample. As it can be seen in the figure the mean luminosity is nearly constant for the galaxy samples in the voids wall and in the field. Thus, differences in the properties of LSBGs and HSBGs should mainly be related to the astrophysical effects associated to the special star formation history of galaxies which today reside within void walls.

We have then analysed the relative fraction of LSBGs and HSBGs groups galaxies in void walls in comparison to the fractions in the field. Results are shown in the figure 2, where it can be appreciated that the sample of HSBGs (lower panels) shows the well documented behaviour that bluer galaxies occupy preferentially the void neighbourhoods (Rojas et al., 2004, Hoyle et al., 2005, Ceccarelli, Padilla & Lambas, 2008). Left panels in figure 2 show the relative fraction of LSBGs (upper panel) and HSBGs (lower panel) in groups, corresponding to blue objects ($u - r < 2.2$). It can be seen that at the edge of voids which define the void walls ($0.9 < r/r_{\text{void}} < 1.2$), there is a systematic strong drop in LSBG fraction (upper panel), whereas the fraction of HSBGs increases, as shown previously by Ceccarelli, Padilla & Lambas, 2008. This drop is not seen for the red galaxies of the sample (right panel of figure 2).

3. Conclusion

Given our careful selection procedure and tests of uniformity of the local environment of the galaxies, we conclude that this behaviour is a genuine property of void walls. We argue that this effect of a low fraction of blue, star-forming LSBGs is associated to a transformation of these galaxies into star-forming HSBGs mainly due to the gas arriving from the void interior as a consequence of void expansion.

References

- Balogh M. L., Baldry I. K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K. 2004, ApJ, 615, 101.
- Ceccarelli L., Padilla N. D., Valotto C., Lambas D. G. 2006, MNRAS, 373, 1440.
- Ceccarelli L., Padilla N. D., Lambas D. G. 2008, MNRAS Letters, 390, 9.
- Galaz G., Herrera-Camus R., Garcia-Lambas, D. Padilla N. 2011, ApJ, 728, 74.
- Hoyle F., Rojas R., Vogeley M. S., Brinkmann J., 2005, ApJ, 620, 618.
- Limber, D. N., & Mathews, W. G. 1960, ApJ, 132, 286
- Rojas R., Vogeley M. S., Hoyle, F., Brinkmann J. 2004, ApJ, 617, 50.

PRESENTACIÓN MURAL

Galaxias espirales de núcleos activos: efecto de las barras en la actividad nuclear

S. Alonso^{1,2,3} & G. Coldwell^{1,2,3}

(1) *CONICET*

(2) *Instituto de Ciencias Astronómicas de la tierra y el espacio, ICATE*

(3) *Universidad Nacional de San Juan, UNSJ*

Abstract. In this work we analyze barred active galactic nuclei galaxies (AGN), in order to study the effect produced by the bars on the central black hole activity. We construct a sample of AGN galaxies with bars, classified by visual inspection, from the seventh release of Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7). In addition, we construct a non-barred AGN galaxy sample with similar redshift distributions, luminosity and mass in stars than barred AGN galaxies. We present preliminary results of the effect of bars on the central nuclear activity, exploring different properties of barred spiral AGN galaxies, compared to its counterpart in non-barred galaxies.

Resumen. En este trabajo se analizan galaxias espirales barreadas con núcleos activos (AGN), con el propósito de realizar estudios estadísticos acerca del efecto que pudiesen producir las barras sobre la actividad de los agujeros negros centrales. Para tal fin, construimos una muestra de galaxias AGN con barras, clasificadas por medio de inspección visual, a partir del séptimo relevamiento de Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7). Además, se obtuvo una muestra de galaxias espirales AGN no-barreadas, con similares distribuciones de corrimiento al rojo, luminosidad y masa en estrellas que las galaxias AGN barreadas. Se presentan resultados preliminares del efecto de las barras sobre la actividad nuclear central, explorando diferentes propiedades de las galaxias espirales barreadas huéspedes de AGN, en comparación con su contraparte de galaxias no-barreadas.

1. Introducción

Se han propuesto diversas teorías para explicar el mecanismo de alimentación de agujeros negros que producen el fenómeno de AGN. Algunas de ellas son las interacciones entre galaxias, perturbaciones por efectos de marea, procesos dinámicos de gas que implican la presencia de múltiples agujeros negros e inestabilidades gravitacionales en el disco de galaxias barreadas. Estos procesos podrían explicar la transferencia de gas hacia las regiones centrales de las galaxias.

La presencia de barras parece ser un importante factor en la evolución de las galaxias. Aunque existen evidencias observacionales de que las barras causan concentraciones centrales de gas, comparado a galaxias no barreadas, no es claro aún si las barras

en gran escala son eficientes para transportar material hacia las regiones más cercanas de los agujeros negros (Knapen 2005).

Los estudios realizados sugieren que las nubes de gas, dentro de las galaxias, sufren choques por la interacción con los bordes de las barras produciendo pérdidas de momento angular y permitiendo un flujo de gas hacia las regiones más internas de las galaxias (Sholsman et al. 1990). Por otro lado, la presencia de barras parece estar relacionada con la formación de bulbos, lo cual también está directamente relacionado con la probabilidad de ocurrencia de AGN (Wyse 2004).

2. Selección de la muestra

Para la selección de la muestra, se utilizaron datos espectroscópicos del séptimo relevamiento del catálogo Sloan Digital Sky Survey (SDSS-DR7). SDSS-DR7 es uno de los mayores catálogos de galaxias, aproximadamente 1 millón de galaxias con espectros medidos en un intervalo de corrimiento al rojo entre $0 < z < 0.25$, completo en magnitud hasta $r = 17.7$. Una gran variedad de parámetros han sido medidos para estas galaxias: magnitudes en 5 filtros, estimación de masa estelar, tasa de formación estelar, flujos de líneas de emisión, luminosidad de la línea del oxígeno III, etc.

Las AGN tipo II fueron seleccionadas utilizando el diagrama de diagnóstico BPT (Baldwin, Philips & Terlevich, 1981), basado en cocientes de líneas de emisión estándares para discriminar AGN de galaxias con regiones HII de la muestra principal. El criterio de separación entre AGN y galaxias HII fue propuesto por Kauffmann et al. (2003), esto es:

$\log([OIII]/H\beta) > 0.61/\log([NII]/H\alpha) - 0.05 + 1.3$, el cual fue aplicado a galaxias con $S/N > 2$ en todas las líneas que intervienen en este diagrama. Utilizando este criterio, la muestra de AGN tiene un total de 186767 objetos.

Correlacionamos las AGN de SDSS-DR7 con las galaxias espirales del catálogo Galaxy Zoo (Lintott et al. 2010) y obtuvimos una muestra de 61339 AGN espirales. Restringimos la muestra en corrimiento al rojo $z < 0.1$, magnitud en el filtro g $m_g < 16$ e inclinación respecto de la línea de la visual $b/a > 0.4$, obteniendo 4011 AGN espirales brillantes vistas de frente. A partir de inspección visual de las imágenes ópticas de SDSS, clasificamos la muestra de AGN espirales brillantes en 3 categorías de galaxias barreadas según la intensidad de la barra. Finalmente, obtuvimos una muestra de 1153 galaxias AGN espirales barreadas. Con el objetivo de analizar en detalle el rol de las barras sobre la actividad nuclear, obtuvimos una muestra de galaxias AGN espirales no barreadas con $b/a > 0.4$ y con similares distribuciones de z , M_r y masa estelar, $\log(M^*)$.

3. Propiedades de las galaxias AGN barreadas

En esta sección analizamos propiedades de las galaxias AGN barreadas, en comparación con las de AGN no-barreadas de la muestra control.

La Fig.1 (izquierda) muestra la distribución de los colores de las AGN barreadas y AGN no-barreadas, observando que las galaxias AGN barreadas son más rojas que su contraparte no-barreada. La Fig.1 (derecha) indica que, a una dada masa estelar, las galaxias AGN barreadas son más rojas. Oh et al. (2012) encuentran similares resultados, mostrando que las barras producen un enrojecimiento de las galaxias, no sólo en las AGN.

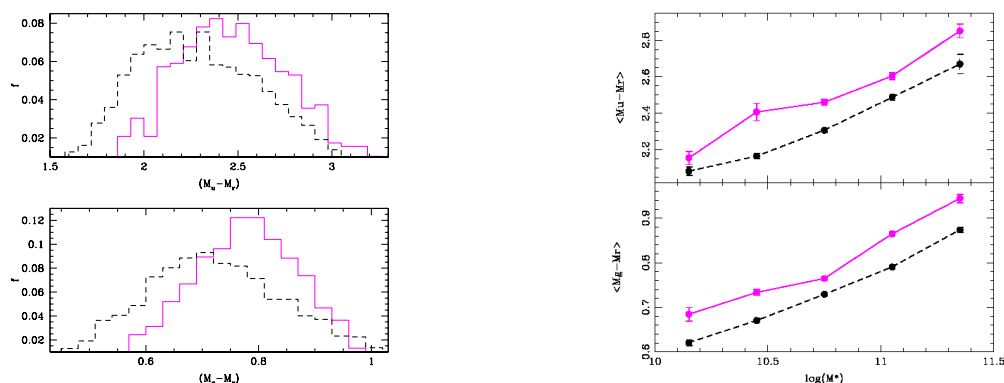


Figura 1. *Izquierda:* Distribución de colores ($M_u - M_r$, panel superior y $M_g - M_r$, panel inferior) de las AGN barreadas (líneas magenta) y de las AGN no-barreadas de la muestra control (líneas negras).

Derecha: ($M_u - M_r$) y ($M_g - M_r$) (paneles superior e inferior, respectivamente) en función de la masa estelar, $\log(M^*)$, para las AGN barreadas (líneas magenta) y AGN sin barras de la muestra control (líneas negras).

4. Actividad nuclear

Como trazador de la actividad nuclear utilizamos la luminosidad de la línea del oxígeno III ($L_{\text{[OIII]}}$) (Kauffmann et al. 2003). En la Fig. 2 (izquierda) se observa que a una misma masa en estrellas, las AGN barreadas tienen mayor actividad nuclear respecto a galaxias AGN de la muestra control.

Por otro lado, la gran población de AGN tipo II puede dividirse en diferentes submuestras según su posición en los diagramas de diagnóstico. Utilizando los 3 diagramas BPT y los criterios establecidos por Kewley (2006), la muestra puede clasificarse en *seifert*, *liners*, *compuestas* y *ambiguas*. Las AGN *compuestas* se encuentran entre las curvas azul y roja del diagrama de la Fig. 2 (derecha, a), son AGN que están en transición entre las regiones de HII y AGN puras, y además presentan formación estelar activa. *Seifert* y *liner* se ubican sobre las curvas rojas en los 3 diagramas BPT. Las *seifert* se ubican arriba de las líneas rectas verdes de las Fig. 2 (derecha, b y c) y las *liner* debajo de estas rectas. Las *ambiguas* se refieren a las que tienen múltiples clasificaciones en los diferentes BPT.

Las AGN barreadas tienen un notable menor porcentaje de *compuestas*, respecto a las AGN sin barras (41.5 % vs 56.2 %, respectivamente), lo cual es consistente con el exceso de galaxias azules en la muestra control. Este resultado puede indicar que las AGN barreadas tienen menor actividad de formación estelar, dando lugar a un aumento de la actividad nuclear, respecto a AGN no-barreadas.

5. Resultados preliminares

Se analizaron las propiedades de una muestra de 1153 galaxias AGN espirales barreadas con $z < 0.1$ y $m_g < 16$. Además, se tiene una muestra control de galaxias AGN espirales no barreadas, con el propósito de analizar el rol de las barras sobre la actividad nuclear. Las conclusiones preliminares son las siguientes:

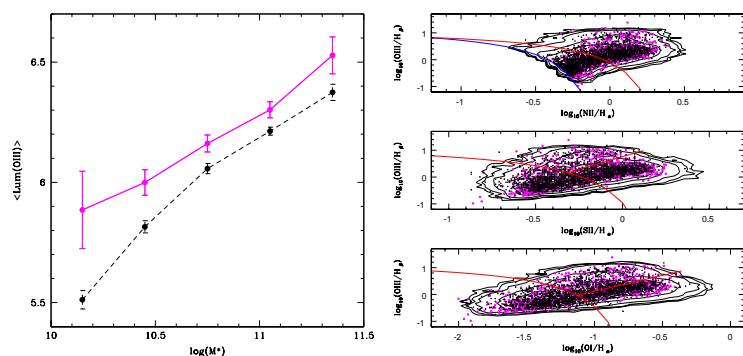


Figura 2. *Izquierda:* Lum[OIII] en función de la masa estelar, $\log(M^*)$, para las AGN con y sin barras (líneas magenta y negras, respectivamente). *Derecha:* Diagramas BPT para las AGN barreadas (puntos magenta) y AGN sin barras de la muestra control (puntos negros). Los contornos representan todas las AGN de SDSS-DR7.

- Las galaxias AGN barreadas muestran colores más rojos que las AGN sin barras. A igual masa en estrellas, la tendencia se mantiene, encontrando que las AGN barreadas están más enrojecidas que su contraparte de AGN no-barreadas.

- Se encontró que las galaxias AGN barreadas tienen mayor actividad nuclear que las AGN sin barras de la muestra control. Esta tendencia se observa en todos los rangos de masa estelar.

- La clasificación de las AGN, utilizando diagramas de diagnóstico BPT, refleja los resultados anteriores al encontrarse un porcentaje mayor de AGN *compuestas* para la muestra control de AGN no-barrada.

Aunque los mecanismos a través del cual las barras en gran escala transfieren material al interior de los agujeros negros supermasivos aún no están del todo claros, estos resultados sugieren que la presencia de barras en galaxias con núcleos activos incrementa la potencia de la actividad nuclear.

Referencias

- Baldwin, J.A; Phillips, M.M & Terlevich, R., 1981, PASP, 93, 5.
 Kauffmann, G. et. al., 2003, MNRAS, 346, 1055.
 Kewley, L. J. et al., 2006, MNRAS, 372, 961.
 Knapen, J. H., 2005, A&A, 429, 141.
 Lintott, C. et al., 2011, MNRAS, 410, 166.
 Oh, S.; Oh, K.; Yi, S., 2012, ApJSS, 198, 4.
 Shlosman, I.; Begelman, M. & Frank, J., 1990, Nature, 345, 679.
 Wyse, R.F.G, 2004, ApJ, 612, 17.

PRESENTACIÓN MURAL

The Tully-Fisher Relation and the dynamical evolution of galaxies

M. E. De Rossi^{1,2,3}, P. B. Tissera^{1,2} & S. E. Pedrosa^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Argentina,
derossi@iafe.uba.ar

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina

(3) Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Universidad de Buenos Aires,
Argentina

Abstract. We studied the dynamical and kinematical properties of galaxies since $z \sim 3$ by performing numerical simulations in a Λ CDM universe. Our results suggest that the maximum gas-phase rotation velocity of the disc component is a good proxy for the circular velocity at that radius regardless of the galaxy morphology. We also found that velocity scales which combine dispersion and rotation velocity in their definition lead to a tighter Tully-Fisher Relation. In particular, the lowest scatter in the correlation between mass and velocity is obtained if the kinematical indicator is evaluated at the radius corresponding to the maximum of the rotation curve. In these simulations, the evolution of the scatter of the Tully-Fisher Relation seems to be strongly modulating by galaxy interactions and mergers which can drive gas inflows and outflows regulating the star formation process and feedback mechanisms inside these systems.

Resumen. Estudiamos las propiedades dinámicas y cinemáticas de galaxias desde $z \sim 3$ mediante la realización de simulaciones numéricas en un universo Λ CDM. Nuestros resultados sugieren que la velocidad de rotación máxima de la fase gaseosa de la componente discoidal es un buen sustituto para la velocidad circular en ese radio independientemente de la morfología de la galaxia. También, encontramos que las escalas de velocidad que combinan las velocidades de dispersión y rotación en sus definiciones conducen a una Relación de Tully-Fisher más estrecha. En particular, la menor dispersión en la relación entre masa y velocidad se obtiene si el indicador cinemático es evaluado en el radio correspondiente al máximo de la curva de rotación. En estas simulaciones, la evolución de la dispersión de la Relación de Tully-Fisher parece estar fuertemente modulada por interacciones y colisiones de galaxias que pueden desencadenar flujos entrantes y salientes de gas regulando el proceso de formación estelar y los mecanismos de retroalimentación dentro de estos sistemas.

1. Introduction

The Tully-Fisher Relation (Tully & Fisher 1977, hereafter TFR) has been studied since decades in the Local Universe. As it links the stellar (sTFR) or baryonic (bTFR) mass

of disc galaxies with their rotation velocity (i.e. their potential well), the TFR provides important constraints to galaxy formation models (e.g. Avila-Resee et al. 2008). In recent years, it has been suggested that the TFR can be generalised to include dispersion dominated systems by generating a new velocity scale which combines dispersion (σ) and rotation (V_{rot}) velocity in the definition of the kinematical estimator (Weiner et al. 2006; Kassin et al. 2007; Covington et al. 2010). In this context, mergers and interactions have been pointed out as responsible of generating TFR outliers by driving turbulent and disordered gas kinematics (e.g. Kannappan & Barton 2004).

In this work, we studied the origin and evolution of the scatter of the TFR by performing numerical simulations in a Λ CDM cosmology. Particular attention was paid to the analysis of the gas kinematics and its relation to the formation histories of galactic systems.

2. Simulations and Galaxy Catalogue

Simulations were performed by using the chemical code GADGET-3, which includes treatments for metal-dependant radiative cooling, stochastic star formation, chemical enrichment (Scannapieco et al. 2005), a multiphase model for the interstellar medium and a Supernova (SN) feedback scheme (Scannapieco et al. 2006). We ran numerical hydrodynamical simulations consistent with the Λ CDM paradigm with $\Omega = 0.3$, $\Lambda = 0.7$, $\Omega_{\text{b}} = 0.04$, a normalisation of the power spectrum of $\sigma_8 = 0.9$ and $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ with $h = 0.7$. The simulation studied here considers the evolution of 2×230^3 particles within a comoving cubic box of $10 \text{ Mpc } h^{-1}$ side length. The initial mass resolution is of $9.1 \times 10^5 M_{\odot} h^{-1}$ for gas particles, and $5.9 \times 10^6 M_{\odot} h^{-1}$ for dark matter particles. It is referred to as S230 in de Rossi et al. (2010).

The dynamical properties of simulated galaxies were estimated within the baryonic radius (R_{bar}), defined as the one which encloses 83 per cent of the baryonic mass of the system.

3. Results and discussion

We found that simulated gaseous disc-like galaxies describe tight sTFR and bTFR in general good agreement with observations. In particular, these simulations predict a bend for the local sTFR at around $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ in such a way that slow rotators show lower stellar masses than those obtained by the extrapolation of the linear fit to fast rotators, consistent with observations (e.g. McGaugh et al. 2000). In de Rossi et al. (2010), we showed that this behaviour is a consequence of the more efficient influence of SN feedback on the regulation of the star formation in smaller systems. The reader is referred to that paper for further details.

In this work, we extended the previous study by de Rossi et al. (2010) and performed a similar analysis of the gas kinematics for the disc component of both, gaseous disc-dominated and spheroid-dominated systems. We estimated the circular velocity of galaxies as $V_{\text{circ}} = \sqrt{GM(r)/r}$, where $M(r)$ is the total mass enclosed within the radius, r . In the ideal case of a system completely supported by rotation, this quantity is equal to the rotation velocity, constituting a measure of the potential well of the galaxy. As expected, we found that, for disc-like galaxies, V_{rot} can approximate V_{circ} with good accuracy ($< 10\%$) due to their low velocity dispersion. In the case of systems

with more important spheroidal components, V_{rot} tend to be smaller than V_{circ} with the more important differences at larger radii. Interestingly, we obtained that V_{rot} at the maximum of the rotation curve seems to be the best proxy for V_{circ} (with an accuracy smaller than 10%) regardless of the galaxy morphology. It is worth noting that these simulations are able to predict a ratio $\sigma/V_{\text{rot}} \sim 0.7$ for dispersion-dominated galaxies, consistent with recent observations (Catinella et al. 2011).

It has been suggested that the scatter of the TFR might be reduced by combining V_{rot} and σ in the definition of the kinematical indicator as $s_K = (K \times V_{\text{rot}}^2 + \sigma^2)^{1/2}$ (Weiner et al. 2006; Kassin et al. 2007; Covington et al. 2010). In agreement with previous works, we found that the scatter of the simulated sTFR and bTFR tends to decrease when using $s_{0.5}$ (Kassin et al. 2007) and $S = \sqrt{2}s_{0.5}$ (Covington et al. 2010) as kinematical indicators (the reader is referred to de Rossi et al. 2012 for further details and figures). By comparing these kinematical scales with V_{circ} , we obtained that $s_{0.5}$ underestimates V_{circ} while S overpredicts it. In the case of simulated galaxies, the best proxy for V_{circ} seems to be $s_{1.0}$ which approximates the former remarkably well for our whole sample at radii $r > 0.5R_{\text{bar}}$. All these indicators ($s_{0.5}$, S , $s_{1.0}$) and even V_{rot} , lead to the tightest TFR if they are evaluated at the maximum of the gas-phase rotation curve in these simulations.

In order to understand the origin of the scatter of the sTFR and bTFR, we reconstructed the merger tree of each galaxy identified at $z = 0$ in the simulations and studied its whole formation history. We performed a statistical study taking into account the full simulated sample at all available snapshots (de Rossi et al. 2012). In general, our findings indicate that galaxy interactions and mergers strongly affect the rotation curves of systems generating a departure of V_{rot} from V_{circ} . Interestingly, these variations can be either positive or negative generating an absolute scatter of $|\Delta \log(V_{\text{rot}}/V_{\text{circ}})| \sim 0.6$. Although some observational works have reported scatters of the TFR greater than ~ 1 , it is worth mentioning that the dispersion in the TFR is very sensitive to instrumental techniques and modelling approaches and it is not clear which is the intrinsic scatter of the relation. As expected, the evolutionary tracks of simulated galaxies on the TFR-plane given by V_{rot} are very much noisier than those given by V_{circ} . When using V_{rot} as the kinematical indicator, the paths of galaxies on the TFR-plane can exhibit variations greater than the mean level of evolution of the TFR in the range $0 < z < 3$ (see de Rossi et al. 2012 for a detailed discussion). In particular, it is possible that during mergers and interactions the paths given by V_{rot} and V_{circ} on the TFR-plane significantly diverge with V_{circ} increasing and V_{rot} decreasing.

In the hierarchical aggregation paradigm, the evolution of galaxies is driven by many different astrophysical processes such as gas accretion, gas outflows, star formation and SN feedback, among others, which act together in a complex way. Mergers and interactions strongly regulate the efficiencies of these processes giving place to the observed evolution. By studying in detail the last 2 Gyrs of evolution of all simulated galaxies, we found that around 61% of the subsample experiencing important mergers events shows negative variations of $\Delta \log(V_{\text{rot}}/V_{\text{circ}})$, while for galaxies subject to significant gas outflows, this percentage is $\sim 58\%$. In the case of galaxies experiencing important interactions or gas inflows, negative changes in $\Delta \log(V_{\text{rot}}/V_{\text{circ}})$ were obtained for 49% and 53% of each one of these two subsamples, respectively.

4. Conclusions

We studied the dynamics and gas-phase kinematics of galaxies since $z \sim 3$ by performing cosmological simulations. We found that V_{rot} evaluated at the maximum of the rotation curve is a good representation of V_{circ} at that radius regardless of the morphology of the system. Moreover, kinematical scales which combine σ and V_{rot} in their definition lead to a tighter TFR. In particular, in these simulations, $s_{1.0}$ (Weiner et al. 2006) seems to be the best proxy for V_{circ} at $r > 0.5R_{\text{bar}}$.

We also obtained that mergers and outflows exhibit a weak trend to generate negative variations of $\Delta \log(V_{\text{rot}}/V_{\text{circ}})$, while interactions and gas inflows can lead to negative or positive variations with similar probabilities. See de Rossi et al. (2012) for more details about this work.

Acknowledgments. We acknowledge support from the PICT 32342 (2005), PICT 245-Max Planck (2006) of ANCyT (Argentina), PIP 2009-112-200901-00305 of CONICET (Argentina) and the L'oreal-Unesco-Conicet 2010 Prize. Simulations were run in Fenix and HOPE clusters at IAFE and Cecar cluster at University of Buenos Aires.

References

- Avila-Reese, V., Zavala, J., Firmani, C., & Hernández-Toledo, H. M. 2008, *AJ*, 136, 1340
Catinella, B., Kauffmann, G., Schiminovich, D., et al. 2011, arXiv:1110.4226
Covington, M. D., et al. 2010, *ApJ*, 710, 279
de Rossi, M. E., Tissera, P. B., & Pedrosa, S. E. 2010, *A&A*, 519, A89
Kannappan, S. J., & Barton, E. J. 2004, *AJ*, 127, 2694
Kassin, S. A., et al. 2007, *ApJ*, 660, L35
McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, *ApJ*, 533, L99
Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2005, *MNRAS*, 364, 552
Scannapieco, C., Tissera, P. B., White, S. D. M., & Springel, V. 2006, *MNRAS*, 371, 1125
Tully, R. B., & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
Weiner, B. J., et al. 2006, *ApJ*, 653, 1027

PRESENTACIÓN MURAL

Cinemática global y nuclear de NGC 253

J. A. Camperi¹, G. Gunthardt¹, R. J. Díaz^{2,3}, M. P. Aguero^{1,2}, G. Gimeno³ & P. Pessev³

(1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(2) *ICATE, CONICET, Argentina*

(3) *GEMINI Observatory*

Abstract. NGC 253 is a nearby spiral galaxy and it presents a burst of violent star formation in its nucleus. Recently it has been postulated that the central region harbors a supermassive black hole outside the kinematic and geometric center of the galaxy. In order to establish the boundary conditions for a model describing the relationship between the decentered massive object and the secular evolution of the galaxy's central region, we plan to study the radial distribution of stellar mass in the galaxy and the location of resonances affecting the gas flows toward the center. As part of this study we present the preliminary results of the radial velocity distributions along four directions, which include the major axis and minor axis of the galaxy, and near-IR observations made with the Phoenix instrument of the Gemini Observatory.

Resumen. NGC 253 es una de las galaxias espirales más cercanas y presenta un brote de formación estelar violento en su núcleo. Recientemente se ha postulado que la región central alberga un agujero negro supermasivo fuera del centro cinemático y geométrico de la galaxia. A fin de establecer las condiciones de contorno para un modelo que describa la relación entre el objeto masivo descentrado y la evolución secular de la región central de la galaxia, se planea estudiar la distribución radial de masa estelar en la galaxia y la localización de resonancias que afectan los flujos de gas hacia el centro. En el marco de este estudio, se presentan los resultados preliminares de las distribuciones de velocidades radiales a lo largo de cuatro direcciones, las cuales incluyen eje mayor y eje menor de la galaxia, así como observaciones en el IR cercano realizadas con el instrumento Phoenix del Observatorio Gemini.

1. Introducción

Se llevaron a cabo observaciones espectroscópicas en Octubre de 2009 con el espectrógrafo REOSC del telescopio de 2.15 m del CASLEO. Para ello se empleó el modo de ranura larga (sin *decker*) y una red de difracción de 1200 l/mm. Se obtuvieron velocidades radiales heliocéntricas ajustando perfiles gaussianos a la línea de emisión H α . Está considerado complementar estos resultados y posteriores con datos infrarrojos provenientes del instrumento Phoenix del Observatorio Gemini.

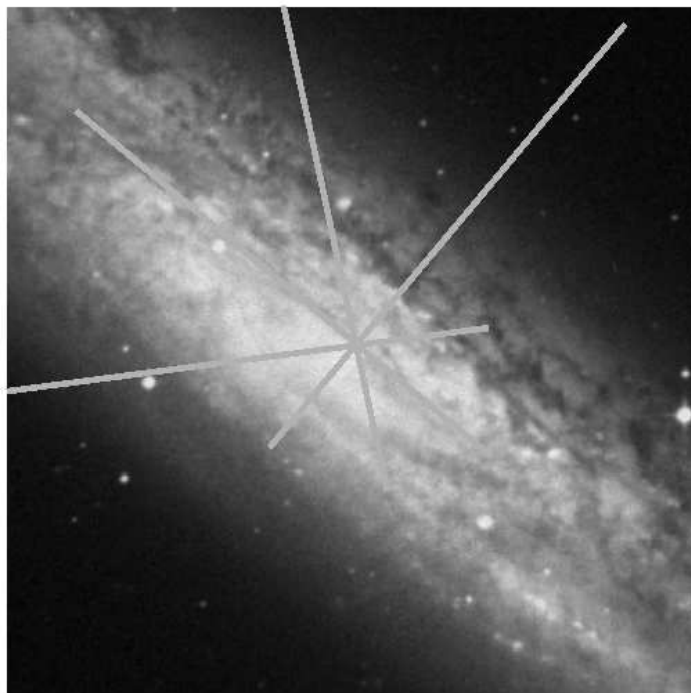


Figura 1. NGC 253 y esquema de ranuras. Imagen de 6' x 6' de campo, Norte arriba y Este a la izquierda.

2. Distribuciones de velocidades radiales del gas ionizado en la región intermedia y central de NGC 253

En este trabajo se muestran las distribuciones de velocidades radiales (figuras 2-5) correspondientes a la dirección del eje mayor de la galaxia ($AP=50^\circ$), eje menor ($AP=138^\circ$), $AP=10^\circ$ y $AP=98^\circ$.

Es de hacer notar que se cuenta con observaciones realizadas según otros cinco AP, las cuales serán reducidas próximamente. Se planea además realizar ulteriores observaciones en el CASLEO para completar una mejor cobertura cinemática de la región central de NGC 253.

La velocidad sistemática inferida (aproximadamente (250 ± 10) km/s) es coincidente con los resultados de diversos autores. En tres de los AP observados es evidente la presencia de otra componente en la línea $H\alpha$, la cual está asociada a la parte interna del flujo saliente en $H\alpha$ que se observa principalmente en dirección sureste (el flujo saliente noroeste está altamente oscurecido), lo cual se refleja en las distribuciones de velocidades obtenidas. Para una descripción detallada de la parte interna del flujo saliente en NGC 253, ver Westmoquette et al.(2011).

Para realizar un análisis detallado cinemático, se requieren de los resultados correspondientes asociados a una mayor cantidad de observaciones según diferentes ángulos de posición.

A fin de penetrar la gran banda de polvo que cubre el núcleo de NGC 253 y poder muestrear su cinemática central, se hace necesario observar en el rango infrarrojo y con alta resolución espectral.

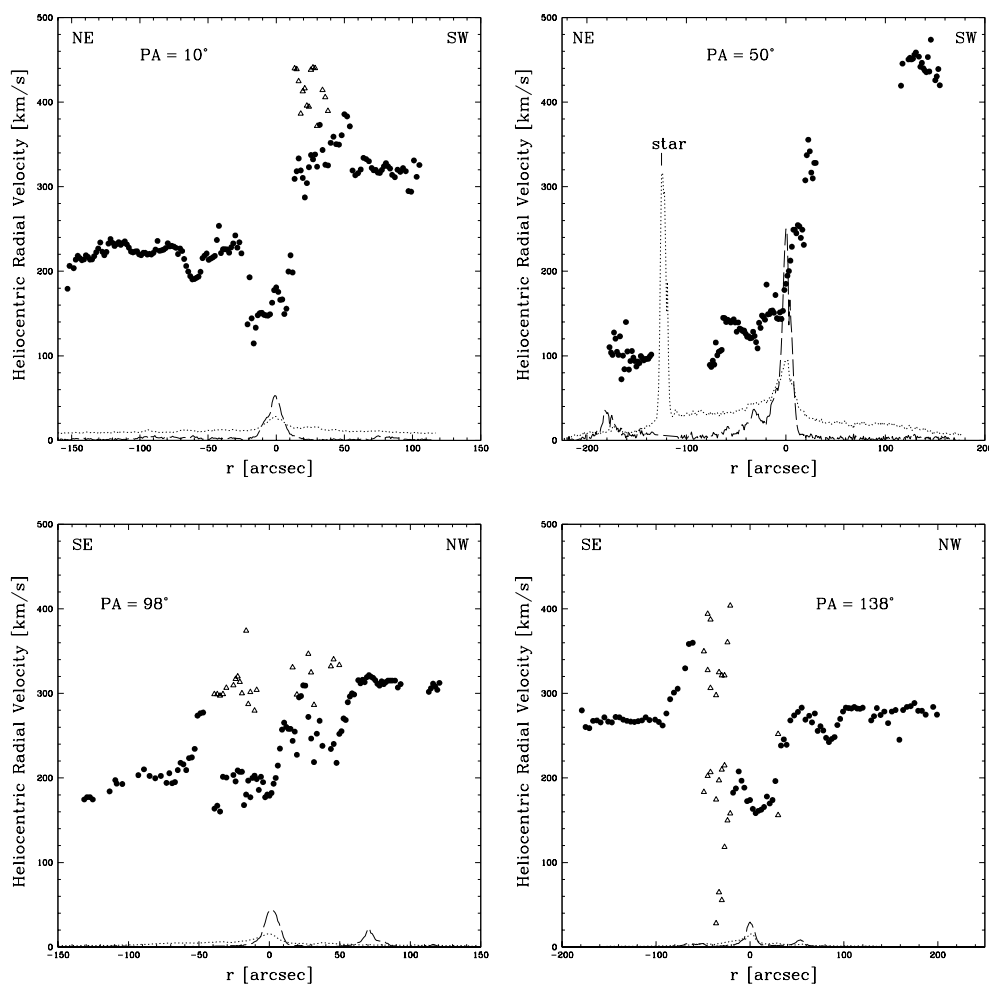


Figura 2. Distribuciones de velocidades radiales heliocéntricas para distintos ángulos de posición de la galaxia NGC 253. En las figuras, los círculos corresponden a la componente más intensa de $H\alpha$ (cuando hay desdoblamiento) y los triángulos a las más débiles, a excepción de $AP = 138^\circ$, eje menor, donde ambas componentes poseen similar intensidad. Adicionalmente, se muestran los perfiles del continuo (línea de trazos) y de $H\alpha$ con el continuo sustraído (línea de puntos). Las escalas de estos perfiles son arbitrarias.

3. NGC 253 en el infrarrojo cercano

Los estudios espectroscópicos de alta resolución que se están realizando con el espectrógrafo Phoenix en Gemini South permitirán alcanzar un nivel de detalle sin preceden-

tes de la cinemática central de un núcleo cercano, a partir de observaciones desde tierra en el infrarrojo cercano.

En la figura 3 se destaca en la arista inferior izquierda el campo de adquisición de Phoenix, mientras que en la figura 4 se exhiben dos espectros preliminares obtenidos con Phoenix (Gemini Observatory), en diferentes posiciones sobre el núcleo de NGC 253, mostrando la emisión de Br γ a resolución espectral de 50000.

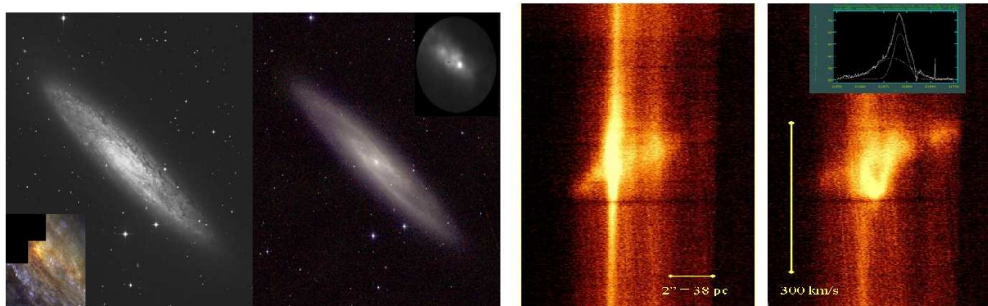


Figura 3. Izquierda: imagen DSS en rojo de NGC 253, campo de 26' x 26'. Abajo a la izquierda, detalle con composición de imagen color del núcleo (archivo HST). Derecha: imagen 2MASS. Arriba a la derecha, detalle de la cámara de adquisición de Phoenix en 2.2 micrones.

Figura 4. Izquierda: espectro obtenido cubriendo el centro cinemático verdadero, ubicado a 4"SW del centro del bulbo. Está caracterizado por un elevado gradiente de velocidad local. Derecha: una posición diferente de la ranura ha permitido obtener un espectro que presenta una burbuja con una extensión de 60 pc y una velocidad de expansión de 100 km/s.

Referencias

Westmoquette, M.S., Smith L. J. & Gallagher III, J. S. 2011, MNRAS, 414, 3719

PRESENTACIÓN MURAL

Explorando el entorno de galaxias: grupos compactos vs. grupos difusos y galaxias de campo

V. Coenda^{1,2}, H. Muriel^{1,2} & H. J. Martínez^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE) - CONICET*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

Abstract. We perform a comparison of the properties of galaxies in compact groups, loose groups and in the field to deepen our understanding of the physical mechanisms acting upon galaxy evolution in different environments. On average, galaxies in compact groups are systematically smaller, more concentrated, redder and have higher surface brightness than galaxies in the field and in loose groups. The excess of red early type galaxies in compact groups we observe may be explained in terms of: they are part of a population older than their loose group or field counterparts or/and, they have been more affected by the stripping of their bluer outskirts, resulting in redder, more compact galaxies.

Resumen. Hemos comparado las propiedades de las galaxias en grupos compactos, grupos difusos y campo, con el fin de comprender los mecanismos físicos que actúan sobre la evolución de las galaxias en diferentes entornos. En promedio, las galaxias en grupos compactos, son sistemáticamente más pequeñas, más concentradas, más rojas y con alto brillo superficial que las galaxias de campo y grupos difusos. El exceso observado de galaxias rojas de tipo temprano en grupos compactos, puede ser explicado en términos de una población más vieja que en grupos difusos y campo, y/o han sido más afectadas por fuerzas de marea resultando galaxias más compactas y rojas.

1. Introducción

Las galaxias habitan una amplia gama de entornos, entre los cuales, los grupos compactos (CGs) son un caso extremo. A pesar de encontrarse en ambientes de alta densidad, el número de miembros, así como la dispersión de velocidades de las galaxias, son más bajos que los observados en grandes grupos difusos (LGs) o en cúmulos de galaxias (Hickson et al. 1992). Sin embargo, el número de galaxias y la dispersión de velocidades de los GC y de LGs de baja masa pueden ser comparables, aunque los tiempos de cruce son sustancialmente diferentes. Estas similitudes y diferencias entre los LGs y CGs, representan un escenario útil para poner a prueba la influencia que diferentes procesos físicos tienen sobre la evolución de las galaxias. El objetivo de este trabajo es realizar un estudio comparativo de las galaxias en CGs, LGs y campo, utilizando muestras homogéneas de galaxias con similar distribución espacial.

Hemos seleccionado muestras de galaxias en CGs identificados por McConnachie et al. (2009), en LGs del catálogo de Zandivarez & Martínez (2011) y galaxias de

campo. En todos los casos, las propiedades fueron obtenidas del Main Galaxy Sample de SDSS DR7 (Abazajian et al. 2009), en el rango de magnitud petrosiana $14.5 \leq r \leq 17.77$ y rango de redshift $0.06 \leq z \leq 0.18$. Hemos considerado CGs y LGs con una riqueza de $N_{gal} \leq 6$, con el fin de comparar sistemas similares. Hemos dividido a la muestra de LGs en grupos de baja ($\log(M/M_{\odot}) \leq 13.2$) y alta masa ($\log(M/M_{\odot}) \geq 13.5$). Para comparar las propiedades de las galaxias en distintos sistemas, hemos seleccionado a través de un algoritmo Monte Carlo grupos al azar, con la misma distribución de redshift que los CGs. Los parámetros que hemos tenido en cuenta para nuestro estudio son: *i*) La magnitud petrosiana en la banda $^{0.1}r$; *ii*) el radio petrosiano r_{50} ; *iii*) el brillo superficial μ_{50} dentro de r_{50} ; *iv*) el índice de concentración $C = r_{90}/r_{50}$ y *v*) el color $^{0.1}(u - r)$.

En este trabajo se adoptó un universo plano, con los siguientes parámetros cosmológicos: $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$ y $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Las magnitudes han sido corregidas por extinción galáctica según Schlegel et al. (1998) y por corrección K, según Blanton et al. (2003) y están en el sistema AB.

La muestra final comprende 846 CGs, 2529 LGs de baja masa y 2250 LGs de alta masa. El correspondiente número de galaxias miembros es de 2270, 8142 y 8131, respectivamente, mientras que las galaxias de campo son 249820.

2. Resultados

Hemos realizado estudios comparativos entre las propiedades de las galaxias en los distintos entornos considerados y hemos analizado diferentes relaciones de escala, tales como la relación color-magnitud, la relación luminosidad-tamaño y la relación de Kormendy (Kormendy 1977). La figura 1 muestra las distribuciones de los parámetros de las galaxias para las diferentes muestras. Los paneles inferiores a cada distribución son los residuos entre las correspondientes distribuciones.

Los principales resultados encontrados son:

- Ningún entorno analizado muestra propiedades de galaxias iguales a las observadas en CGs.
- Se observa una alta fracción de galaxias de tipo temprana y rojas en CGs, tal como ha sido reportado por otros autores (e.g., Deng et al. 2008, Brasseur et al. 2009).
- En promedio, las galaxias en CGs son sistemáticamente más pequeñas, más concentradas, con alto brillo superficial que las galaxias en LGs de alta y baja masa, y en el campo.
- Para galaxias luminosas, la secuencia roja de CGs tiene una pendiente semejante a los LGs de alta masa para el extremo brillante, mientras que es mayor para el extremo débil.
- Para una luminosidad o brillo superficial dado, las galaxias en CGs son más pequeñas que en los otros entornos estudiados. Este efecto es más notable para las galaxias de tipo temprano. Las galaxias de campo son las que tienen los tamaños más grandes.

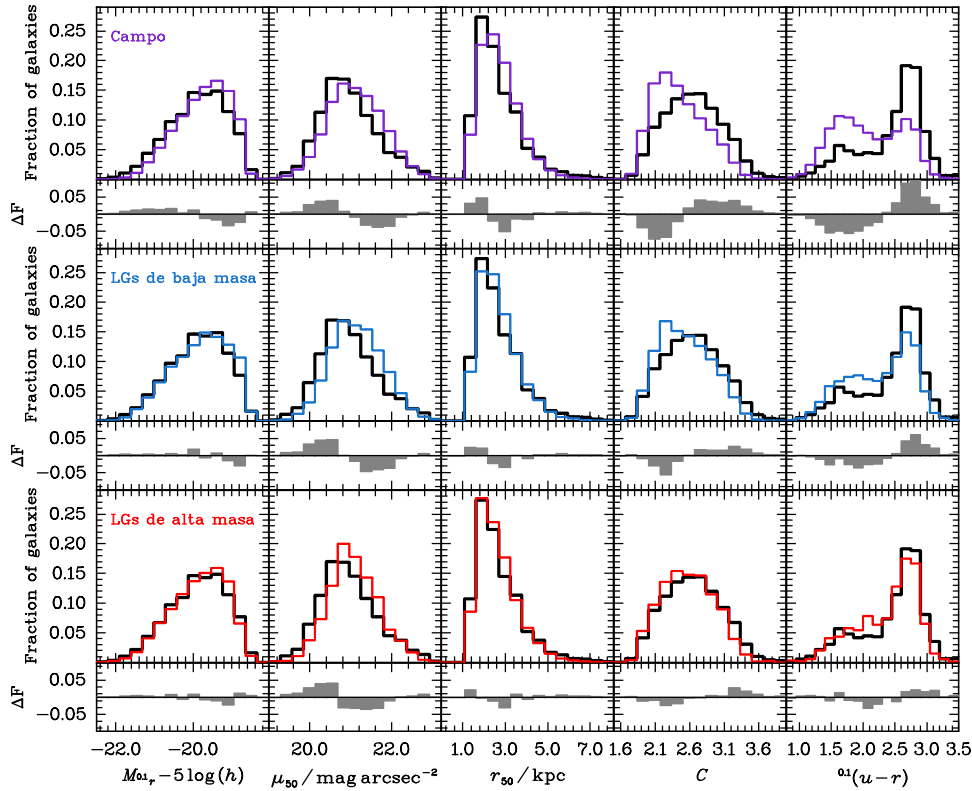


Figura 1. Distribución de las propiedades de las galaxias en los diferentes entornos: CGs (negro), campo (violeta), LGs de baja masa (azul) y LGs de alta masa (rojo). Los paneles inferiores muestran los residuos entre las dos distribuciones.

El exceso de galaxias rojas, de tipo temprano, pequeñas y alto brillo superficial en CGs, podría interpretarse como descendientes de galaxias que habitaron LGs antes de pasar a la fase de CGs. En este último entorno, las galaxias han evolucionado debido a fusiones y efectos de marea, producidos por el ambiente de alta densidad de galaxias y baja dispersión de velocidades, en acuerdo con el gran número de CGs observados que muestran alteraciones en su morfología (e.g., Mendes de Oliveira & Hickson 1994). Esta población de galaxias rojas es predicha por simulaciones numéricas (e.g., Brasseur et al. 2009).

Una posible interpretación de que las galaxias brillantes en CGs muestran una mayor fracción de galaxias rojas, es que se trataría de una población más vieja que las galaxias rojas en otros entornos. Alternativamente, las diferencias en la fracción de rojas y de tipo temprano de galaxias en CGs así como los tamaños pequeños podrían interpretarse como resultados de efectos de marea: los tamaños de las galaxias pueden verse reducidos por efectos de marea (e.g., Trujillo et al. 2006, Coenda & Muriel 2009).

Si estos fenómenos pueden remover una fracción significativa de la masa estelar y por ende reducir los tamaños de las galaxias, esto podría implicar un enrojecimiento de las galaxias debido a los gradientes de color observados para las galaxias de tipo temprano, las cuales son más rojas en sus centros (e.g., Peletier et al. 1990).

Nuestros resultados sugieren que las galaxias que habitan regiones de alta densidad y baja dispersión de velocidades, como los CGs, están sometidas a mayores transformaciones que en otros ambientes. Dentro de este escenario, las propiedades de las galaxias en sistemas de alta masa, por ejemplo los cúmulos de galaxias, deberían mostrar variaciones cósmicas en las propiedades de las galaxias, dependiendo de la fracción de ellas que pasaron por la fase de CGs.

Agradecimientos. Este trabajo está financiado parcialmente por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina (CONICET) y la Secretaría de Ciencia y Tecnología de la Universidad Nacional de Córdoba.

Referencias

- Abazajian, K. N. et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
Blanton, M. R., Brinkmann, J., Csabai, I., et al. 2003, *AJ*, 125, 2348
Brasseur, C. M., McConnachie, A. W., Ellison, S. L., & Patton, D. R. 2009, *MNRAS*, 392, 1141
Coenda, V. & Muriel, H. 2009, *A&A*, 504, 347
Deng, X. F., He, J.-Z., & Wu, P. 2008, *A&A*, 484, 355
Hickson, P. et al. 1992, *ApJ*, 399, 353
Kormendy, J. 1977, *ApJ*, 218, 333
McConnachie, A. W. et al. *MNRAS*, 387, 1281
Mendes de Oliveira, C. & Hickson, P. 1994, *ApJ*, 427, 684
Peletier, R. F., Davies, R. L., Illingworth, G. D., Davis, L. E., & Cawson, M. 1990, *AJ*, 100, 1091
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
Trujillo, I., Aguerri, J. A. L., Gutiérrez, C. M., Caon, N., & Cepa, J. 2002, *ApJ*, 573, L9
Zandivarez, A. & Martínez, H. J. 2011, *MNRAS*, 415, 2553

PRESENTACIÓN MURAL

Observación de lentes gravitatorias con ALMA

A. Bonilla¹, O. Toloza¹, I. Fuentes¹ & V. Motta¹

(1)Departamento de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias, Universidad de Valparaíso, Valparaíso, Chile

Abstract. Gravitational lensing is a fundamental tool for cosmology. A recent instrument which will provide more information for models of these objects is ALMA. Our goal is to select lens candidates to observe with ALMA and then model them using GravLens Software. We had selected 12 quadruple images systems from the CASTLES database, which show a high probability of observing extended sources in the submillimetric range. These new data will allow us to improve existing models.

Resumen. Las lentes gravitatorias son una herramienta fundamental para la cosmología. Un nuevo instrumento que nos proporcionará mayor información para los modelos de estos objetos, es ALMA. Nuestro objetivo es seleccionar lentes candidatas para observar con ALMA y posteriormente modelarlas mediante el programa *GravLens*. Seleccionamos de la base de datos de CASTLES 12 sistemas cuádruples, los cuales tienen mayor probabilidad de observar fuentes extendidas en el rango submilimétrico. Estos nuevos datos nos permitirán mejorar los modelos existentes.

1. Introducción

El efecto lente gravitatoria se produce cuando la luz de un objeto distante (fuente) se desvía, debido a una distribución de masa (lente), produciendo imágenes de la fuente (Refsdal, 1964). Uno de los instrumentos que nos proporcionará mayor información sobre estos sistemas es el *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA). Actualmente, en el ciclo cero se encuentran operativas 12 antenas para las configuraciones compacta y extendida con receptores cuyas bandas disponibles son las denominadas 3, 6, 7 y 9, que cubren un rango de frecuencia de 84-720 GHz (MANUAL).

2. Marco teórico del efecto lente

Utilizando el esquema de la figura 1 puede deducirse la ecuación de la lente:

$$\beta = \theta - \alpha(\theta). \quad (1)$$

Esta ecuación relaciona la posición real de la fuente (β) con la posición de la imagen (θ) y el ángulo de deflexión escalado (α). Se definen *densidad de masa superficial* y *densidad de masa superficial crítica* como (ver Schneider, 2006):

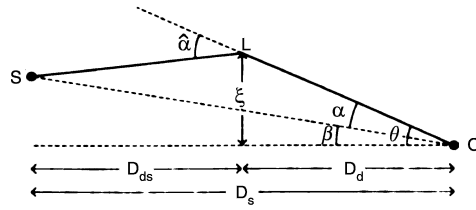


Figura 1. Aproximación geométrica del sistema lente para ángulos pequeños. D_d , D_s y D_{ds} son la distancias a la lente, a la fuente, y la distancia lente-fuente, respectivamente.

$$\Sigma \equiv \int \rho(r) dr, \quad \Sigma_{crit} = \frac{c^2}{4\pi G} \frac{D_s}{D_d D_{ds}}, \quad (2)$$

donde D_s , D_d y D_{ds} son las distancias a la fuente, a la lente y entre la fuente y la lente respectivamente. Para calcular estas distancias usamos el modelo cosmológico “*Lambda Cold Dark Matter*”, (Λ CDM), cuyos parámetros son $\Omega_m \approx 0.28$, $\Omega_\Lambda \approx 0.72$, $\Omega_k \approx 0$.

La curva crítica corresponde a la región donde la magnificación de las imágenes es máxima y la curva cáustica corresponde al mapeo de tal curva crítica por medio de la ecuación de la lente. La formación de las imágenes depende de la posición de la fuente respecto a la curva cáustica. Se observan 2 ó 4 imágenes si la fuente se encuentra fuera o dentro de la cáustica, respectivamente (figura 2). Cuando observamos un sistema cuádruple formando arcos es debido a que las regiones externas de una fuente extensa se encuentran sobre la cáustica.

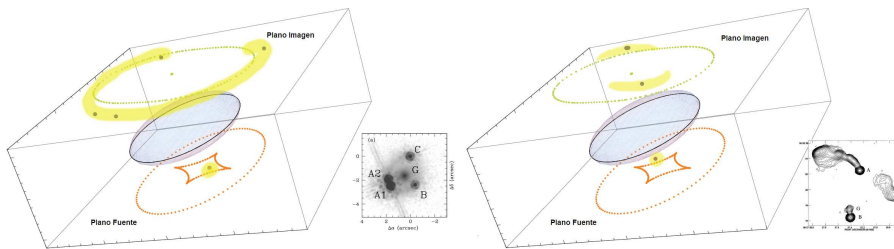


Figura 2. Esquema de las posiciones de las imágenes con respecto al plano de la lente (verde) y su correspondiente mapeo en el plano de la fuente (naranja). Las fuentes extendidas y puntuales se muestran en amarillo y azul, respectivamente. *Izquierda*: Sistema de 4 imágenes formado cuando la fuente se encuentra dentro de la cáustica. *Derecha*: Sistema de 2 imágenes formado cuando la fuente se encuentra fuera de la cáustica.

Ejemplo de generación de arcos es el sistema mostrado en la figura 3. Se observa una fuente extendida que cubre parte de la cáustica (blob) dando origen a dos imágenes y un arco, además un sistema puntual (QSO) situado fuera de la cáustica el cual genera dos imágenes puntuales.

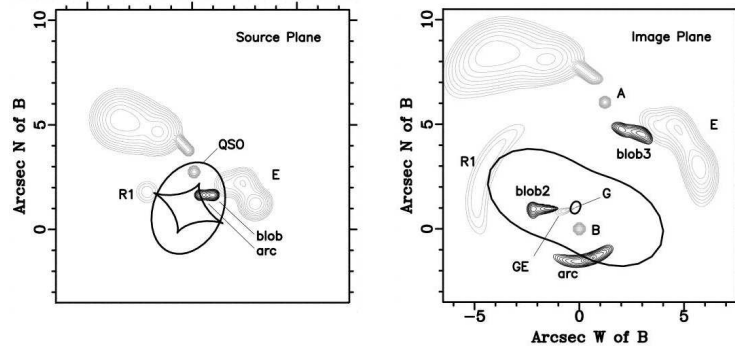


Figura 3. Representación del plano de la fuente (izquierda) y de la imagen (derecha) de QSO 0957+561. Se muestran las curvas cáusticas y críticas en cada plano, y la verdadera posición de la fuente modelado con *GravLens*. También se observa un lóbulo extendido y un radio jet (Wucknitz, 2007).

3. Modelado de sistemas lentes gravitatorias

Para modelar el sistema usaremos *GravLens Software Package v1.07* con un perfil de distribución de masa Elipsoide Singular Isotermo. Este perfil se describe por la densidad de masa ρ y la dispersión de velocidad σ_v las cuales están relacionadas por:

$$\rho(r) = \frac{\sigma_v}{2\pi Gr^2}, \quad \Sigma(\xi) = \frac{\sigma_v^2}{2G}\xi^{-1}, \quad (3)$$

donde $\Sigma(\xi)$ es la masa proyectada y ξ es el parámetro de impacto (figura 1). Los parámetros de entrada de *GravLens* (Keeton, 2002) corresponden: orientación, posición y elipticidad de la lente, y las posiciones de las imágenes. Como resultado el programa entrega: la distorsión y su orientación, la dispersión de velocidad y la posición de la fuente. Un sistema cuádruple en el óptico, con emisión extensa en radio, generará más datos de entrada para el modelo. Además, a menor frecuencia la señal de las observaciones mejorará debido a que los efectos de extinción del polvo y microlente son despreciables.

4. Proyecciones con ALMA

Usando la base de datos de CASTLES, encontramos 54 lentes observables con ALMA. En base al corrimiento al rojo de la fuente estimamos la frecuencia a la cual emitiría el ^{12}CO para sus diferentes transiciones. Con esta muestra seleccionamos los sistemas con 4 imágenes de la fuente en el óptico (tabla 1), ya que estos sistemas presentan una alta probabilidad de formar arcos en el submilimétrico.

De las bandas disponibles en el ciclo 0 es necesario utilizar dos de ellas para la observación de los sistemas listados en la tabla 1, debido a que la frecuencia de emisión del ^{12}CO para los sistemas coinciden sólo con tales bandas. Información de ellas se detalla en la tabla 2:

$n\checkmark$ lente	Nombre	Banda	Z_{lente}	Z_{fuente}
10	HE0230-2130	6,7	2.162	0.52
14	MG0414+0534	6	2.64	0.96
15	HE0435-1223	6,7	1.689	0.46
29	RXJ0911+0551	6	2.80	0.77
32	SDSS0924+0219	6,7	1.524	0.39
47	PG1115+080	6,7	1.72	0.31
49	RXJ1131-1231	7	0.658	0.295
51	SDSS1138+0314	6	2.44	0.45
84	PMNJ1838-3427	6	2.51	0.89
89	MG2016+112	6	3.27	1.01
91	WFI2033-4723	6,7	1.66	0.66
98	Q2237+030	6,7	1.69	0.04

Tabla 1. Lentes candidatas a observar con ALMA.

Banda	Rango de frecuencia (GHz)	Resolución angular (")	Campo de visión (")
6	211-275	0.68	27
7	275-373	0.45	18

Tabla 2. Detalle de las bandas 6 y 7 de la configuración extendida de ALMA.

5. Conclusiones

De los sistemas lentes observables con ALMA seleccionamos 12 sistemas cúdruples, los cuales presentan una alta probabilidad de que sean fuentes extendidas en el submilimétrico, dada la certeza de que se encuentran dentro de la cáustica. Estas estructuras nos proveerían de más datos para mejorar los modelos actuales.

Agradecimientos. A. Bonilla, O. Toloza, I. Fuentes agradecen el financiamiento de la SOCHIAS a través del proyecto Gemini-CONICYT 32100009 y al proyecto FONDECYT 1090673. V. Motta agradece el financiamiento del proyecto FONDECYT 1090673.

Referencias

- C. Keeton 2010, arXiv:astro-ph/0102341v2.
 S. Refsdal 1964, MNRAS, 128, 295
 P. Schneider 2006, Extragal. Astronomy and Cosmology an Introduction. Springer
 O. Wucknitz 2007, arXiv:astro-ph/0709.4005v1.
 ALMA: <http://almascience.eso.org/>.
 MANUAL: <http://almatelescope.ca/ALMAESPrimer.pdf/>.
 GravLens: <http://redfive.rutgers.edu/~keeton/gravlens/>.
 CASTLES: <http://www.cfa.harvard.edu/castles/>.

PRESENTACIÓN MURAL

Análisis de cuasares aislados y en interacción en el relevamiento SDSS-DR7

L. Donoso¹, D. García Lambas^{1,2}, G. Coldwell³ & M. V. Alonso^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (ICATE-CONICET)*

Abstract. We analyze a quasar (QSO) sample from the Sloan Digital Sky Survey DR7. The galaxy formation models report that the feed and activity in black holes are related to galaxy interactions. Taking into account this picture, we study the spectral line properties in QSOs and their relation with the galaxy interaction. We use a QSO sample with nearby interacting galaxies and another one with isolated QSOs. We study the equivalent width in several spectral lines in these QSOs. We find systematic differences in some of the lines in QSOs which interact with galaxies. We discuss these preliminary results in the framework of galaxy formation models with black holes in the central part of the galaxies.

Resumen. En este trabajo se analiza una muestra de cuasares (QSOs) obtenida del catálogo Sloan Digital Sky Survey DR7. Teniendo en cuenta que los modelos de formación de galaxias relacionan la alimentación y la actividad de agujeros negros con las interacciones de galaxias, se investigan las propiedades de líneas espectrales de QSOs y su relación con la presencia de interacción. Para ello, se utilizó una muestra de QSOs conteniendo galaxias próximas con evidencia de interacción. Se estudiaron los anchos equivalentes de diferentes líneas espectrales de los QSOs, encontrándose diferencias sistemáticas en algunas de estas líneas para QSOs en interacción con galaxias. Se discuten estos resultados preliminares en el marco de los modelos actuales de agujeros negros centrales en galaxias.

1. Introducción

Los QSOs forman parte de la familia de galaxias con núcleos activos, llamadas AGNs, que emiten grandes cantidades de radiación en todas las frecuencias. Todas las AGNs pueden ser explicadas en el contexto del modelo unificado como un mismo fenómeno visto de distintos ángulos. De esta manera, los QSOs fueron clasificados como AGNs de tipo I, vistos con una inclinación tal que se observa directamente la región central.

Simulaciones hidrodinámicas de fusiones de galaxias (Di Matteo et al. 2005) muestran que en una interacción se pueden generar dos fenómenos diferentes: la producción

de una intensa formación estelar y un rápido incremento de la tasa de acreción del agujero negro, albergado en lo que se llama galaxia huésped. Basados en estas simulaciones, se pretende estudiar si la interacción de un QSO con galaxias cercanas genera algún cambio observable en su espectro, comparado con QSOs aislados. Estudios de la intensidad de líneas, variabilidad, anchos equivalentes (EWs) y perfiles revelan información de las condiciones físicas, la distribución y dinámica del gas emisor de estas líneas.

En el espectro del QSO podemos observar líneas de emisión anchas generadas por el núcleo, como la serie de Balmer y líneas angostas provenientes del gas interestelar de la galaxia huésped que resulta ionizado por la AGN, tales como: NeV, [OII], el doblete [OIII], [NII] y [SII]. También se observan líneas de absorción, como la banda estelar G que pertenece a la galaxia huésped. Todo esto nos motivó a realizar un estudio estadístico de las distribuciones de EWs de algunas líneas de interés en este tipo de objetos. La luminosidad de la línea [OIII] es un buen indicador de la actividad de la AGN. Estudios como el de Croom et al. (2002) indican que la línea [OII] proviene de regiones con actividad de formación estelar. Por otro lado, las líneas de Balmer son características de regiones HII, donde el medio interestelar es ionizado por estrellas jóvenes y masivas. La intensidad de las líneas de Balmer, en general, se correlacionan con la variación de la tasa de formación estelar.

2. Muestras analizadas

Del catálogo de QSOs del SDSS-DR7 (Schneider et al. 2010), se seleccionaron 4694 objetos en el rango de *redshift* $0.20 < z < 0.40$. Estos QSOs se clasificaron de acuerdo a criterios de separación angular proyectada (r_p) y diferencia de velocidad radial relativa a la galaxia compañera (ΔV) cercana. Las muestras quedaron determinadas conforme a los siguientes criterios:

Sistemas interactuantes QSO-galaxia (10.5 % de la muestra total):

$$r_p < 20 h^{-1} \text{ kpc y } \Delta V < 10000 \text{ km s}^{-1};$$

Sistemas QSO-compañera (61.5 %):

$$20 h^{-1} \text{ kpc} < r_p < 100 h^{-1} \text{ kpc y } \Delta V < 10000 \text{ km s}^{-1}; \text{ y}$$

QSOs aislados (28 %):

$$r_p > 100 h^{-1} \text{ kpc y } \Delta V > 35000 \text{ km s}^{-1}.$$

Los valores de r_p y ΔV utilizados son consistentes con valores típicos de separación entre galaxias y dispersión de velocidades en grupos. El alto valor en ΔV tiene en cuenta las grandes incertezas en las estimaciones del *redshift* fotométrico, que oscila en errores del orden de 5000 km s^{-1} , pudiendo alcanzar hasta 15000 km s^{-1} . Estos criterios fueron confirmados a través de la inspección visual. En el panel izquierdo de la Figura 1 se observa la relación entre *redshifts* fotométricos y espectroscópicos para galaxias con espectro observado. A bajo *redshift*, la dispersión en la relación es más notable, reflejándose en el cálculo de ΔV . En el panel derecho de la Figura 1 se presenta las distribuciones de ΔV para las muestras de QSOs interactuantes y con compañera cercana. Para estudiar el efecto de la interacción con la distancia relativa, se definieron sub-muestras para diferentes cortes en ΔV menores a: 3500, 5000, 7000, 8500 y 10000 km s^{-1} .

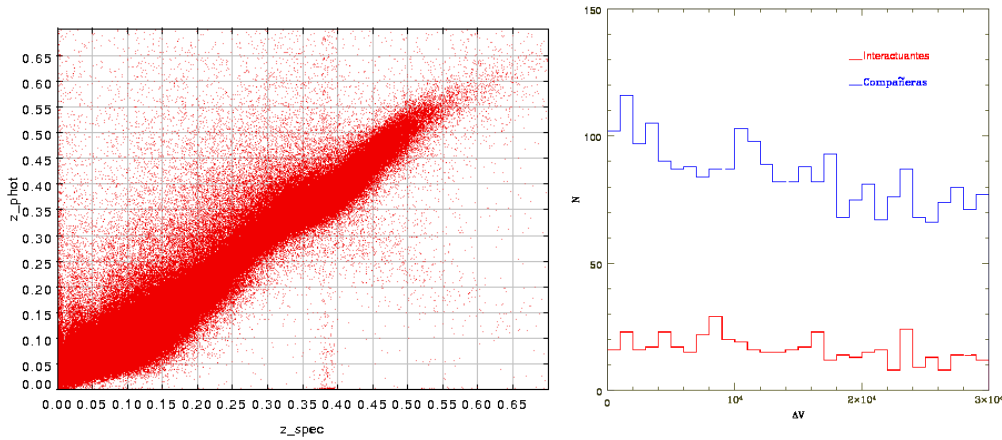


Figura 1. *Izquierda:* Redshifts espectroscópicos vs. Redshifts fotométricos para galaxias de SDSS-DR7 con espectro observado.
Derecha: Distribución de QSOs en sistemas interactuantes y con compañeras en función de ΔV .

3. Análisis espectral

El espectro observado es una integración de la galaxia huésped y la del núcleo asociado a la AGN, aunque gran parte de la luminosidad se debe al núcleo. A través de un análisis cuantitativo de los EWs de líneas espectrales de interés: [OII], [OIII], [NII], H_{α} , entre otras, se pretende estudiar las diferencias en los EWs, debido a la interacción de muestras, de QSOs interactuantes, con compañeras y aislados.

En los paneles de la Figura 2 se presentan los valores medios de EWs de las líneas espectrales en las dos sub-muestras, $\Delta V < 5000 \text{ km s}^{-1}$ y $\Delta V < 7000 \text{ km s}^{-1}$, donde este efecto es más significativo. Se observa que los QSOs en interacción presentan mayores EWs en las líneas espectrales para la sub-muestra de $\Delta V < 5000 \text{ km s}^{-1}$. De las 16 líneas estudiadas, 11 tienen EWs mayores para los interactuantes respecto a los aislados: 4 líneas presentan aumentos mayores que 40 % y sólo 2 líneas menos que 10 %.

En la Figura 3 se presenta la diferencia de los EWs de la línea [OIII] de los QSOs interactuantes y QSOs con compañera cercana comparados con los aislados. Se observa un incremento mayor de los EWs de los QSOs interactuantes comparados con los aislados para ΔV menores a 7000 km s^{-1} , que es del orden de los errores de éste último. En el caso de la comparación de los QSOs con compañeras, no se observan cambios en el comportamiento de los EWs con la separación. Por lo tanto, se observa un efecto mayor en el EW de la línea [OIII] para QSOs interactuantes.

4. Resultados preliminares

El principal resultado es el incremento en los EWs de la mayoría de las líneas espectrales para QSOs en interacción. No se observa este incremento en las líneas: NeV, H_{δ} , banda G, H_{γ} y MgI. El incremento del EW de la línea [OIII] puede estar relacionado con una mayor actividad de la AGN. Las líneas [OII] y H_{α} nos permiten inferir una

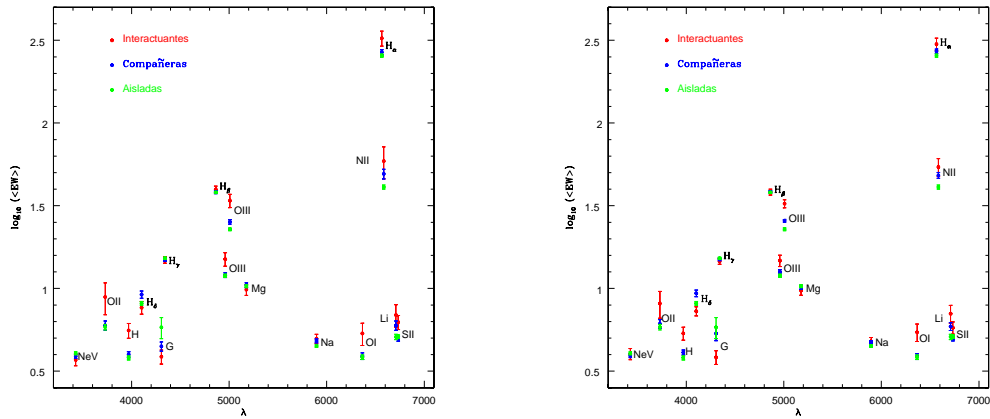


Figura 2. Logaritmo de la media de los EWs y errores en función de la longitud de onda. *Izquierda:* Sub-muestra de $\Delta V < 5000 \text{ km s}^{-1}$. *Derecha:* Sub-muestra de $\Delta V < 7000 \text{ km s}^{-1}$.

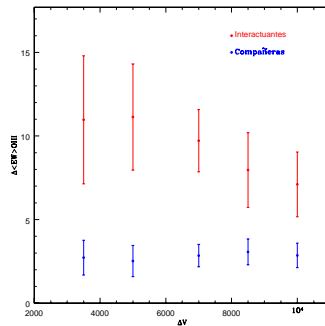


Figura 3. Diferencia de valores medios de EWs de la línea [OIII] en las distribuciones de QSOs interactuantes y con compañera cercana comparados con los aislados.

posible relación con los procesos de formación estelar que pueden tener lugar en las galaxias huésped.

A pesar del alto valor considerado en el criterio de separación ΔV , estos aumentos en los EWs son claramente observados. La interacción podría, de esta manera, estar incrementando una mayor formación estelar y una mayor actividad del agujero negro.

Referencias

- Croom, S. M., Rhook, K., Corbett, E. A., et al. 2002, MNRAS, 337, 275
 Di Matteo, T., Springel, V., & Hernquist, L. 2005, Nat, 433, 604
 Schneider, D. P., Richards, G. T., Hall, P. B., et al. 2010, AJ, 139, 2360

PRESENTACION ORAL

Componentes contra-rotantes en simulaciones de galaxias disco

D. G. Algorry^{1,2,3} & M. G. Abadi^{1,2,3}

(1) *Instituto de Astronomía teórica y experimental (IATE)*

(2) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *CONICET*

Abstract. In this work we present a dynamical analysis of two simulated disk galaxies, having both counter-rotating stellar components. The dynamical properties of the stellar particles of these galaxies, such as velocity, energy and circularity of the orbits, show that there is an internal component which rotates in opposite direction to the galactic disk. This study allows us to compare these simulated galaxies to those found in the last few years having counter-rotating components.

Resumen. En este trabajo se realiza un análisis dinámico de dos galaxias disco simuladas que poseen componentes estelares contra-rotantes. Las propiedades dinámicas de las partículas estelares de estas galaxias, tales como la velocidad, la energía y la circularidad, muestran que existe, en ambos casos, una componente interna que rota en sentido contrario al disco principal de cada galaxia. Esta observación posibilita la comparación directa de estas galaxias con diversas observaciones de galaxias disco con componentes contra-rotantes encontradas en los últimos años.

1. Introducción

La evidencia observacional acumulada en los últimos años muestra que existen galaxias, a lo largo de toda la secuencia de Hubble, que poseen componentes contra-rotantes. Esto significa que dos componentes (gaseosas o estelares) comparten el mismo eje de rotación espacial, pero con sentidos opuestos. El origen de la contra-rotación aún es incierta. No obstante, existen diversos escenarios, tales como eventos de fusión, acreción de satélites o inestabilidades dinámicas, que podrían explicar su formación. El objetivo de este trabajo es, mediante las simulaciones numéricas cosmológicas de N-cuerpos, mostrar que también es posible encontrar este tipo de componentes en galaxias simuladas con el modelo Λ CDM, posibilitando un estudio más detallado de su formación y evolución.

2. Simulaciones numéricas

Las simulaciones numéricas cosmológicas utilizadas en el presente trabajo fueron desarrolladas y presentadas por Piontek & Steinmetz (2009), utilizando el código GAD-

GET2 (Springel 2005). Las mismas incluyen dos tipos de partículas: por un lado, partículas de materia oscura que interactúan entre sí por medio de la dinámica de Newton y, por otro, se encuentran las partículas bariónicas que inicialmente se encuentran en forma de gas. Para la evolución dinámica del gas se utiliza la técnica SPH (Gingold & Monaghan 1977, Lucy 1977), agregando, además, enfriamiento radiativo basado en el modelo de Katz et al. (1996). Los modelos de formación estelar utilizados son los de Katz et al. (1992) y Navarro & White (1994). La tasa de formación estelar se determina a partir de la ley de Schmidt (1959).

Piontek & Steinmetz (2009) simularon la formación y evolución de 7 halos de diferentes masas en el rango $\sim 10^{11} - 10^{12} M_{\odot}$. Las condiciones iniciales corresponden al modelo cosmológico Λ CDM, cuyos parámetros se ajustaron de las observaciones del satélite WMAP3 (Spergel et al. 2007). La masa de cada partícula de gas de la simulación es de $3.54 \times 10^5 h^{-1} M_{\odot}$, en tanto que para cada partícula de materia oscura es de $1.7 \times 10^6 h^{-1} M_{\odot}$.

3. Resultados y discusión

Mediante un análisis de las propiedades dinámicas de las partículas estelares se encontró que, de las 7 galaxias disco simuladas, dos de ellas poseen componentes contra-rotantes. Este análisis se basó en la distribución de la circularidad (ϵ), parámetro definido como la razón entre el momento angular en la dirección z (J_z) de una partícula con una determinada energía, y el momento angular que tendría una partícula, con la misma energía, que rote en una órbita circular en el plano $x - y$ (J_{cir}). Para realizar esto, se rotó la galaxia de tal forma que la distribución espacial del disco se ubique en el plano $x - y$ y, se seleccionaron, para cada galaxia, las partículas estelares ubicadas dentro de una esfera de 30 kpc de distancia desde el centro.

Las distribuciones de circularidades obtenidas para ambas galaxias (Fig. 1, paneles izquierdos), poseen un pico muy pronunciado en $\epsilon \sim 1$, lo que corresponde a estrellas soportadas por rotación. Esto se debe a que ambas galaxias poseen discos rotantes masivos. Por otro lado, ambas distribuciones presentan otro pico en circularidades negativas. En el panel superior izquierdo se observa un pico en $\epsilon \sim -0.45$, con una gran amplitud. Esto se debe a que esta galaxia presenta una componentes contra-rotante masiva. Para el caso del panel inferior izquierdo de la misma figura, se observa un máximo con $\epsilon \sim -0.85$, con una cantidad relativa de partículas menor.

La circularidad en función de la energía (Fig. 1, paneles derechos) muestra también que ambas galaxias presentan tanto una componente co-rotante (circularidades positivas), como una componente contra-rotante (circularidades negativas). La presencia de subestructuras en este diagrama es apreciable. Esto se debe a la existencia de partículas con dinámicas notablemente diferentes. En el caso del panel superior derecho, se observan dos subestructuras dinámicamente diferenciables, en donde la que posee $\epsilon \sim 1$ tiene energías más elevadas y, por lo tanto, se encuentra menos ligada al potencial de la galaxia, en tanto que la otra, tiende a tener partículas muy ligadas al potencial de la galaxia. En la Fig. 2(a), se observa la distribución espacial de estas dos subestructuras, seleccionadas por densidad numérica de partículas en el diagrama energía vs circularidad. En azul, se observa la estructura co-rotante, en forma de disco espacial extendido soportado por rotación, mientras que en rojo se observa la estructura contra-rotante, interna al disco, y con forma de barra.

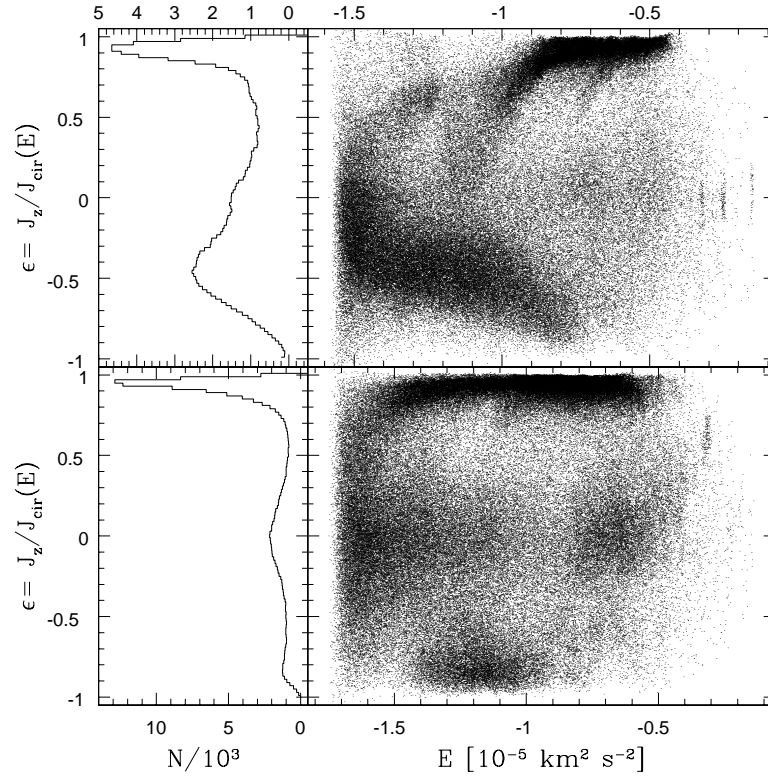


Figura 1. Paneles izquierdos: Histogramas de las partículas estelares, ubicadas dentro de una esfera de 30 kpc de radio desde el centro, de las dos galaxias simuladas en las que se encontraron componentes contra-rotantes. Paneles derechos: Diagramas de energía vs. circularidad de las mismas partículas estelares que en los respectivos histogramas.

El mismo análisis para la otra galaxia evidencia que, el diagrama energía vs. circularidad del panel inferior derecho de la Fig. 1, posee 4 subestructuras dinámicamente diferenciables según la densidad de partículas. En primer lugar, se observa que la componente co-rotante con $\epsilon \sim 1$ posee un amplio rango de energías, mientras que la componente contra-rotante con circularidades negativas en el rango $-1 \leq \epsilon \leq -0.7$ posee energías relativamente bajas. En segundo lugar, se observan dos subestructuras soportadas por dispersión de velocidades, es decir, con $\epsilon \sim 0$. La distribución espacial de las componentes co y contra-rotante de esta galaxia, seleccionadas de la misma forma que la galaxia anterior, se muestra en la Fig. 2(b). En azul se muestra la componente co-rotante con la forma de un disco extendido, en tanto que en rojo se muestra la componente contra-rotante, interna y con forma de anillo.

Otras propiedades de estas simulaciones, tales como la historia de la formación estelar y los perfiles radiales de masas, han sido analizados con el fin de conocer las características de las componentes contra-rotantes en relación a los discos co-rotantes. En ambas galaxias se observó que las partículas estelares de las componentes contra-rotantes son más viejas que las partículas del disco. Además, para el caso de la galaxia barrada, la masa estelar contra-rotante es similar a la co-rotante, con $\sim 2 \times 10^{10}$

M_{\odot} cada una. Mientras que, para la galaxia con anillo contra-rotante, la masa estelar contra-rotante es considerablemente menor que la co-rotante, con $\sim 4 \times 10^9 M_{\odot}$ y $3.3 \times 10^{10} M_{\odot}$, respectivamente.

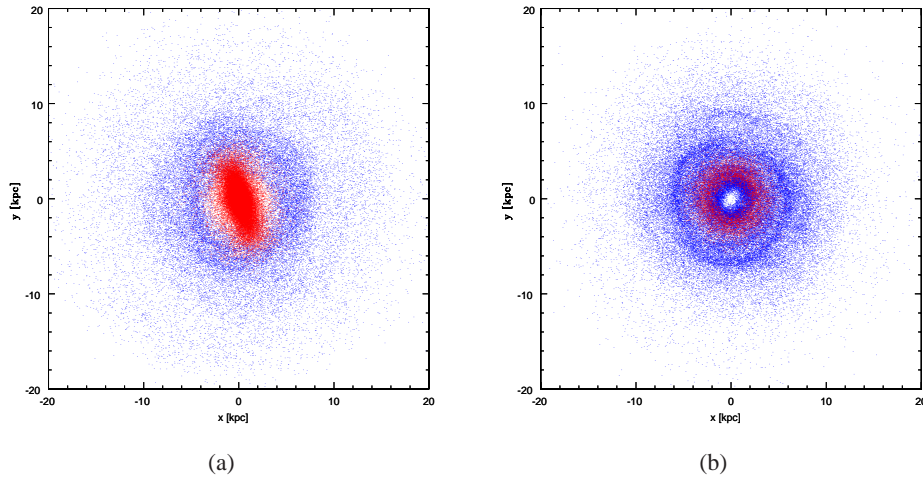


Figura 2. Distribución espacial de las componentes co-rotantes (azul), y de las contra-rotantes (rojo), observadas de frente.

4. Conclusiones

Las simulaciones numéricas analizadas en este trabajo representan una prueba de que, así como es posible encontrar observaciones de galaxias con componentes contra-rotantes en el Universo, también existen galaxias simuladas con este tipo de componente en un modelo cosmológico de materia oscura fría con constante cosmológica. Además, un estudio detallado de las simulaciones puede ayudar a entender las razones de la formación de galaxias con este tipo de componentes.

Referencias

- Gingold, R. A., & Monaghan, J. J. 1977, MNRAS, 181, 375
 Katz, N. 1992, ApJ, 391, 502
 Katz, N., Weinberg, D. H., & Hernquist, L. 1996, ApJS, 105, 19
 Lucy, L. B. 1977, AJ, 82, 1013
 Navarro, J. F., & White, S. D. M. 1994, MNRAS, 267, 401
 Piontek, F., & Steinmetz, M. 2009, arXiv:0909.4167
 Spergel, D. N., et al. 2007, ApJS, 170, 377
 Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 1105

Leo IV & V - A possible dwarf galaxy pair?

M. Blaña¹, M. Fellhauer¹ & R. Smith¹

(1) Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Chile

Abstract. Leo IV and Leo V are two ultra-faint dwarf spheroidal galaxies recently found around the Milky Way. Their distances to the Milky Way are 154kpc and 175kpc respectively. The rather short difference in radial distance and the fact that they also have a small projected distance on the sky led to the idea that we might see a new pair of gravitationally bound galaxies - like the Magellanic Clouds. Our results show that the minimum mass required for the pair to be bound has to be between $1.9 \times 10^9 M_{\odot}$ and $5.4 \times 10^{10} M_{\odot}$ (within the virial radius). Computing the mass within the standard optical radius of 300pc shows that our models are within the predicted range of dark matter content for satellites that faint. We therefore conclude that it is possible that the two galaxies form a bound pair.

Resumen. Leo IV y Leo V son dos galaxias esferoidales ultra-débiles que se descubrieron recientemente alrededor de la Vía Láctea. Se encuentran a 154kpc y a 175kpc respectivamente. Como la distancia entre ellas es pequeña y además se muestran cercanas en su proyección en el cielo, se ha sugerido que podría tratarse de un nuevo par de galaxias enanas unidas gravitacionalmente - como las Nubes de Magallanes. Nuestros resultados muestran que la masa mínima para que el par permanezca unido debe estar entre $1.9 \times 10^9 M_{\odot}$ y $5.4 \times 10^{10} M_{\odot}$ (dentro del radio virial). Además la masa calculada dentro de un radio óptico de 300pc muestra que nuestros modelos concuerdan con lo esperado para galaxias satélites con magnitudes así de débiles. Concluimos que es posible que estas dos galaxias formen un par unido.

1. Introduction

Many new faint dwarf spheroidal (dSph) galaxies have been discovered around the Milky Way (MW) (e.g. Willman et al., 2005; Zucker et al., 2006; and many more). Many of those dwarfs are less luminous than star clusters, but exhibit high velocity dispersions (compared with their luminous masses) (e.g. Simon & Geha, 2007). Should these objects be in virial equilibrium they are the most dark matter (DM) dominated objects known in the universe. They would exhibit mass-to-light (M/L) ratios of more than a thousand (e.g. Simon & Geha, 2007). In this paper we focus on two of these new ultra-faint dwarfs, namely Leo IV (Belokurov et al., 2007) and Leo V (Belokurov et al., 2008). Their properties are studied by many authors: for Leo IV: (Moretti et al., 2009; Simon et al., 2010; Sand et al., 2010) and for Leo V: (Walker et al., 2009a,b). Both galaxies are very close to each other in radial distance (22 kpc) (Moretti et al., 2009; De Jong et al., 2010) and also in projected distance on the sky. Their relative radial velocity differs only by about 50 km s^{-1} . Already in the discovery paper of Leo V the

authors speculate that the two dwarfs could form a bound pair similar to the Magellanic Clouds. De Jong et al. (2010) argued that to form a bound object the twin system would need a lot of DM, much more than it is seen in similar faint satellites. Nevertheless, the authors claimed that it is highly unlikely that the two satellites are a simple by-chance alignment. They also rule out the possibility that the two faint dwarfs are not galaxies at all but simple density enhancements of a stellar stream by orbital arguments. So they conclude that they might be a 'tumbling pair'. With our paper we want to investigate the hypothesis of a bound pair further. Using a restricted N-body code we search for the minimal total mass the system needs, in order to form a tight bound pair.

2. Method

As the current observations only provide radial velocities for the pair, we adopt two alternatives for the velocities in our simulations. First, we investigate the case where each galaxy has only its measured radial velocity, and secondly, we add an outward tangential velocity component of the same order as the radial velocity.

1) We proceed with two main scenarios as follows:

a) *TDMH*: We adopt a scenario where we simulate the two galaxies as two dark matter haloes (TDMH) orbiting each other. To restrict the parameter space we adopt a fixed mass-ratio between the two satellites. Using the measured absolute magnitudes, the luminosity ratio between Leo IV and Leo V is 1.8. In our simulations we adopt this ratio for the masses of the two DM haloes as well. In the TDMH scenario, we also require that the centre of the bigger halo (Leo IV) should not leave the smaller halo (Leo V). This ensures a tight bound pair.

b) *CDMH*: In our alternative scenario, the two galaxies are just two luminous components orbiting within a common DM halo (CDMH). We also put a restriction on the maximum distance: neither of the two luminous components should leave the common halo.

All DM halos are assumed to have a NFW profile and for each of the cases we vary the concentrations of the haloes in a range usually assumed for the dSph galaxies of $c = 5, 10, 20$.

2) We determine the minimum mass of the system to remain bound using restricted N-body simulations to cover the parameter space (Tab.1).

3) Finally we verify the results with full N-body simulations (Tab.1).

In total our investigation produces twelve different solutions to the problem.

3. Results & Conclusion

In Tab.1 and Fig.1(*left panel*) the total DM mass for the two faint satellites is shown. Just by looking at our different cases we get results which differ by an order of magnitude in total mass. The values are very high and would put them amongst the most DM dominated objects known. Still these results do not infer that this scenario is impossible. In the TDMH scenario we compare the masses and M/L-ratios of Leo IV with the values measured by Simon & Geha 2007 within an optical radius of 97pc ($M = 1.4 \pm 1.5 \times 10^6 M_\odot$ and $M/L_V = 78 [M/L_V]_\odot$). Within the same optical radius, our models give masses between $6.8 \times 10^5 M_\odot$ and $6.19 \times 10^6 M_\odot$. Similarly, for the M/L-ratios we have a range of $37 - 344 [M/L_V]_\odot$. We did the same for Leo V within an

optical radius of 67.4pc with $M = 3.3_{-2.5}^{+9.1} \times 10^5 M_{\odot}$ and $M/L_V = 75_{-58}^{+230} [M/L_V]_{\odot}$ (Walker et al., 2009a) and we calculated with our models a mass range of $2.7 \times 10^5 M_{\odot}$ to $2.5 \times 10^6 M_{\odot}$ and a range of $27 - -250 [M/L_V]_{\odot}$ for the M/L-ratios. Furthermore, we checked our results against the trend for dSph galaxies published by Wilkinson et al. (2006) (shown in Fig 1 *right panel* and in Tab.2). They give the M/L-ratios within a standard optical radius of 300 pc. Our simulations predict M/L-ratios, using the same radius, in the range $\log M/L_V = 2.7-3.6$. These values are extremely high but encompass the predictions for dSph galaxies that faint, if an extrapolation of the known values to the faint magnitudes of the Leos is used. The range of observational values allow us to exclude the models with highly concentrated DM haloes ($c = 20$). In the second scenario we assume that both satellites orbit inside a common DM halo. With this scenario we can reduce the required mass by about a factor of four as shown in the cases 7 to 12 in Tab.1. This scenario could be viable if the two satellites are orbiting each other for quite some time. Enough time that their haloes have already merged and formed a common halo, but the two satellites have still not merged in the common centre.

The comparison between the results of the restricted and the full N-body simulations gives deviations of the distance criterion, but they do not change the outcome of the simulations as it is shown in the fourth column in Tab.1. This distance difference would imply an error in the masses of just 10 per cent and it would not alter the inferred M/L-ratios significantly. Therefore it does not change our conclusion. A bound pair in the restricted case is still a bound pair in the full simulations.

Summing up, we conclude that the total mass we infer for the system of the Leos to be bound is in fact within a reasonable range of values. Therefore, it could be possible that the two galaxies form a bound pair, making them an ultra-faint counterpart of the Magellanic Clouds.

References

- Belokurov V., et al. 2007, ApJ, 654, 897
 Belokurov V., et al. 2008, ApJ, 686, L83
 De Jong J.T.A., Martin N.F., Rix H.-W., Smith K.W., Jin S., Macciò A.V. 2010, ApJ, 710, 1664
 Moretti M.I., et al. 2009, ApJ, 699, L125
 Sand D.J., Seth A., Olszewski E.W., Willman B., Zaritzky D., Kallivayalil N. 2010, ApJ, 718, 530
 Simon J.D., Geha M. 2007, ApJ, 670, 313
 Simon J.D., Frebel A., McWilliam A., Kirby E.N., Thompson I.B. 2010, ApJ, 716, 446
 Walker M.G., Belokurov V., Evans N.W., Irwin M.J., Mateo M., Olszewski E.W., and Gilmore G. 2009, ApJ, 694, L114
 Walker M.G., Mateo M., Olszewski E.W., Penarrubia J., Evans, N.W., Gilmore G. 2009, ApJ, 704, 1274
 Willman M.I., Kleya J.T., Gilmore G.F., Evans N.W., Koch A., Grebel E.K., Wyse R.F.G., Harbeck D.R. 2006, Msngr, 124, 25
 Zucker D.B., et al. 2006, ApJ643, L103
 Wilkinson M.I., Kleya J.T., Gilmore G.F., Evans N.W., Koch A., Grebel E.K., Wyse R.F.G., Harbeck D.R. 2006, Msngr, 124, 25

Table 1. This table shows the minimum bound mass for the total system for each of our cases. The first column gives the number of the case, the second is the adopted concentration of the halo(es). The third column gives the total mass of the system, the next column the factor by what the maximum distance differs between the full N-body simulation and the restricted method. The last column is a short explanation for the cases.

Case	c	Tot Mass M_{\odot}	factor	Scenario
0a	—	4.18×10^9	—	Point masses (a)
0b	—	1.47×10^{10}	—	Point masses (b)
1	5	2.09×10^{10}	0.965	TDMH
2	10	1.98×10^{10}	0.953	only radial
3	20	1.89×10^{10}	0.935	velocity
4	5	5.39×10^{10}	0.993	TDMH
5	10	4.83×10^{10}	0.956	radial & tangential
6	20	4.42×10^{10}	0.968	velocity
7	5	4.45×10^9	1.020	CDMH in the
8	10	4.14×10^9	1.003	centre of mass
9	20	3.95×10^9	0.994	only radial velocity
10	5	1.35×10^{10}	0.964	CDMH in the
11	10	1.16×10^{10}	0.987	centre of mass
12	20	1.15×10^{10}	0.891	radial & tangential velocity

Table 2. Simulations with two DM haloes (case 1–6). Mass-to-Light ratios adopting an optical radius of 300 pc. We adopt V -band magnitudes of -5.8 for Leo IV and -5.2 for Leo V.

Case	c	LEO IV	LEO V	Scenario
		$\text{Log}(M_{\odot}/L_{\odot})$	$\text{Log}(M_{\odot}/L_{\odot})$	
1	5	2.544	2.710	TDMH
2	10	2.929	3.092	only radial
3	20	3.343	3.499	velocity
4	5	2.686	2.853	TDMH radial
5	10	3.067	3.232	& tangential
6	20	3.482	3.641	velocity

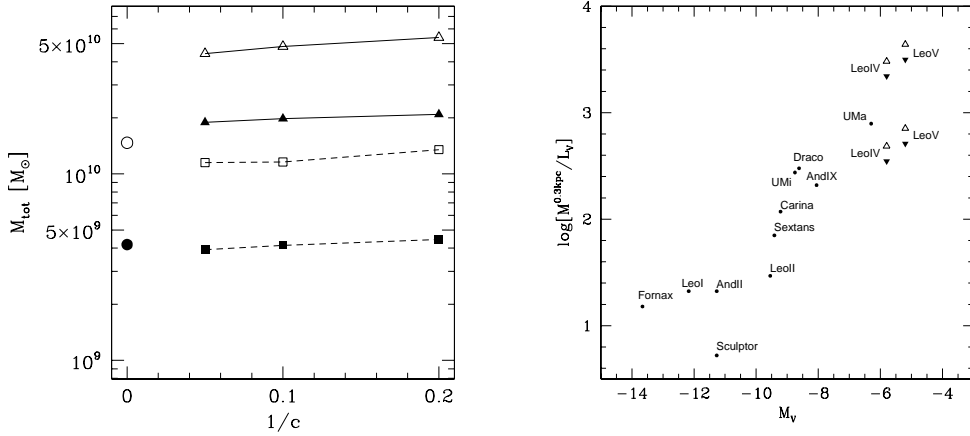


Figure 1. *Left:* Minimum DM mass versus concentration. We plot against $1/c$ to include the point-mass results at $1/c = 0$ (cases 0a,b; plotted as open and filled circle - blue online). Triangles and solid lines are the results of the twin DM halo simulations and squares and dashed lines the results for the common halo simulations. Open symbols represent the simulations using only radial velocities, filled symbols the simulations which also have tangential velocity. *Right:* Mass-to-light ratios assuming a standard optical radius of 300 pc. The circles are dSphs Galaxies of the Local Group as measured by Wilkinson et al. (2006). The filled upside-down triangles are cases 1 and 3 (concentrations $c = 20$ and $c = 5$ respectively) with radial velocities only, the open triangles are cases 4 and 6 ($c = 20$ and $c = 5$) with radial and tangential velocities.

Parte IX

Objetos Compactos y Procesos de Altas Energías

INVITED PAPER

Highlights on the interaction between SNRs and the surrounding medium

E. M. Reynoso^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Argentina*

(2) *Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, UBA, Argentina*

Abstract. When a star explodes as a supernova (SN), about 10^{51} ergs of energy are released in the interstellar medium (ISM). Most SN outbursts occur near or inside the molecular clouds where their progenitor stars were born. An increasing number of SN remnants (SNRs) show signatures of being interacting with neighbouring clouds. Understanding such interactions is crucial both to determine the physical and dynamical conditions and structure of the ISM and to learn about the physical processes that take place in an SNR shock front. Even if molecular clouds are absent, pre-existing magnetic fields can play a key role on the morphology of an SNR. In this paper I review some recent results on the interplay between Galactic SNRs and their surroundings.

Resumen. Cuando una estrella explota como supernova (SN), se liberan unos 10^{51} ergios de energía en el medio interestelar (MIE). La mayoría de las explosiones ocurren cerca o dentro de la nube molecular donde nacieron las estrellas progenitoras. Cada vez más remanentes de supernovas (RSNs) muestran evidencia de interacción con nubes vecinas. Comprender tales interacciones es crucial tanto para determinar las condiciones físicas y dinámicas y la estructura del MIE como para conocer los procesos físicos que se dan en el frente de choque de un RSN. Aún en ausencia de nubes moleculares, los campos magnéticos pre-existentes pueden ser determinantes en la morfología de un RSN. Este artículo presenta una recopilación de los resultados más recientes sobre la influencia mutua entre RSNs galácticos y sus entornos.

1. Introduction

The study of interactions between supernova remnants (SNRs) and the surrounding medium can give us insight on several aspects related both to the interstellar medium and to the SNR itself. The analysis of the HI associated to a SNR gives information on the swept mass and explosion energy and sets limits to the distance. Molecular shocks are useful to study the chemical reactions that take place in unique conditions, impossible to reproduce on Earth-based laboratories. The detection of OH masers at 1720 MHz strongly constrains the physical properties of the shock front and, by Zeeman effect, makes it possible to measure the magnetic field of the shocked gas.

Approximately 85% of Galactic SNRs are estimated to be produced by core collapse SNe, implying that their progenitors were massive stars. Since such stars undergo

a rapid evolution, by the end of their lives they are expected to be close or inside their parental clouds (e.g. Huang & Thaddeus 1986). Therefore, there is a high probability that most SNRs are interacting with molecular clouds. Moreover, SN explosions are likely to take place in an environment locally modified by the strong winds of massive stars during their lifetimes, which can create bubbles, tunnels or bow shocks.

Indicators of SNR-molecular cloud interactions include spectral line broadening, anomalous ratios between lines at different excitation levels, presence of shock tracer molecules like H_2 , HCO^+ , SiO or SO , or detection of OH masers at 1720 MHz. There is growing evidence of the influence that shocked molecular gas has on cosmic rays (CR) acceleration, as suggested by recent high energy observations. This issue will be discussed in the following section.

2. Gamma-ray observations

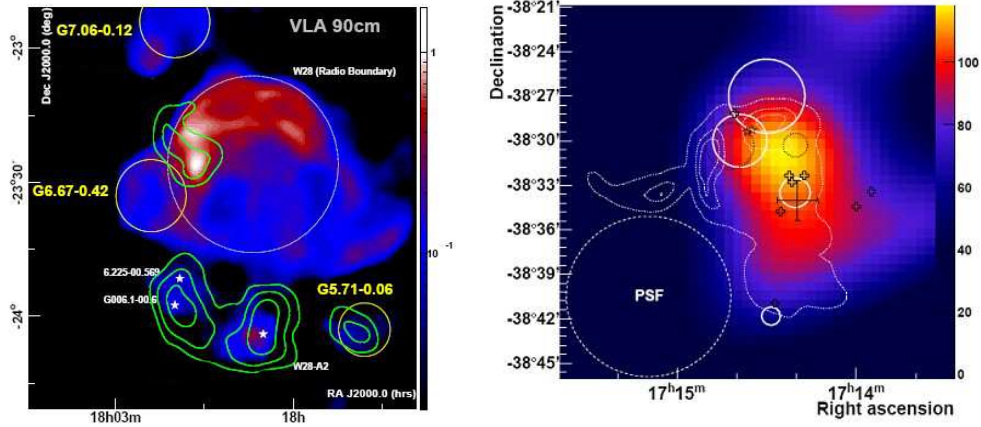
Galactic CRs are believed to be accelerated in SNR shock fronts; however, since they do not radiate efficiently, such hypothesis is hard to be tested. An approach to find evidence of CR acceleration is the detection of γ -ray emission from SNRs interacting with molecular clouds. Such systems are potential high-energy emitters by neutral pion-decay in hadronic interactions, where molecules would be the targets for accelerated CRs escaping from SNR shock fronts.

An example can be found in W28, an evolved SNR about one-degree in size, which is interacting with a molecular cloud to the west (e.g. Frail, Goss & Slysh 1994). Aharonian et al. (2008a) reported the detection of two TeV sources towards this SNR with H.E.S.S. (Fig. 1(a)). One of them lies to the west, in projection onto the molecular cloud as detected with NANTEN (see also Giuliani et al. 2010). The other source lies to the south of W28 and appears to be related with star formation in the field H II regions. The agreement between the former H.E.S.S. source and the Western molecular cloud strongly suggests that the γ -ray emission is of hadronic origin. Aharonian et al. (2008a) estimate that in such case, the CR density should be ~ 10 to 30 times higher than the local value, pointing to W28 as the CR supplier.

W28 was recently detected in GeV with the Fermi Large Area Telescope (Abdo et al. 2010) and in MeV and GeV with AGILE (Giuliani et al. 2010). Combining data from AGILE and H.E.S.S., that is, in the MeV-TeV energy range, Giuliani et al. (2010) conclude that a hadronic scenario is the best explanation for the origin of the γ -rays. Abdo et al. (2010) included radio continuum data and considered three models to fit the energy spectrum, where the dominant mechanism of emission for each model was alternatively (a) Inverse Compton (IC) scattering, (b) electron bremsstrahlung, or (c) π^0 -decay. Cases (a) and (b) need a low gas density which is incompatible with the presence of a molecular cloud. Therefore, a hadronic origin appears as the most likely explanation for the high energy emission.

CTB 37A represents another case of a SNR interacting with a molecular cloud (Frail et al. 1996, Reynoso & Mangum 2000), with two sets of OH 1720 MHz masers at different velocities, one set around -65 km s^{-1} associated with this SNR, and the other around -24 km s^{-1} , with origin in the overlapping SNR G348.5-0.0, seen in projection to the East. A H.E.S.S. source has been detected towards the center of CTB 37A (fig 1(b)) in coincidence with extended X-ray thermal emission (Aharonian et al. 2008b). A hard ($\gtrsim 10 \text{ keV}$) X-ray compact source compatible with a pulsar wind

nebula, was additionally detected with Suzaku projected on the West of the extended emission (Sezer et al. 2011).



(a) Radio continuum image of W28 with VHE emission detected with H.E.S.S. overlaid in green contours. SNRs present in the field are indicated with white circles.

(b) VHE emission detected with H.E.S.S. towards CTB 37A. Radio continuum contours are included. The black open crosses and stars are OH masers at 1720 MHz, while the white circles represent CO clouds.

Figure 1. H.E.S.S. sources associated with W28 and CTB 37A (images courtesy of the H.E.S.S. collaboration¹).

Aharonian et al. (2008b) considered different models to describe the spectrum of CTB 37A. A leptonic origin for the very high energy (VHE; $E > 100$ GeV) emission, either by IC or electron bremsstrahlung, is unlikely due to the absence of non-thermal synchrotron X-ray emission from the clouds; a hadronic dominated scenario is more likely. In such case, the conversion efficiency from mechanical energy to CR varies from 4% to 30% depending on the range of molecular densities adopted. However, if the assumption that the emission is produced inside the clouds is relaxed considering that the VHE resolution is comparable to the size of the clouds, an association between the VHE emission and the candidate PWN seems reasonable. Castro & Slane (2010) found that the spectrum obtained with γ -ray data from Fermi-LAT and H.E.S.S. is well fit with a power-law and therefore they do not rule out a pulsar origin. However, since no nearby ATNF pulsars have been detected, a hypothesis based on interaction with a molecular cloud seems more appropriate. Such model requires a cut-off energy of 80 GeV for the protons.

Castro & Slane (2010) also fit spectra to 3C 391 and G349.7+0.2, two SNRs detected with Fermi-LAT which are known to be interacting with molecular clouds. They both are well fit by a power law model in which the cutoff proton energy is 100 TeV and 160 GeV respectively. There is a noticeable difference between the densities obtained from fitting the γ -ray or the X-ray spectrum, which may indicate that the contribution to the γ -ray emission of clouds close to SNRs is dominant, and are produced by CRs escaping from the shock front.

¹<http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/pages/home/sources/>

3. γ -ray sources and OH maser SNRs

All the SNRs discussed in the previous section are known to be interacting with molecular clouds because they have OH masers at 1720 MHz associated. These masers are collisionally excited and appear when a SNR shock front hits molecular material, provided that the shock is of C-type with velocity between 25 and 50 km s⁻¹, the temperature varies between 80 and 200 K, and the gas density is $10^3 \leq n_{H_2} \leq 10^5$ cm⁻³ (Elitzur 1976). A number of surveys (Frail et al. 1996, Yusef-Zadeh et al. 1996, Green et al. 1997, Koralesky et al. 1998) revealed that 23 SNRs ($\sim 10\%$ of the catalogued SNRs) have OH 1720 MHz masers associated. Measurements of the Zeeman effect in these masers (Brogan et al. 2000) made it possible to estimate the magnetic field for the shocked gas.

Hewitt, Yusef-Zadeh and Wardle (2009) have analyzed if there is a correlation between OH 1720 MHz masers and γ -ray emission associated with SNRs. Using statistical tests, they conclude that there is a strong correlation that can be explained by the slight OH density enhancement triggered by the CR diffusion (Wardle 1999). The X-ray and CR fluxes arising in the SNR shock front, can increase the ionization flux by an order of magnitude or more, creating energetic electrons that collide against the H₂ molecules. The H₂ thus excited, de-excite radiatively producing a weak UV flux enough to dissociate H₂O molecules in the shock front, yielding the warm OH necessary for the 1720 MHz maser emission. The OH column density that produces such emission is in the order of $10^{16} - 10^{17}$ cm⁻² (Wardle 1999, Pihlström et al. 2008).

The correlation study carried out by Hewitt et al. (2009) revealed that ten of the 24 known maser SNRs have GeV or TeV-energy associations. The authors found that CR densities are typically 30 to 150 times higher than observed in quiescent clouds, and that the CR ionization is comparable to, or sometimes dominant over, thermal X-rays ionization. The tight correlation between OH 1720 MHz masers and γ -rays in SNRs renders γ -ray sources a powerful tracer of SNR-molecular cloud interactions.

4. Maser emission in SNRs

4.1. Extended emission at 1720 MHz

While the presence of OH masers at 1720 MHz constitutes a conclusive proof of interaction between a SNR and molecular gas, their detection is rare. Less than 10% of the currently catalogued SNRs have OH 1720 MHz associated. For example, Reach et al. (2002) observed the H₂ 2.12 μ m line towards 3C 391 and found several pre-stellar clumps gravitationally bound. The clump coincident with the single OH maser detected in this SNR amounts only to 3% of the total H₂ luminosity. This means that OH 1720 MHz masers are not biunivocal tracers of molecular shocks.

In a search for OH masers near the Galactic Centre, Yusef-Zadeh et al. (1999) detected extended maser emission at 1720 MHz in two SNRs: G357.7+0.3 and Tornado. In a subsequent paper, Yusef-Zadeh, Wardle & Roberts (2003) also detected extended OH maser emission at 1720 MHz in W28. Recently, Hewitt (2009) carried out a systematic survey for extended emission in SNRs, with positive results for 10 out of 13 SNRs known to be associated with OH 1720 MHz masers. This suggests that extended maser emission in SNRs is quite common. In that case, maser emission from large, nearby SNRs should not be detectable in interferometric surveys with long baselines, such as those performed by Frail et al. (1996), Yusef-Zadeh et al. (1996), Green et

al. (1997), and Koralesky et al. (1998). In addition, Hewitt & Yusef-Zadeh (2009) surveyed 30 newly discovered SNRs (Brogan et al. 2006) and several other SNRs combining single dish Green Bank Telescope (GBT) and VLA observations in the D array, and detected OH masers in 4 SNRs at levels that would have been impossible to detect in the previous surveys. This means that the existing surveys are far from complete. In two SNRs, Kes 69 and IC 443, the regions of extended maser emission are not coincident with the velocity or location of the compact masers (Hewitt, Yusef-Zadeh & Wardle 2008).

Extended OH maser emission at 1720 MHz is an excellent tracer of molecular shocks. As an example, let us consider the case of W44, which is embedded in a molecular complex and is associated with OH masers (Claussen et al. 1997). Reach, Rho & Jarrett (2005) surveyed this SNR in different molecular lines and found clear signatures of interaction at the location of the OH masers. Moreover, the authors also found that the H₂ emission at 2.12 μm is distributed in filaments that run parallel to the radio continuum ones. W44 is one of the 18 out of 95 surveyed SNRs with clearly associated emission in the infrared bands detected with the IRAC camera in the Spitzer Space Telescope (Reach et al. 2006). The emission is stronger in the band where molecular lines are dominant, implying that the radiation comes from molecular shocks. Hewitt, Yusef-Zadeh & Wardle (2009) observed W44 in all four OH ground state lines, and detected extended filaments in emission at 1720 MHz and in absorption at 1667 MHz to the NE, in good agreement with the radio continuum and the IR filaments. From these observations, it is clear that OH absorption also traces regions of interaction between SNRs and molecular clouds. OH absorption is not only a more generic tracer of SNR-molecular cloud interactions than OH masers at 1720 MHz, but also does not need a bright continuum background to be detectable (McDonnell 2010).

An interesting result is derived from the extended maser emission in IC443. Claussen et al. (1997) detected six compact masers clustered in a single spot projected onto this SNR. Hewitt, Yusef-Zadeh & Wardle (2009) uncovered several other clumps towards different directions in the SNR. For clump B, they could separate spectrally the pre- and post-shock gas. Under the assumption of local thermodynamical equilibrium, the 1667 MHz line can be used to compute the OH column density as

$$N_{OH} = 2.2785 \times 10^{14} T_{ex} \int \tau_v dv \text{ cm}^{-2}$$

(Crutcher et al. 1977). Replacing the spectral fits into this equation, the pre- and post-shock column densities are estimated to be 9×10^{13} and $1.1 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$ respectively, in very good agreement with theoretical predictions (see Section 3).

4.2. Masers at other frequencies

So far, most maser surveys towards SNRs were focused on the ground state satellite line at 1720 MHz of the OH. Theoretical predictions (Wardle 2007, Pihlström et al. 2008) suggest that under the same physical conditions but with higher OH column densities, masers can be excited at higher energy levels. However, surveys conducted to detect OH masers at 6 GHz in 15 northern SNRs (Fish, Sjouwerman & Pihlström 2007) and in 35 southern SNRs (McDonnell, Wardle & Vaughan 2008) were unsuccessful. No detections were obtained either for four SNRs observed at 4.7, 7.8, 8.2, and 23.8 GHz (Pihlström et al. 2008). However, OH masers at 6 GHz are detected in several star-forming regions. It is possible that OH densities in SNRs never become so high as to excite masers at 6 GHz (McDonnell 2010).

Another molecule that, like the OH radical, can be collisionally pumped is methanol (CH_3OH). The widespread distribution of CH_3OH makes its masers a potentially unique tool to detect molecular shocks. Zubrin & Shulga (2008) reported a first detection of a 95 GHz CH_3OH maser in Kes 79, which could not be confirmed by subsequent observations (Frail 2008). Methanol masers at 36 GHz (Sjouwerman, Pihlström & Fish 2010) and 44 GHz (Pihlström, Sjouwerman & Fish 2011) have been detected towards the interaction region between Sgr A East and a molecular ridge. The masers at 1720 MHz, 36 GHz and 44 GHz are not positionally coincident, meaning that the physical conditions under which each transition is amplified are not the same. Frail (2008) reported a preliminary VLA detection, in a partial data reduction, of a 44 GHz CH_3OH maser in W28. The confirmation is not published yet. Although 1720 MHz masers are not suitable for radio astrometry because they are extended, as revealed by VLBI observations (Brogan 2005), masers at higher frequencies associated with SNRs can potentially be used to measure distances and expansion velocities (e.g. Honma, Kawaguchi & Sasao 2000).

5. Magnetic fields

While local variations in the density distribution of the ISM have an impact on the evolution of SNRs, in many cases the peculiar morphology of a remnant cannot be ascribed to such inhomogeneities. As an example, let us consider two bilateral SNRs: G296.5+10.0 and SN 1006 (G327.6+14.6; fig. 2(a)). In radio continuum, both SNRs are characterized by two bright lobes with a high degree of symmetry with respect to an axis almost perpendicular to the Galactic Plane (Kesteven & Caswell 1987, Roger et al. 1988). Attempts have been made to explain this morphology through inhomogeneities in the ISM in the form of clouds, tunnels or elongated cavities, but HI surveys did not support this picture (Giacani et al. 2000, Dubner et al. 2002) since, as expected for SNRs far above the Galactic Plane like in these two cases, the ISM is highly homogeneous.

G296.5+10.0 is believed to come from a core collapse event, as evidenced by its central X-ray pulsar (Zavlin et al. 2000). Massive stars undergo mass losses during their lives through strong winds, creating bubbles in the ISM. If the stellar wind is magnetized, Chevalier & Luo (1994) propose that the toroidal magnetic field is amplified and thus the bubble will be elongated in the polar direction because the magnetic tension will constrain the flow in the equatorial direction.

Harvey-Smith et al. (2010) performed a polarimetry study of G296.5+10.0 focusing on the analysis of the Faraday rotation, and found that the rotation measure (RM) in the eastern and in the western lobes have opposite signs. This pattern implies that the magnetic field component parallel to the line of sight points towards or against us on either side of the symmetry axis. The reversal in the magnetic field orientation, as well as the magnitude of the RM, are well explained by an azimuthal magnetic field in the stellar wind of a red supergiant progenitor.

The case of SN 1006 is different. There is a general agreement in that this SNR is the result of a type Ia event. The shape of the shell is quite circular, in contrast to the elongated morphology of G296.5+10.0. Thus, the argument of a magnetized wind prior to the explosion does not hold here. Still, the pre-existent interstellar magnetic field seems to have played a key role in the bilateral morphology of this SNR, as discussed below.

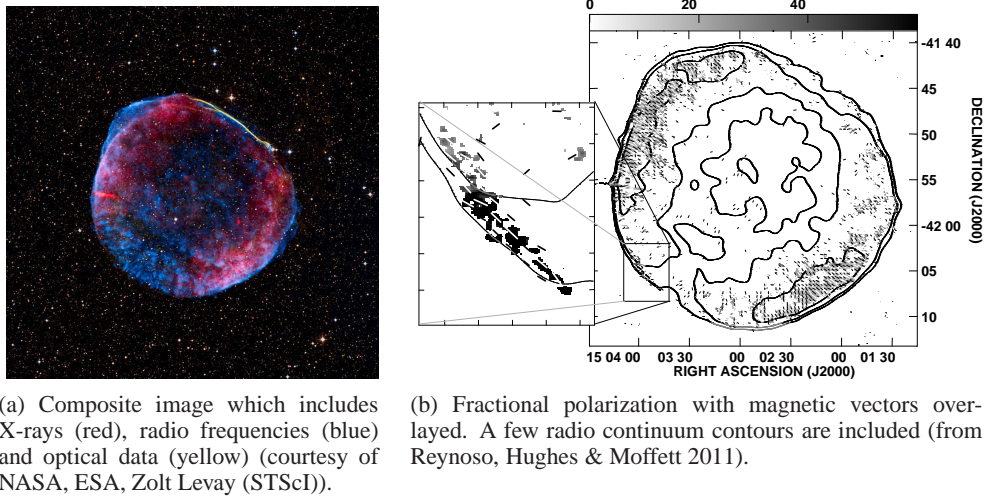


Figure 2. Images of SN 1006.

Fulbright & Reynolds (1990) simulated bipolar morphologies in SNRs under two assumptions, depending on whether particle injection and acceleration was more efficient in parallel shocks or in perpendicular shocks, where parallel and perpendicular refer to the relative direction between the magnetic field and the normal to the shock front. In their model, the two limbs correspond to polar caps in the first case and to an equatorial belt in the second. Rothenflug et al. (2004) analyzes an XMM-Newton image of SN 1006 and concludes that the geometry is explained considering the lobes as two polar caps. The picture, however, is not clear since radio observations prefer the equatorial belt geometry (Schneiter et al. 2010 and references therein).

Reynoso, Hughes & Moffett (2011) carried out a polarization study of SN 1006 and found that while the magnetic field orientation is predominantly radial at the bright lobes, it is tangential at the SE, where the radio emission is extremely weak (fig. 2(b)). At the same time, the fractional polarization is about 17% in the lobes but raises up to almost the theoretical value of 71% at the SE (see inset in fig. 2(b)). The distribution of the orientation of the magnetic field vectors in the lobes can be fitted by a broad component extending from 0° to 90° , and a narrow peak centered at 60° , which is coincident with the direction of the Galactic Plane (Reynoso, Hughes & Moffett, in preparation).

If the direction of the interstellar magnetic field towards SN 1006 is parallel to the Galactic Plane, then we can conclude that particle injection and acceleration are more efficient in parallel shocks. The low polarization fraction at the lobes agrees with a turbulent magnetic field. Those spots where the magnetic field is locally amplified act as centers of diffusion for particle acceleration in collisionless shocks. On the contrary, in regions where the magnetic field is highly ordered and then particle acceleration is inefficient, we expect both very weak synchrotron emission and a high degree of polarization, as observed at the SE. This scenario is further supported by the recent detection of VHE emission from the lobes with H.E.S.S. (Acero et al. 2010).

6. Conclusions

Since in most cases VHE emission from SNRs can be explained by a hadronic origin, the detection of such emission is evidence not only of interaction between SNRs and molecular clouds, but also of CR acceleration in SNRs. On the other hand, extended maser emission at 1720 MHz appears to be a common phenomenon and may be the reason for the paucity of compact OH masers detected so far. Moreover, extended emission, as well as absorption in the main lines (1665 and 1667 MHz), are good tracers of wider extensions of shock front interactions with molecular gas. OH masers at higher frequencies are theoretically predicted but remain still undetected, while there are claims of detection of methanol masers which need confirmation. Masers at frequencies higher than 1720 MHz can be useful to measure distances and expansion velocities of close SNRs through radio astrometry. Finally, the CSM or ISM can determine the morphology of a SNR through their magnetic fields even if the gas density distribution were homogeneous.

Acknowledgments. I am grateful to the Scientific Organizing Committee for inviting me to give this review talk at the 54 AAA and IX SOCHIAS Annual Meeting, and to the Local Organizing Committee for the financial support. My research is funded with grants PIP 114-200801-00428 (CONICET) and UBACyT 20020090200039 (UBA).

References

- Abdo, A. A., et al., 2010, *ApJ*, 718, 348
Acero, F., et al., 2010, *A&A*, 516, 62
Aharonian, F., et al., 2008a, *A&A*, 481, 401
Aharonian, F., et al., 2008b, *A&A*, 490, 685
Brogan, C. L., 2005, in "Future Directions in High Resolution Astronomy: The 10th Anniversary of the VLBA", eds. J. D. Romney and M. J. Reid, ASP Conference Series, 340, 334
Brogan, C. L., et al., 2000, *ApJ*, 537, 875
Brogan, C. L., et al., 2006, *ApJ*, 639, L35
Castro, D., Slane, P., 2010, *ApJ*, 717, 372
Claussen, M. J., Frail, D. A., Goss, W. M., Gaume, R. A., 1997, *ApJ*, 489, 143
Crutcher, R. M., 1977, *ApJ*, 216, 308
Dubner, G. M., et al., 2002, *A&A*, 387, 1047
Elitzur, M., 1976, *ApJ*, 203, 124
Fish, V. L., Sjouwerman, L. O., Pihlström, Y. M., 2007, *ApJ*, 670, L117
Frail, D. A., 2008, *Mem. S.A.It.*, 75, 282
Frail, D. A., Goss, W. M., Slysh, V. I., 1994, *ApJ*, 424, L111
Frail, D. A., et al., 1996, *AJ*, 111, 1651
Fulbright, M. S., Reynolds, S. P., 1990, *ApJ*, 357, 591
Giacani, E. B., et al., 2000, *AJ*, 119, 281
Giuliani, A., et al., 2010, *A&A*, 516, 11
Green, A., et al., 1997, *AJ*, 114, 2058
Harvey-Smith, L., et al., 2010, *ApJ*, 712, 1157
Hewitt, J. W., 2009, PhD Thesis, Northwestern University

- Hewitt, J. W., Yusef-Zadeh, F., 2009, *ApJ*, 694, L16
- Hewitt, J. W., Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., 2008, *ApJ*, 683, 189
- Hewitt, J. W., Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., 2009, *ApJ*, 706, L270
- Honma, M., Kawaguchi, N., Sasao, T., 2000, *Proc. SPIE*, 4015, 624
- Huang, Y.-L., Thaddeus, P., 1986, *ApJ*, 309, 804
- Kesteven, M. J., Caswell, J. L., 1987, *A&A*, 183, 118
- Koralesky, B., et al., 1998, *AJ*, 116, 1323
- McDonnell, K. E., 2010, PhD Thesis, Macquarie University
- McDonnell, K. E., Wardle, M., Vaughan, A. E., 2008, *MNRAS*, 390, 49
- Pihlström, Y. M., et al., 2008, *ApJ*, 676, 371
- Pihlström, Y. M., Sjouwerman, L. O., Fish, V. L., 2011, *ApJ*, 739, L21
- Reach, W. T., et al., 2002, *ApJ*, 564, 302
- Reach, W. T., et al., 2006, *AJ*, 131, 1479
- Reach, W. T., Rho, J., Jarrett, 2005, *ApJ*, 618, 297
- Reynoso, E. M., Hughes, J. P., Moffett, D. A., 2011, *RMxAC*, 40, 201
- Reynoso, E. M., Mangum, J. G., 2000, *ApJ*, 545, 874
- Roger, R. S., et al., 1988, *ApJ*, 332, 940
- Rothenflug, R., et al., 2004, *A&A*, 425, 121
- Sezer, A., et al., 2011, *MNRAS*, 417, 1387
- Schneider, E. M., Velázquez, P. F., Reynoso, E. M., de Colle, F., 2010, *MNRAS*, 408, 430
- Sjouwerman, L. O., Pihlström, Y. M., Fish, V. L., 2010, *ApJ*, 710, L111
- Wardle, M., 1999, *ApJ*, 525, L101
- Wardle, M., 2007, in *IAU Symp. 242, Astrophysical Masers and their Environments*, ed. J. Chapman & W. A. Baan (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 336
- Yusef-Zadeh, F., et al., 1996, *ApJ*, 466, L25
- Yusef-Zadeh, F., et al., 1999, *ApJ*, 512, 230
- Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., Roberts, D. A., 2003, *ApJ*, 583, 267
- Zavlin, V. E., Pavlov, G. G., Sanwal, D., Trümper, J., 2000, *ApJ*, 540, L25
- Zubrin, S. Yu., Shulga, V. M., 2008, *Young Scientists Conference, 15th Proceedings*, Eds. Choliy V. Ya., Ivashchenko G., p41

PRESENTACIÓN MURAL

White dwarf - M dwarf binaries from Sloan Digital Sky Survey

C. Agurto¹, A. Rebassa-Mansergas¹ & M. R. Schreiber¹

(1) *Departamento de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias, Universidad de Valparaíso, Avenida Gran Bretaña 1111, Valparaíso, Chile*

Abstract. Observational studies based on a large and homogeneous sample of white dwarf-M dwarf (WD/dM) binaries are extremely important to constrain the evolution and formation of all close compact binaries. In this work we make use of the last data release from the Sloan Digital Sky Survey (Data Release 8) to update the most complete catalogue of WD/dM binaries available today.

Resumen. Estudios observacionales basados en una muestra homogénea de binarias compuestas por una enana blanca y una enana tipo M (WD/dM), son de gran importancia para entender la evolución y formación de binarias compactas. En este trabajo se hará uso de los últimos datos entregados por el Sloan Digital Sky Survey para actualizar la completitud del catálogo de binarias WD/dM.

1. Introduction

White dwarf - M dwarf (WD/dM) binaries are compact binary stars formed by a white dwarf primary and a low-mass M-dwarf companion. Approximately 3/4 of the WD/dM binaries never interacted (Willems & Kolb 2004), hence their orbital periods are very long (>100 days). The remaining $\sim 1/4$ underwent a common envelope phase (CE, see Iben & Livio 1993) and are found at much closer separations and shorter orbital periods ($\lesssim 1$ day). Those WD/dM binaries that are formed through a CE phase are called post-common-envelope binaries (PCEBs).

The CE phase is the most important process in the formation of all close compact binaries, however it is poorly understood and severely unconstrained by observations. PCEBs formed by a white dwarf primary and a low-mass main sequence companion are excellent systems to constrain CE phase because they are numerous, bright, and the physical properties of their stellar components are relatively well understood.

2. Objective and method

The Sloan Digital Sky Survey (SDSS)¹ offers the possibility of increasing considerably the number of WD/dM binaries available for observational studies. Rebassa-Mansergas et al. (2010, 2012) identified more than 2000 objects in the data release (DR) 7 of SDSS. The aim of this work is to increase the number of SDSS WD/dM binaries by searching for such systems within SDSS DR8. This well defined and homogeneous sample of WD/dM binaries will offer excellent basis for future observational follow-up studies that will help constraining the physics of CE phase.

To update the SDSS DR7 binary catalogue with new systems of SDSS DR8 we will follow two strategies. On the one hand we will apply colour cuts defined for WD/dM binaries to select photometric target candidates with available spectra. After a visual inspection of the selected spectra we will select those that are definite WD/dM binaries. On the other hand, we will identify WD/dM binaries in an analogous fashion as in Rebassa-Mansergas et al. (2010, see Figure 1). This will allow us to compare the two methods and estimate the completeness of the DR8 SDSS WD/dM binary catalogue.

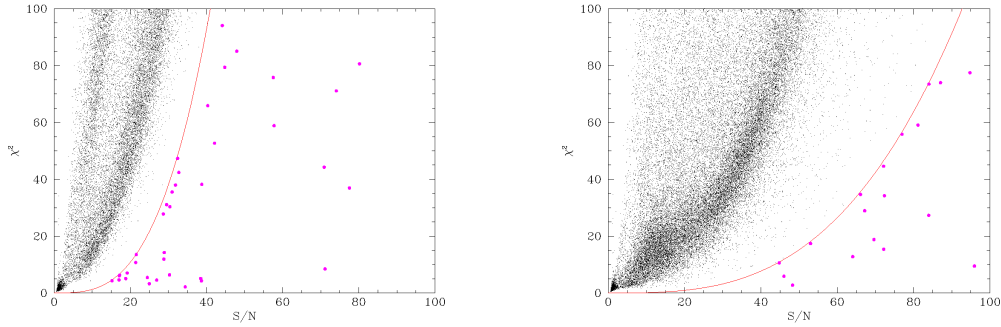


Figure 1. $\chi^2 - S/N$ plane obtained fitting two WD/dM binary templates to the entire SDSS spectra database. Objects falling in the area defined by $\chi_{\text{spec}}^2 < a \times S/N^b$ were considered WD/dM binary candidates. Left panel: $\chi_{\text{spec}}^2 < 0.001 \times S/N^{3.1}$. Right panel: $\chi_{\text{spec}}^2 < 0.0001 \times S/N^{3.05}$. WD/dM binary candidates are shown in magenta, in red the equation $\chi_{\text{spec}}^2 < a \times S/N^b$ defined for each template. Taken from Rebassa-Mansergas et al. (2010).

3. Preliminary results

To identify WD/dM binary candidates from the SDSS DR8 spectroscopic data base, we used SDSS ugriz colour selection criteria defined to select WD/dM candidates (See Figure 2), and used the Casjobs² interface (Li & Thakar, 2008) to detect the number of point sources with clean photometry and available SDSS spectra satisfying the colour criteria. We then visually inspected the spectra of the 4053 selected candidates. Among

¹<http://www.sdss3.org/dr8>

²<http://casjobs.sdss.org/CasJobs>

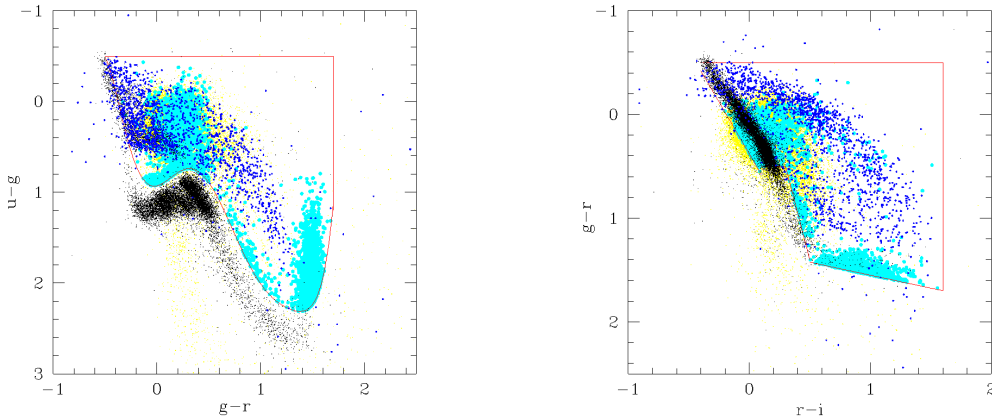


Figure 2. $u-g$ vs. $g-r$ (left panel) and $r-i$ vs. $g-r$ (right panel) colour-colour diagrams of DR8 WD/dM selected candidates (cyan dots), DR7 WD/dM binaries (blue dots), main sequence stars (black dots), and quasars (yellow dots). Our colour selection defined for selecting WD/dM binaries are given in red solid lines.

the 4053 objects we identified only 41 as definite WD/dM binaries, indicating that DR8 has targeted many less systems as in previous releases. In Figure 3 we show the spectra of six of the new 41 WD/dM binaries we have found.

4. Conclusion

Close compact binaries are one of the most interesting objects in the Galaxy. However, to fully understand how they evolve it is necessary to observationally constrain the common envelope phase. WD/dM binaries are excellent candidates for such purposes, and thanks to the SDSS the number of available WD/dM binaries identified for future follow-up studies is dramatically increasing. In this work we have presented preliminary results focussed on the identification of WD/dM binaries within the latest data release of SDSS, the DR8. So far only 41 systems have been identified. This is a simple consequence of SDSS DR8 selecting main sequence stars as priority targets for the spectroscopic survey, a kind of objects that are clearly excluded in our colour selection. Once finished, this work will provide an update of the previous SDSS WD/dM binary catalogue from DR7, and will be by far the most complete and homogeneous sample of WD/dM binaries.

References

- Willems, B. & Kolb, U., 2004, *A&A*, 419, 1057
 Iben I, J. & Livio, M., 1993, *PASP*, 105, 1373
 Rebassa-Mansergas, A. et al., 2012, *MNRAS* 419 806-816
 Rebassa-Mansergas, A., Gansicke, B. T., Schreiber, M. R., Koester, D., & Rodriguez-Gil, 2010., *MNRAS* 402 620-640
 Li, N. & Thakar, A. R. 2008, *Computing in Science and Engineering*, 10, 18

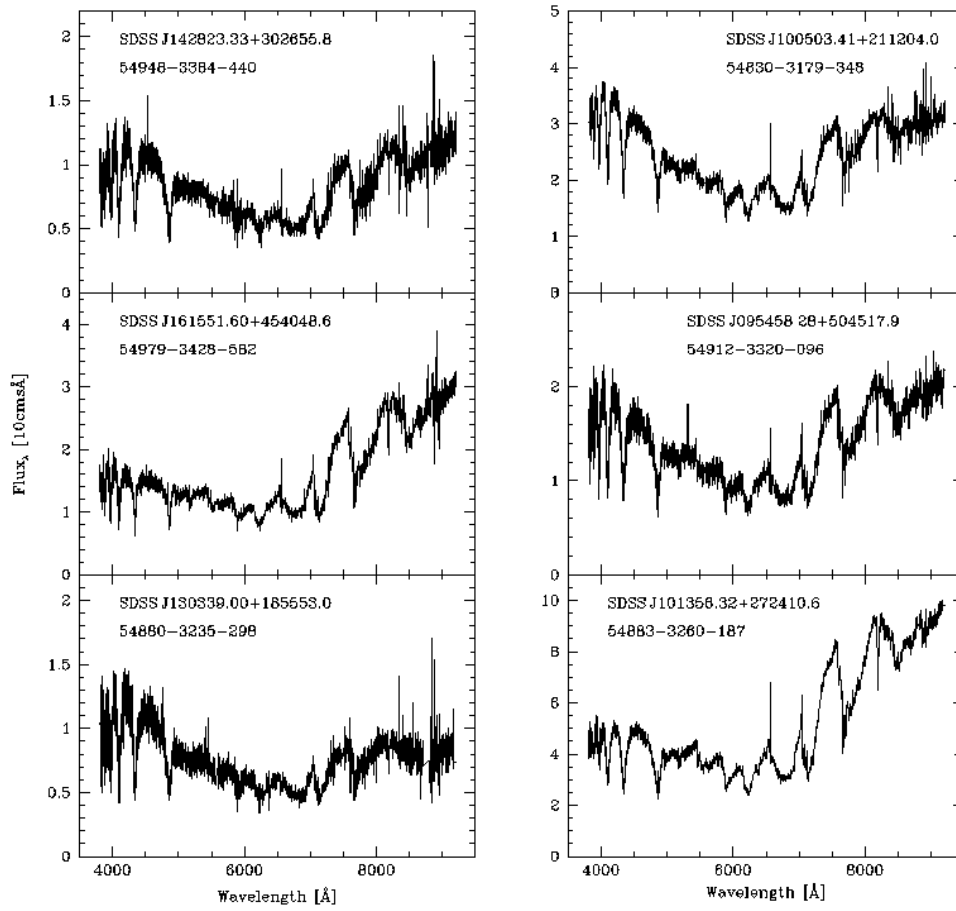


Figure 3. WD/dM binaries from DR8.

PRESENTACIÓN ORAL

Orbital evolution of super-massive black hole binaries surrounded by a gaseous disc

J. Cuadra¹

(1) *Departamento de Astronomía y Astrofísica, Facultad de Física, Pontificia Universidad Católica de Chile, Santiago, Chile*

Abstract. We investigate the evolution of black hole binaries embedded within geometrically thin gas discs. Our results imply that such discs can produce black hole mergers for relatively low-mass binaries, and that a significant population of eccentric binaries might exist at separations of a few 0.01 pc.

Resumen. Investigamos la evolución de binarias de agujeros negros rodeadas por discos delgados de gas. Nuestros resultados muestran que estos discos podrían producir fusiones de agujeros negros para binarias de masas relativamente bajas, y que una población significativa de binarias excéntricas podría existir con separaciones de pocos 0.01 pc.

1. Introduction

Galaxies form via mergers of lower mass progenitors, most of which host supermassive black holes (SMBHs). Following a galaxy merger, the SMBHs sink toward the centre of the merger product and form a binary. What happens next is less clear: angular momentum loss to either stars or gas is required to bring the black holes into the gravitational radiation inspiral regime, in which the coalescence occurs rapidly.

The dissipative nature of gas allows inflow down to pc scales in galactic nuclei after galaxy mergers (Springel et al. 2005; Mayer et al. 2007). Prior work has established that nuclear gas discs are likely to be important for SMBH binary mergers (Armitage & Natarajan 2002; Escala et al. 2005; Dotti et al. 2007; MacFadyen & Milosavljević 2008).

Here we revisit the interaction between a SMBH binary and a relatively low mass circumbinary gas disc. Our main innovation is to use simulations that directly resolve the transport of angular momentum due to the disc self-gravity. We study the rate at which the gas drives the binary toward merger, and the effect that the gas disc has on the eccentricity of the binary. For further details refer to our full-length papers (Cuadra et al. 2009; Roedig et al. 2011).

2. Numerical set-up

We present models that follow a binary with mass ratio $q = M_1/M_2 = 3$. Results are expressed in terms of the initial binary separation a_0 , mass $M = M_1 + M_2$, and orbital frequency $\Omega_0 = (GM/a_0^3)^{1/2}$. Around the binary we set an aligned, co-rotating

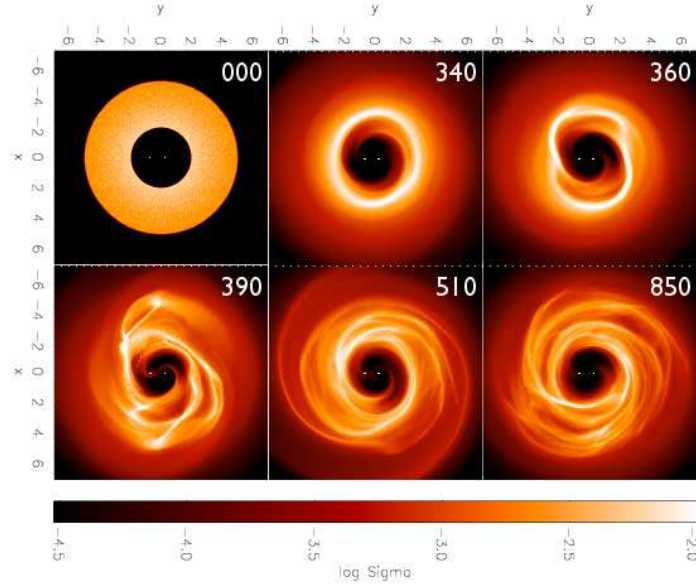


Figure 1. Logarithmic maps of the disc column density (in units of $M a_0^{-2}$) at different times. The panel at $t = 0$ shows the smooth initial conditions. Until $t \approx 350\Omega_0^{-1}$, material piles up at $R \approx 3a_0$, forming a dense ring. The ring breaks due to its self-gravity developing a spiral pattern. The disc stays in that state until at least $t \approx 1200\Omega_0^{-1}$, when the simulation is stopped.

circular disc of gas. The disc has a total mass of $M_d = 0.2M$, extends initially from $2a_0$ to $5a_0$, and has a thickness of $H/R = 2M_d/M$.

We evolve the system with the SPH code GADGET-2 (Springel 2005). The code solves for the hydrodynamics and Newtonian gravitational forces of the system. We take into account radiative cooling defining a cooling time proportional to the orbital time of the gas, $t_{\text{cool}} = \beta/\Omega$, with $\beta = 10$. This value of β ensures that the disc transports angular momentum instead of fragmenting (Gammie 2001; Rice et al. 2005; Nayakshin et al. 2007; Alexander et al. 2008).

3. Numerical results

The evolution of the disc is shown in Fig. 1. After a transient phase, the gas reaches a quasi-steady state characterised by a spiral pattern that transfers the angular momentum of the binary outward, making its orbit shrink.

Figure 2 shows the evolution of the binary orbital elements from our simulations. The orbit of the binary shrinks initially at a rate $da/dt \sim -10^{-4}a_0\Omega_0$. Later the rate of decay slows down due to the disc expansion, which is a consequence of the finite disc extension in our numerical models.

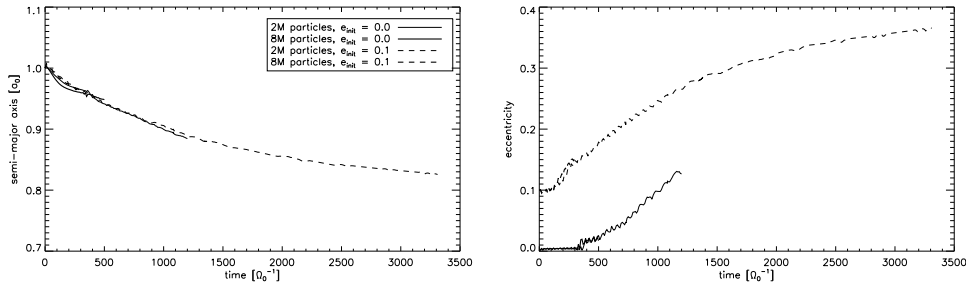


Figure 2. Evolution of the binary orbit elements a (left panel) and e (right) for different simulations. Solid lines show runs with the binary in an initially circular orbit, while dashed lines show binaries with $e = 0.1$ initially. In both cases the eccentricity grows, and the orbital decay proceeds at the same rate.

We also measured the binary eccentricity, finding that it initially grows at a rate $de/dt \sim 10^{-4}\Omega_0$ when starting from low e . Our latest numerical tests show that this growth saturates at $e \sim 0.6$ (Roedig et al. 2011).

4. Analytical estimates

For the systems we simulated, we find a good agreement between the shrinking rate obtained in our simulations and that from analytical models (Ivanov et al. 1999), which show that the rate of decay depends on the mass available on the disc, a very uncertain parameter. However, we can still estimate a *maximum* rate of decay. This limit exists because a very massive disc would fragment into stars rather than remaining as a fluid structure, destroying the hydrodynamic interaction that leads to shrinkage (Gammie 2001; Rice et al. 2005).

With a maximum disc mass (Levin 2007), we calculate the optimal rate of binary shrinking using the analytical models cited above. Figure 3 shows the corresponding time-scale. At large separations, the mass needed to make the disc fragment is small, thus the transport of angular momentum cannot be efficient. At short separations, much more mass is needed for fragmentation, so the shrinking can be faster. We also show the time-scale for orbital decay produced by scattering stars (Milosavljević & Merritt 2003). Where both time-scales meet the evolution of the binary is the slowest. This ‘hang-up’ point gives us an estimate of how fast the binary can merge. We also expect binaries to spend most of their evolution at that distance. Figure 3 shows the values of the hung-up time-scale t_{hu} and separation a_{hu} as a function of binary mass. For masses $M < 10^7 M_\odot$, t_{hu} is shorter than the Hubble time, therefore it is possible for such a binary to merge through the method described in this paper. Such binaries could most likely be caught at distances $a_{\text{hu}} \sim 0.01\text{--}0.06$ pc.

We interpret the evolution of the eccentricity as the result of the secondary–disc gravitational interaction at apocentre. Their angular velocities match when the binary eccentricity is $e \sim 0.7$. We expect a small residual eccentricity to be detectable by a *LISA*-kind mission (Roedig et al. 2011).

Acknowledgments. This article is based on work done together with several collaborators (Cuadra et al. 2009; Roedig et al. 2011). I acknowledge support from FON-

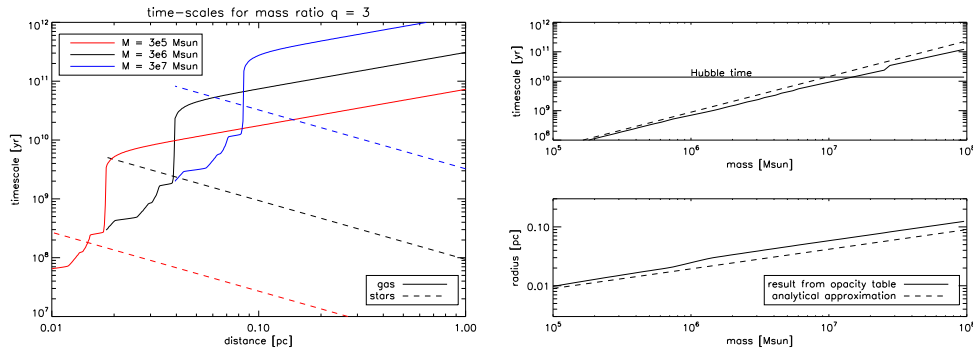


Figure 3. *Left:* Time-scale for orbital decay of binaries of different masses. Both the maximum effect of a disc (solid lines) and the effect of stars (dotted) are plotted. *Right:* Hung-up time-scale for the evolution of the system including the effect of both stars and disc; binary separation at that point.

DAP (15010003), FONDECYT (11100240), Basal (PFB0609) and VRI-PUC (Inicio 16/2010); and the anonymous referee for suggestions that improved this article.

References

- Armitage, P.J. & Natarajan, P. 2002, *ApJ*, 567, L9
 Alexander, R.D., Armitage, P.J., Cuadra, J. & Begelman, M.C. 2008, *ApJ*, 674, 927
 Cuadra, J., Armitage, P.J., Alexander, R.D. & Begelman, M. 2009, *MNRAS*, 393, 1423
 Dotti, M., Colpi, M., Haardt, F. & Mayer, L. 2007, *MNRAS*, 379, 956
 Escala, A., Larson, R.B., Coppi, P.S. & Mardones, D. 2005, *ApJ*, 630, 152
 Gammie, C.F. 2001, *ApJ*, 553, 174
 Ivanov, P.B., Papaloizou, J.C.B. & Polnarev, A.G. 1999, *MNRAS*, 307, 79
 Levin, Y. 2007, *MNRAS*, 374, 515
 MacFadyen, A.I. & Milosavljević, M. 2008, *ApJ*, 672, 83
 Mayer, L., Kazantzidis, S., Madau, P., et al. 2007, *Science*, 316, 1874
 Milosavljević, M. & Merritt, D. 2003, *ApJ*, 596, 860
 Nayakshin, S., Cuadra, J. & Springel, V. 2007, *MNRAS*, 379, 21
 Rice, W.K.M., Lodato, G. & Armitage, P.J. 2005 *MNRAS*, 364, L56
 Roedig, C., Dotti, M., Sesana, A., Cuadra, J., Colpi, M. 2011, *MNRAS*, 415, 3033
 Springel, V., Di Matteo, T. & Hernquist, L. 2005 *MNRAS*, 361, 776

Parte X

**Instrumentación y Caracterización
de Sitios Astronómicos**

PRESENTACIÓN MURAL

Avances en la automatización del Telescopio Horacio Ghilmetti

M. A. Schwartz¹, P. Mauas¹, M. Melita¹, A. P. Buccino¹, L. Pellizza¹,
R. Petrucci¹, E. Jofré², P. Perna¹, M. Pereira¹, G. Fernandez³, R. Godoy³,
P. Pereyra³ & J. Pinto³

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Ciudad Autónoma de Buenos Aires, Argentina*

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC), Córdoba, Argentina*

(3) *Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), San Juan, Argentina*

Abstract. In this work we present the progress made in the last year related to the project of automation of the Meade 16" Horacio Ghilmetti Telescope (HGT), located on the Burek Hill of the Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan, Argentina. With an experience of more than 6 months of working remotely, we summarize the problems we had and the solutions we adopted for the remote control of the HGT, we describe its current state, and we present some of the innovations we have to carry out in the near future.

Resumen. En este trabajo se describen los avances realizados en el último año relacionados con el proyecto de robotización del Telescopio Meade 16" Horacio Ghilmetti (THG), ubicado en el cerro Burek del Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan, Argentina. Con una experiencia de más de 6 meses de trabajo remoto, hacemos un resumen de las dificultades que se nos presentaron y las soluciones que adoptamos para el manejo remoto del THG, describimos su estado actual, y damos a conocer algunas de las innovaciones que nos disponemos a implementar en un futuro próximo.

1. Introducción

El proyecto de instalación de un telescopio robótico en el cerro Burek del CASLEO forma parte de una nueva etapa de desarrollo tecnológico del IAFE. Gracias a la acción conjunta de técnicos y científicos pertenecientes a ambas instituciones (IAFE - CASLEO), se está avanzando en la puesta a punto del proyecto. Con la adquisición de un telescopio Meade RCX-400 de 40-cm de diámetro, una cámara CCD Apogee Alta U16M y una rueda de filtros UBVRI en el sistema de Johnson, se planea generar un entorno de actuadores y sensores, conectados a una computadora, que permitirá al telescopio realizar tareas de adquisición de imágenes, tomando como base una lista preestablecida de tareas, la cual podrá ser interrumpida y/o modificada de acuerdo con la información que el sistema obtenga a través de sus sensores (estación meteorológica, UPS, información suministrada por la red, etc.). Para alcanzar este objetivo, el proyecto debe pasar necesariamente por una serie de etapas previas: puesta en estación y manejo manual, manejo mediante la red local del complejo, manejo remoto por internet, robotización. Desde el mes de enero de este año nos encontramos trabajando con el THG en

forma remota.

En este trabajo, resumimos algunos de los problemas que hemos tenido que resolver para poder utilizar el THG a distancia.

2. Diagramas de funcionamiento del observatorio

2.1. Hardware

Los equipos y sensores del observatorio se encuentran comunicados entre sí para poder trabajar en forma conjunta y coordinada. El esquema que se presenta en la Figura 1 muestra la trama de conexiones.

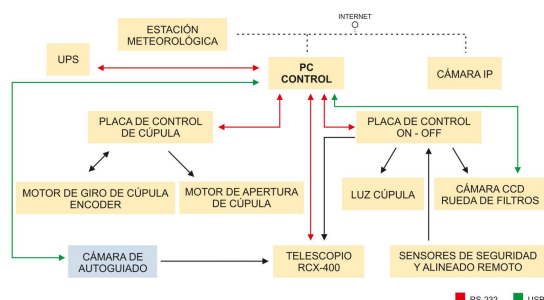


Figura 1. Esquema de interconexión funcional del *hardware*. Las flechas indican el flujo de información, en rojo a través del protocolo RS-232, en verde mediante USB y en negro a través de protocolos no estándar.

2.2. Software

En este momento, todo el *software* de control de los distintos dispositivos que conforman el observatorio, funcionan sobre plataforma Windows; la interacción de los distintos programas de control se muestran en el esquema de la Figura 2. La mayoría de los programas que utilizamos son comerciales y resultaron de gran utilidad para poder implementar el funcionamiento remoto lo más rápidamente posible, pero encontramos algunas dificultades para lograr el funcionamiento coordinado a través de una lista de tareas. Actualmente, estamos implementando un nuevo paquete de *software* libre y propio, desarrollado en el IAFE, sobre plataforma GNU/Linux, que nos permite procesar la información de los sensores y controlar todos los dispositivos a partir de un programa central.

3. Acondicionamiento de la cúpula

Detectamos que los motores que permiten el movimiento de rotación de la cúpula y la apertura y cierre de la compuerta, al arrancar y frenar, introducían ruido eléctrico en la placa de control del telescopio, lo cual en ciertas ocasiones nos hacía perder el control del mismo. Para resolver este problema, cambiamos el motor monofásico de giro de la cúpula por uno trifásico que controlamos con un variador de frecuencia (telemecanique ATV11HU18M2E). De esta manera, logramos que los movimientos de arranque y detención de la cúpula sean mediante una rampa de frecuencia y no de forma brusca,

suprimiendo los pulsos de tensión que ocasionaban que el microcontrolador del telescopio perdiera el control. Recientemente, hemos instalado un filtro ECM-serie A de 5 A, en serie con el telescopio; este tipo de filtros provee una eficaz protección contra transitorios, picos de tensión y ruido en las líneas de alimentación eléctrica. Los filtros activos monitorean permanentemente la forma de onda respondiendo instantáneamente a la detección de transitorios. Las pruebas hechas hasta el momento muestran un comportamiento muy eficiente.

4. Sistema de protección del telescopio

Para asegurarnos que el telescopio no acceda a posiciones prohibidas, ya sea por fallas del operador, o debido a la gran susceptibilidad que tiene la CPU del RCX-400 al ruido eléctrico, le instalamos un interruptor de mercurio y un sensor tipo *reed switch* (interruptor magnético). El interruptor de mercurio corta la corriente eléctrica de alimentación, si el telescopio intenta apuntar a altitudes menores que cero y de la misma forma el *reed switch* impide que el telescopio se choque con el tope mecánico en declinación. Si el telescopio es apagado por alguno de estos interruptores, es posible restablecer la alimentación de corriente de forma remota, luego de lo cual el telescopio debe ser realineado. Esta acción no es automática, por el momento se requiere la intervención humana. Cabe destacar que con la implementación reciente del filtro electrónico (ECM-serie A de 5 A), el entorno eléctrico se vuelve más estable.

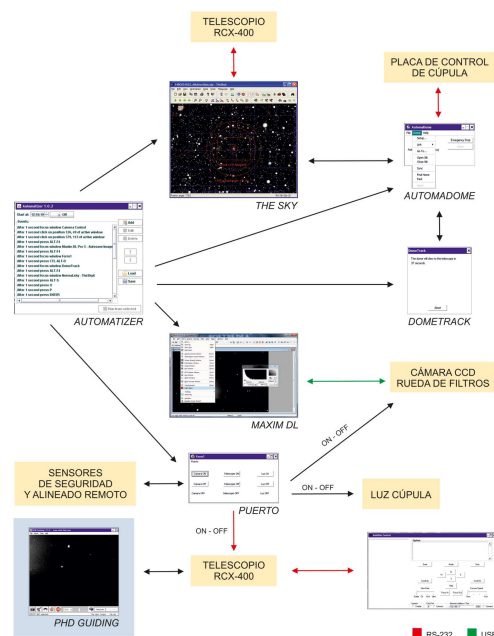


Figura 2. Esquema de interconexión funcional del software.

5. Configuración de conexión remota

Para agilizar la comunicación simultánea de varios usuarios con la computadora de control del observatorio, se decidió conectar la misma a través del programa de *software* libre *rdesktop* (*Remote Desktop Protocol Client*) con una computadora dedicada en el IAFE. A este ordenador se conecta el o los usuarios, desde su lugar de trabajo, mediante el programa de *software* libre VNC (*Virtual Network Computing*).

6. Sistema de enfoque y motor de ángulo horario

El sistema de foco del Meade RCX-400 se basa en el desplazamiento del espejo secundario, el cual se produce a partir del accionar de tres motores individuales de corriente continua, realimentados con *encoders* relativos. Desde el momento en que se comenzó a utilizar el telescopio, se observó un problema recurrente, el enfoque variaba generando un descolimado del sistema óptico. Esto se debía a que la versión de *firmware* que traía de fábrica el RCX-400 no permitía realizar correctamente la calibración de los motores de foco. Este problema se solucionó cuando se actualizó dicha versión con una nueva (provista por Meade), que sólo difería de la original en la opción de “calibración de motores de foco”.

Otro problema que presentó el telescopio desde el comienzo fue una falla en el movimiento motorizado en ángulo horario, el cual fue resuelto por Meade reemplazando la CPU del telescopio, ya que éste se encontraba en garantía.

7. Trabajos en curso y a futuro

Actualmente, la compuerta de apertura de la cúpula consta de dos partes, una (superior) que se encuentra automatizada y otra (inferior) que tiene la posibilidad de engancharse manualmente a la primera. La imposibilidad de hacerlo remotamente restringe el campo de visión del telescopio a altitudes mayores a 40 grados. Por esta razón, hemos comenzado a trabajar en el motorizado de la parte inferior de la compuerta, lo que permitirá su actuación u operación remota.

Se planea, en un futuro próximo, la implementación de una cámara para realizar el autoguiado del telescopio, y de un sistema de monitoreo del consumo de corriente suministrado al THG, el cual permitirá apagar el telescopio si por alguna razón éste se encuentra forzando sus motores.

Referencias

<http://www.meade.com/manuals/TelescopeManuals/RCX400>

<http://in.rsdelivers.com/product/telemecanique/atv11hu18m2e/atv11-1-phase-input-inverter-230v-075kw/4319184.aspx>

<http://www.energycontrol.com.ar/docs/productos/detalle.php?id=45>

PRESENTACIÓN MURAL

Comparación entre los sitios de LLAMA y APEX

F. A. Bareilles^{1,2}, R. Morras^{1,2}, F. P. Hauscarriaga¹, L. Guarrera¹,
E. M. Arnal^{1,2} y J. R. D. Lepine³

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR-CONICET)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(3) Instituto de Astronomía, Geofísica y Ciencias de la Atmósfera (IAG),
Universidad de San Pablo, Brasil

Abstract. A comparison among the meteorological condition prevailing at the location of APEX (Atacama Pathfinder Experiment) telescope and the site selected to deploy LLAMA (Long Latin American Millimeter Array) is carried out. The later is dubbed *Alto Chorrillo*, and is located 4800 m above sea level and around 16 km eastward from the town of *San Antonio de los Cobres* (province of *Salta*). This work is part of a long term monitoring campaign aim at selecting sites for millimeter and submillimeter radioastronomy that is being carried out by the *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)* since 2002.

Resumen. Presentamos una comparación de datos meteorológicos entre el lugar donde se encuentra instalado el radiotelescopio APEX (*Atacama Pathfinder EXperiment*) y el sitio donde se construirá LLAMA (*Long Latin American Millimeter Array*). Este último se denomina *Alto Chorrillo*, se encuentra a 4800 m sobre el nivel del mar y a unos 16 km de la localidad de *San Antonio de los Cobres* en la provincia de *Salta*. El trabajo se encuadra en las campañas de caracterización de sitios que el Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) viene realizando desde el año 2002.

1. Introducción

En el marco de una campaña de búsqueda de sitios para la instalación del telescopio LLAMA, se procedió a seleccionar un sitio en una región de la Puna salteña, denominado *Alto Chorrillo*. El mismo se encuentra a 4800 m sobre el nivel del mar (msnm) y a unos 16 km al oeste de la ciudad de *San Antonio de Los Cobres*. Allí se instaló un medidor de opacidad atmosférica (*Tipper*), que trabaja en la frecuencia de 210 GHz, y que se encuentra operando desde el mes de julio de 2009 (Bareilles et al. 2010).

La importancia de monitorear variables meteorológicas (temperatura, humedad, presión y, en particular, la velocidad del viento) llevó a la necesidad de instalar en el sitio una central meteorológica. Los sensores de esa central fueron adquiridos por el Instituto de Astronomía, Geofísica y Ciencias de la Atmósfera (IAG) de la Universidad de San Pablo, Brasil, como parte del convenio LLAMA. El software para su funcionamiento y los elementos mecánicos de la central fueron desarrollados por personal

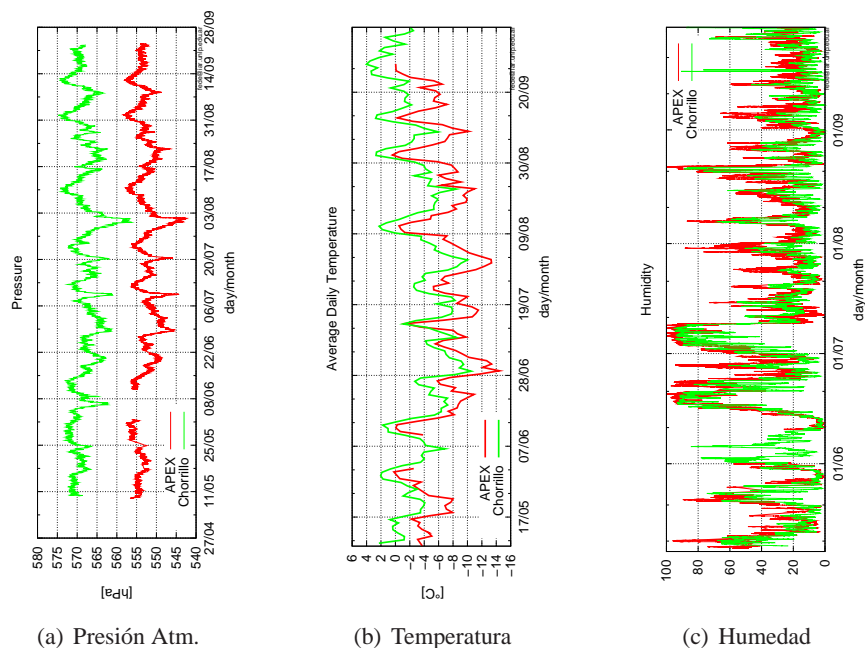


Figura 1. Registros de simultaneo para APEX y Chorrillo.

técnico del **IAR**. La estación fue instalada y empezó a funcionar en el mes de mayo de 2011.

A partir de obtener una importante cantidad de datos de las distintas variables meteorológicas, se decidió comparar los mismos con los obtenidos en forma simultánea en el sitio del radiotelescopio **APEX**, ubicado al norte de *Chile* y distante unos 185 km en dirección noroeste del sitio de **LLAMA**. En **APEX** poseen una base temporal de carácter pública de datos muy extensa, lo cual permite que se realice un estudio comparativo con el sitio de **LLAMA**.

1.1. Software

El fabricante del colector de datos (*Datalogger*) (**CAMPBELL SCIENTIFIC**) no provee software apropiado para computadoras con GNU/Linux. Se optó por construir software para la adquisición local y remota de datos, y ponerlo a disposición de la comunidad respetando la Licencia Publica General versión 3 (GPL v3). El *software* construido adquirió usuarios rápidamente en todo el globo, principalmente en regiones cercanas al Polo Norte. Puede obtenerse una copia en: <http://www.iar.unlp.edu.ar/~fede/gcampda.html> o realizando la búsqueda “gcampda” en el foro de usuarios de *Campbell Scientific*: <http://www.campbellsci.com/forum>.

1.2. Transporte de datos

Se dotó a la estación meteorológica y al equipamiento ya instalado en la montaña (*Tipper*), de un dispositivo *Bluetooth*; aprovechando la infraestructura ya instalada para transportar los datos (Bareilles et al. 2010).

1.3. Presión atmosférica

El cociente de presiones atmosféricas para ambos sitios $P_{Chorrillo}/P_{APEX} \simeq 1.035$; lo que está en un buen acuerdo con la ecuación altimétrica para una diferencia de altura de 291 m (Figura 1(a)).

1.4. Temperatura

Se obtuvo una amplitud térmica diaria media de $\sim 11^{\circ}C$ en *Chorrillo* y de $\sim 9^{\circ}C$ en *APEX* (ver Tabla 1 y Figura 1(b)). Esta diferencia de $2^{\circ}C$ en las amplitudes, podría explicarse: a) por la diferencia en el contenido de vapor de agua en el aire entre los dos sitios (aunque esto no es lo que reflejan los datos de humedad relativa), y b) por una posible ineficiencia en el blindaje contra la radiación solar en nuestro equipo. Esto último conlleva a efectuar modificaciones que serán realizadas en la próxima campaña de mantenimiento, a los fines de investigar esta segunda hipótesis.

Sitio	Temperatura [$^{\circ}C$]			
	Máxima	Mínima	Media	Amplitud
Chorrillo	9.9	-15.8	-3.5	10.9
APEX	5.8	-19.6	-6.6	9.1

Tabla 1. Valores promedio y extremos para el período en estudio. La amplitud se refiere a la amplitud media.

1.5. Humedad relativa ambiente

El instrumento utilizado (41382VC) tiene una precisión de $\pm 2\%$, y una estabilidad superior al $\pm 1\%$ por año. En la Figura 1(c) se muestran los dos registros temporales completos. Se puede apreciar la muy buena correlación temporal, siendo la humedad relativa en *Chorrillo* ligeramente inferior a las de *APEX*.

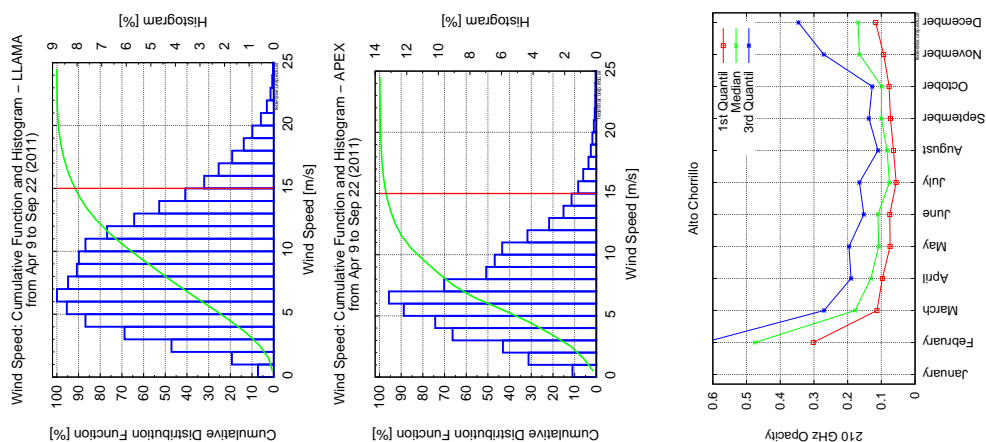
1.6. Velocidad del viento

Es la variable más delicada que debe ser medida en esta etapa del proyecto. De estos valores dependerá el montaje de la antena. Se utilizará la base de datos obtenida para calcular un modelo dinámico de flujo, y así elegir la mejor zona para las instalaciones.

La correlación temporal entre los dos sitios es muy buena. En la Figura 2(a) se presenta el histograma y la función de distribución acumulativa para todo el período de toma de datos. Se aprecia una menor dispersión en los datos de *APEX*, lo que será motivo de análisis en los próximos meses. La Tabla 2 resume los valores estadísticos obtenidos.

Sitio	Velocidad del Viento			
	Media [m/s]	Moda [m/s]	tiempo < 15 m/s [%]	N° de Medidas
Chorrillo	8.9	6.5	91.5	195796
APEX	7.1	6.2	96.9	166689

Tabla 2. Valores estadísticos para el viento en ambos sitios.



(a) Velocidad del Viento: Función acumulativa e histograma para ambos sitios. La línea en 15 m/s (54 km/h) señala el límite de operatividad para antenas del tipo APEX o ALMA.

(b) Datos obtenidos entre julio de 2009 y septiembre de 2011.

Figura 2.

2. Opacidad Atmosférica a 210 GHz

La opacidad atmosférica está siendo monitoreada en forma continua desde julio de 2009. En la Figura 2(b) se representan los valores de opacidad obtenidos por cuartiles, para cada mes del año, para todo el período en el que se han tomado datos (2009-2011). Detalles del instrumental e información sobre la determinación de opacidades, pueden verse en Bareilles et al. 2007 y 2010.

3. Conclusiones

Las mediciones de opacidad atmosférica permitieron seleccionar la región de *Alto Chorrillo* como sitio potencial para alojar **LLAMA**, pero aun faltaba una buena base de datos climatológicos de la zona. El hecho de que el clima se comporte en forma muy similar en ambos sitios, permite concluir que *Alto Chorrillo* al mostrar un comportamiento climático semejante al del *Llano de Chajnantor*, es un sitio apto para la instalación de una facilidad de observación para ondas milimétricas y submilimétricas.

Referencias

- Bareilles, F. A.; Morras, R.; Hauscarriaga, F. P.; Olalde, J. C.; Guarrera, L. & Arnal, E. M. 2010, BAAA, **53**, 199-202
- Bareilles F. A., Morras R., Olalde J. C., Hauscarriaga F. P. & Arnal E. M. 2007. BAAA, **50**, 329-332

PRESENTACIÓN MURAL

Basis for a SOAR optical imager pipeline

F. F. S. Maia¹, A. E. Piatti², J. F. C. Santos Jr.¹ & W. J. B. Corradi¹

(1) *Departamento de Física, ICEx/UFMG, Brazil*

(2) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

Abstract. The development of CCD mosaics had been incorporated into the majority of the recent observing facilities, including on SOAR. We discuss the treatment of mosaic CCD exposures including basic instrumental calibration, the creation of bad pixel masks, the removal of cosmic rays and fringes by sky flat-fielding, the set up of a World Coordinate System by astrometric calibration and the removal of the gap by the creation of single, deep images out of a set of dithered exposures. We have assembled these image treatment programs on a series of semi-automated IRAF scripts¹ to handle the reduction of general SOAR Optical Imager (SOI) images requiring little on none user interaction.

Resumen. El desarrollo de mosaicos CCD ha sido incorporado recientemente en la mayoría de los observatorios modernos, entre ellos SOAR. En este trabajo describimos el tratamiento de imágenes mosaico SOAR en sus diferentes etapas: calibraciones instrumentales básicas, generación de una máscara para eliminación de pixeles malos, remoción de rayos cósmicos y *fringes*, ajuste del WCS a través de calibraciones astrométricas y remoción de *gaps* en la imagen simple profunda generada a partir de varias imágenes mosaico. Hemos redactado diferentes rutinas de procesamiento de dichas imágenes para que puedan ser ejecutadas de un modo semi-automático dentro de un entorno IRAF.

1. Preparing the Headers

Some important keyword headers corrections include:

- OBJECT: dithered exposures of the same object should have the suffixes `_10E` and `_20E`, if displaced by 10'' and 20'' to east, for example, for ease of identification. This will be required when resampling and combining the images into a single exposure.
- GAIN, RDNOISE: for an adequate instrumental calibration, it is desirable to process each amplifier with its own instrumental signature. Individual gain and read-out noise values are re-calculated for each amplifier using raw calibration images.

¹They can be requested from the first author.

- CRPIX1, CRPIX2: in order to perform the astrometric calibration a crude world coordinate system must be set up. A first approximation ties the telescope pointing coordinate with the center of the mosaic camera in each amplifier.
- CCDNAME, CCDSEC: tasks from the package `mscred` identifies the relative positions of amplifiers in the camera by these keywords. Amplifiers on the same CCD were correctly identified providing proper mosaic display and correct merging at the instrumental calibration.

2. Instrumental Calibration

We discuss on their differences with respect to single CCD images:

- basic instrumental calibration (**bias/overscan subtraction, dome flat-fielding, trimming of overscan regions**) are performed on each amplifier image individually (E2V CCD 4096×2048 , FOV $5.25' \times 2.62'$, scale= $0.077''/\text{pix}$);
- any scale or normalization operation are done uniformly over all amplifier images;
- amplifiers images read from the same CCD chip are merged after the removal of their overscan strip, leaving MEF mosaics with one extension per CCD chip;
- a static bad pixel mask is created from the calibration MEF mosaics and updated into individual bad pixel masks by the addition of the identified cosmic rays and saturated pixels.

The calibrated images presented a more uniform background brightness as the relative gains between its amplifiers have been compensated (see Fig. 1).

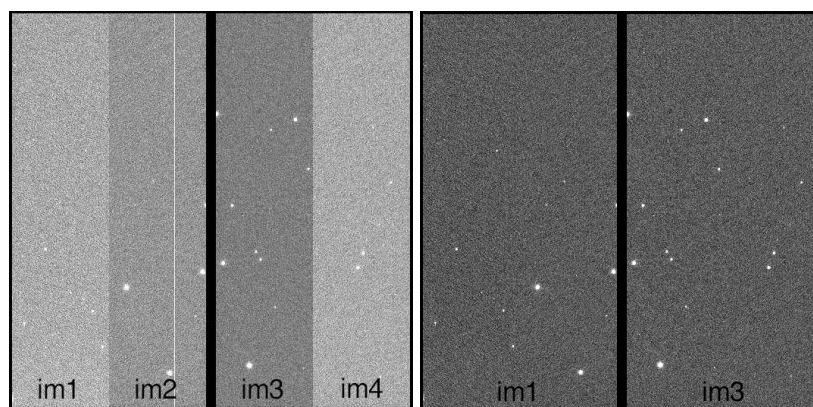


Figure 1. Raw image with header corrections (left) and after removal of instrumental bias (right).

3. Sky flat-fielding

Sky flat-fielding processing steps consist of :

- selecting the longest exposure of each object to create the sky-flat; dithered exposures of the same frame were considered distinct objects for this purpose.
- combining the selected exposures into a preliminary sky-flat, which was further processed by a median filtering operation to reject pixel-to-pixel sensitivity variations and to generate a smoother sky flat-field;
- removing the mean background level from the sky flat-field by surface fitting or median/average block filtering using large box sizes to generate a fringe pattern, which was subsequently removed from each frame after being scaled to the frame exposure time;
- dividing the resulting sky flat-field into each science image.

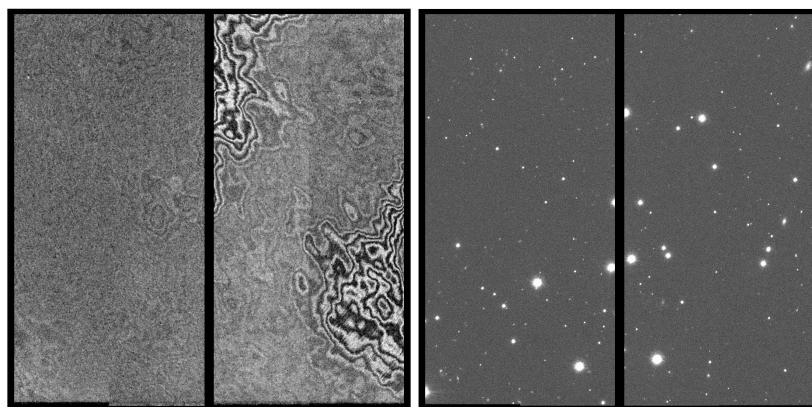


Figure 2. Sky flat-field before fringe correction (left) and a 20 seconds exposure (right) after fringe removal and sky flat-field correction.

4. Astrometric calibration

The astrometric calibration is performed with the following steps:

- an initial WCS is derived interactively, for each mosaic extension, by matching the brightest objects on a supplied reference image with the corresponding sources on an astrometric catalog. A WCS function is then computed by using all matched catalog sources in the field of view;
- the derived plate solution is used to generate an initial WCS on other exposures. This initial WCS is then refined by an automatic rematching of catalog sources and exposure objects, to account for small deviations caused by telescope pointing errors, atmospheric changes and filter differences.

- for each image group pertaining to the same object: short exposures derived their initial WCS solution from longer exposures on the same filter, these derived their solution from the longest exposure on the same filter as the reference image; the latter derived their WCS solution from the reference image.

The RMS residuals of the celestial positions of the stars were ≈ 0.2 arcseconds on the reference object images and ≈ 0.4 arcseconds on other objects images, where the WCS solution was "carried" into.

5. Resampling and combining

Images are resampled and combined according to the following procedures:

- all mosaic images are resampled into geometrically corrected single images;
- exposures pertaining to the same dither set have their WCS origin tied to the same reference point, so that their relative positions can be readily determined when stacking them into a single image.
- exposures pertaining to the same dither set are photometrically matched to account for varying sky brightness and atmospheric transparency between the exposures in the set;
- exposures pertaining to the same dither set are stacked (combined) to create single, deeper images without the CCDs gap.

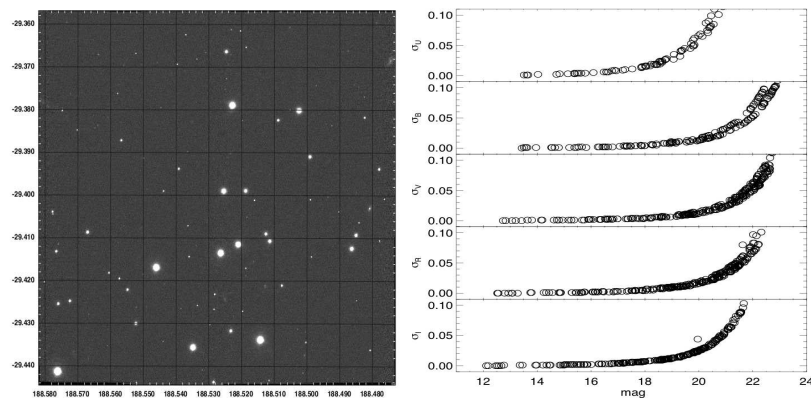


Figure 3. Resulting stacked image of 3 dithered 20 sec exposures (left) and photometric errors derived from PSF photometry of the images (right).

References

- Tody, D., Valdes, F. 1998, *Guide to NOAO Mosaic Data Handling Software*,
 Valdes, F., 2001, *The reduction of CCD Mosaic Data*, in *Automated Data Analysis in Astronomy*, ed. H. P. Singh and R. A. Gupta

PRESENTACIÓN ORAL

Hacia una integración radioastronómica con Brasil: Proyecto LLAMA (Long Latin American Millimetre Array)

E. M. Arnal^{1,2}, R. Morras^{1,2}, G. M. Dubner³, E. Giacani³, I. F. Mirabel³,
G. E. Romero^{1,2}, J. R. D. Lepine⁴, Z. Abraham⁴ & E. M. de Gouveia dal Pino⁴

(1) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), CONICET- CCT La Plata*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Argentina*

(3) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), CONICET*

(4) *Instituto Astronomico e Geofisico (IAG), Universidade de Sao Paulo, Brasil*

Abstract. This paper is aim at providing both a brief overview of the present status of the project LLAMA and a global view of the tasks to be performed in the near future.

Resumen. En este trabajo se presenta una breve reseña del estado actual del proyecto LLAMA, y de las tareas que deberán ser realizadas en un futuro cercano.

1. Introducción

El proyecto LLAMA (acrónimo del inglés *Long Latin American Millimetre Array*) fue presentado a la comunidad de nuestro país en una reunión anual de la Asociación Argentina de Astronomía celebrada dos años atrás (Arnal et al. 2009). Este proyecto científico-tecnológico argentino-brasileño, tiene como meta la instalación y puesta en operaciones en una región de la Puna Salteña, a una altura cercana a los 4.800 m, de una primer antena que permita realizar observaciones en las bandas milimétricas y sub-milimétricas del espectro electromagnético. Se espera que esta antena también pueda formar parte de una red de VLBI, con antenas ubicadas en el instrumento ALMA. Este emprendimiento conjunto se lleva a cabo sobre la base de una contribución igualitaria por parte de ambos países. Desde la comunicación original, este proyecto ha experimentado importantes avances en su posible concreción. La finalidad de esta presentación es la de llevar a conocimiento de todos los interesados, el estado actual del proyecto y las tareas que se avizoran para un futuro cercano.

2. Principales hitos

A modo de breve resumen, valga indicar los momentos claves de este proyecto.

12/2002 Se llevan a cabo las primeras mediciones de la transparencia atmosférica a 210 GHz en la zona del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

- 4/2004 Se realizan las primeras mediciones de opacidad atmosférica en la zona del cordón de Macón, provincia de Salta.
- 3/2007 Se llevan a cabo las primeras conversaciones bilaterales entre colegas de Argentina y Brasil, tendientes a impulsar en forma conjunta el proyecto LLAMA.
- 9/2008 Se realiza el primer contacto informal con autoridades del Ministerio de Ciencias, Tecnología e Innovación Productiva (MINCyT) de Argentina, a los fines de informar a las mismas sobre la existencia del proyecto.
- 3/2009 Se lleva a cabo la primera presentación formal del Proyecto LLAMA ante autoridades del MINCyT.
- 7/2009 Se inician las mediciones de transparencia atmosférica en la ventana de ondas milimétricas (210 GHz) en la zona de Altos Chorrillos, provincia de Salta. En este lugar, a una altura de 4.813 m, se instalará la antena.
- 8/2009 En una reunión especial llevada a cabo en el marco de la Asamblea de la Unión Astronómica Internacional (IAU), llevada a cabo en Río de Janeiro, Brasil, colegas de ese país acuerdan impulsar la adquisición de la antena del proyecto LLAMA.
- 10/2009 El MINCyT crea una comisión *ad-hoc* (denominada *Comisión de Grandes Instrumentos Astronómicos*), cuya finalidad sería la de evaluar el posible financiamiento por parte del MINCyT de cuatro proyectos de instrumentación astronómica (ABRAS, CTA, GEMINI y LLAMA.)
- 11/2010 Se eleva el proyecto LLAMA para su evaluación por parte de la Comisión *ad-hoc* del MINCyT.
- 12/2010 Se realiza la defensa oral del proyecto LLAMA ante los miembros que conforman la Comisión *ad-hoc*, oportunamente coordinada por el Dr. Aníbal Gattone del MINCyT.
- 4/2011 El proyecto LLAMA es seleccionado por la Comisión *ad-hoc* del MINCyT, como el proyecto de instrumentación astronómica de mayor prioridad.
- 6/2011 El MINCyT asume el compromiso formal de financiar el proyecto LLAMA mediante el envío de una nota firmada por el Dr. A. Ceccatto, Secretario de Articulación Científico Tecnológica del MINCyT. En dicha nota se expresa que "*este Ministerio ha decidido financiar este proyecto (LLAMA) por un monto de hasta US\$ 8 millones en un plazo de cuatro años a partir de 2012. Esta decisión queda sujeta al proceso de evaluación que, en forma conjunta, se efectuará con la parte brasileña y a los fondos que ésta aporte, siguiendo un cronograma de desembolso que le solicito a Ud. tenga a bien remitir a esta Secretaría para considerar.*
- 8/2011 Se lleva a cabo un Taller de Trabajo en la *Fundación de Apoyo a la Investigación del Estado de San Pablo (FAPESP)*. Dicho Taller dió inicio al proceso formal de evaluación del proyecto LLAMA en la contrapartida brasileña. Aunque el proyecto fue evaluado inicialmente por el Presidente de FAPESP, Dr. Carlos Henrique de Brito Cruz, como altamente interesante, los resultados de la evaluación por parte de un conjunto de expertos internacionales serían conocidos recién a fines del corriente año o hacia el mes de marzo del año entrante (2012).

3. Próximos pasos

Con los fondos asignados por el MINCyT, las tareas a ser financiadas comprenden los siguientes aspectos, a saber:

- Formar los recursos humanos iniciales necesarios, tanto en el área científica como en la tecnológica.
- Afrontar las inversiones necesarias para transportar la antena desde su puerto de arribo, hasta el lugar final de su instalación.
- Construir las facilidades de infraestructura necesarias en el sitio donde se instalará el radiotelescopio.
- Realizar las inversiones necesarias en el sitio de erección, que se encuentren relacionados con el proceso de ensamblado, integración y verificación de la antena.
- Construir las facilidades de logística de los campamentos bases. Los mismos se encontrarían ubicados en la localidad de San Antonio de los Cobres, y en la capital de la provincia de Salta.
- Realizar contribuciones instrumentales a la fase inicial de ciencia, también denominada Fase I.

A los fines de suministrar al lector una idea un poco más acabada de los distintos aspectos a ser cubiertos con la inversión inicial del MINCyT, en la Tabla 1, se resumen los aspectos más salientes de las inversiones a tener en cuenta en la Fase I del proyecto.

Aspecto/tarea a ser financiada	Inversión (10 ³) US\$)
<i>Construcción de cimientos para el pre-ensamblado</i>	165
<i>Construcción de cimientos para la antena</i>	415
<i>Suministro de energía eléctrica</i>	(980)
<i>Construcción de los caminos de acceso al sitio</i>	1750
Provisión de sistemas de comunicación (Internet, fax, TE)	187
Construcción de la Sala de Control del telescopio	50
Construcción de las facilidades de logística en el sitio	84
Contratación de personal especializado en Mecánica y Electricidad	114
Provisión de grúas en el sitio para tareas de carga/descarga	152
Desarrollo de receptores criogénicos de radiofrecuencia	1000
Provisión de transporte entre el sitio y el campamento base más cercano	160
<i>Nivelación en la cumbre de un área de 100m × 100m</i>	150
Transporte de la antena desde el puerto de arribo al sitio	140
Adquisición del instrumental electrónico necesario	2000
Otros	988

Tabla 1. Principales inversiones.

El monto total de las inversiones a ser afrontadas con los fondos suministrados por el MINCyT ronda los 8.2 millones de dólares. La adquisición de la antena por parte de Brasil, de acuerdo a una cotización de la empresa *Vertex*, es del orden de 8.3 millones de dólares, con lo que fácilmente puede apreciarse que las inversiones de ambos países en la fase de construcción se encuentran equilibradas. Para las tareas indicadas en

la primera columna de la Tabla 1 en cursiva, las inversiones indicadas son tentativas. Fondos, que fueran solicitados al MINCyT en abril del corriente año, para llevar a cabo estudios que suministren costos apropiados, han sido aprobados por el Ministerio, y se espera que en corto plazo los mismos sean girados a la Unidad de Vinculación Tecnológica que llevará a cabo las contrataciones necesarias. La escala temporal de las distintas tareas depende del momento en que se envíe la orden de compra de la antena. Designando a dicho momento como T_0 , la antena arribaría al lugar donde será instalada en un momento $T_1 = T_0 + 24$ meses. Para ese entonces, todos los trabajos vinculados con la infraestructura en el sitio, deberían estar concluídos. Luego de su instalación, las tareas de instalación (a cargo de personal especializado de la empresa *Vertex*), y las tareas de verificación del comportamiento de la antena y su ulterior aceptación por parte del proyecto LLAMA, debería realizarse en un plazo estimado de unos seis meses.

En base a lo expresado, si la orden de compra de la antena se remitiese a mediados del año 2012, sería esperable que la *primera luz* del instrumento tuviese lugar hacia fines del año 2014 o inicios del año 2015.

Agradecimientos. Nuestro agradecimiento a todos los colegas que han colaborado, de una manera u otra, en la elaboración de este proyecto. Nuestro agradecimiento a la autoridades de la provincia de Salta, en particular al Secretario de Ciencia y Tecnología de la misma, Dr. J. Viramonte, por su constante apoyo a esta iniciativa. Finalmente, un agradecimiento a todo el personal técnico del IAR, sin cuyo esfuerzo, trabajo y dedicación, este proyecto no hubiese sido posible.

Referencias

Arnal, E.M., Mirabel, I.F., Morras, R., Romero, G.E., Abraham, Z., E. M. de Gouveia dal Pino, 2009, BAAA 52, 357

PRESENTACIÓN MURAL

Remote controlling of a lunar scintillometer from Paranal to Armazones in the context of the E-ELT site monitoring

C. González¹, G. Lombardi², M. Sarazin², F. Char¹, E. Bustos³ & J. Navarrete²

(1) *Conyser Ltda.*

(2) *European Southern Observatory*

(3) *AURA/CTIO/NOAO*

Abstract. In this paper the automation of a lunar scintillometer prototype (LuSci) is shown. LuSci is used in the site testing and monitoring for the European Extremely Large Telescope (E-ELT). The aim of this study is to control this instrument located in Cerro Armazones, in a remote mode from Cerro Paranal. Cerro Armazones is the chosen site for the construction of the next biggest telescope in the world. The data of atmospheric turbulence have been collected through instrumentation like DIMM and MASS during 4 years. In the case of Lusci, whose operation is manual, it was required to travel constantly toward Armazones in order to collect data. This working method was used until the beginning of 2011, when the improvements of a LuSci prototype started in order to establish a remote control from Paranal. This prototype was prepared with the addition of new hardware, software and electronic elements. After a testing stage of 3 months, in June 2011 LuSci was successfully installed in Armazones with a full remote mode controlling.

Resumen. En este artículo se da a conocer la automatización de uno de los prototipos de escintilómetro lunar (LuSci) utilizados en el estudio y monitoreo de sitio para el Telescopio Europeo Extremadamente Grande (E-ELT) y cuyo objetivo fue lograr controlar este instrumento, ubicado en cerro Armazones, de manera remota desde Cerro Paranal. Cerro Armazones es el sitio escogido para la construcción del próximo telescopio más grande del mundo. Durante 4 años se ha estado recogiendo datos de turbulencia atmosférica a través de instrumentos como DIMM y MASS. Para el caso de LuSci, cuya operación era completamente manual, se requería viajar constantemente hacia Armazones cada noche para obtener datos. Este método de trabajo se utilizó hasta principios de 2011 cuando se inició la modificación de un prototipo para controlarlo remotamente desde Paranal. El prototipo se preparó implementándole elementos adicionales en hardware, software y electrónicos. Después de una fase de prueba de 3 meses, en el mes de junio de 2011, LuSci fue instalado en Armazones logrando ser controlado de manera íntegramente remota.

1. Introduction

The 3060 meters high Cerro Armazones is the chosen site for the construction of the European Extremely Large Telescope. It is located approximately 20 kilometers from Paranal and the Very Large Telescope.

Since 2009, the ESO site testing instrumentation installed in Armazones are the Differential Image Motion Monitor (DIMM) and the Multi-Aperture Scintillation Sensor (MASS), both are automated and work together in order to obtain an atmospheric turbulence profiles. Furthermore, weather sensors are installed at 10 and 30 meters above the ground to monitor wind, temperature, pressure and relative humidity. Until January 2011, a Lunar Scintillometer (LuSci) had to be transported from Paranal to Armazones and manually operated.

2. LuSci in the E-ELT site testing

The objective of the Lunar Scintillometer is to evaluate quantitatively the Ground Layer turbulence (in the first hundred meters above the ground) from lunar scintillation in order to obtain data complemented by MASS-DIMM to describe a complete atmospheric turbulence profile; the LuSci measurements are considered reliable only when retrieved simultaneously with DIMM and MASS. LuSci is used at nights when the moon has more than 80 % of illumination.

The ESO LuSci (see Figure 1) is a simple, economic and portable instrument. It consists in a set of photomultipliers on an Alt-Az mounting locally controlled by a portable computer (Moresmau 2009). It requires an operator for its installation and monitoring during each campaign, and its control is based on a Windows PC through a remote desktop connection.



Figure 1. Portable ESO LuSci with the junction box containing a data acquisition module to store the data.

LuSci senses the lunar scintillation while the Moon is above 30 degrees above horizon in altitude. Each 1000 scintillation sensing cycles (5 seconds each), 2 sky measurements are taken for data normalization. The total number of stored data cycles varies every night (typically between 3 and 8 hours) depending on the Moon path in the sky and its phase. LuSci and MASS-DIMM show correlated details in the temporal variation of the Ground Layer seeing (Tokovinin 2007).

3. LuSci upgrade

The process to incorporate new elements in hardware and electronics and the relocation of some components lasted two months (see Figure 2).

A Level-Home Board was installed in the LuSci tube. It consists in a digital inclinometer device and a pull-up resistor. These were connected in two available channels of the data acquisition module which is in the junction box.

A magnet and a ferromagnetic piece were fixed to the mount, and these were connected to Level-Home board.

The webcam was fixed in the LuSci tube between the photomultipliers, while the handset was attached to the LuSci mount.

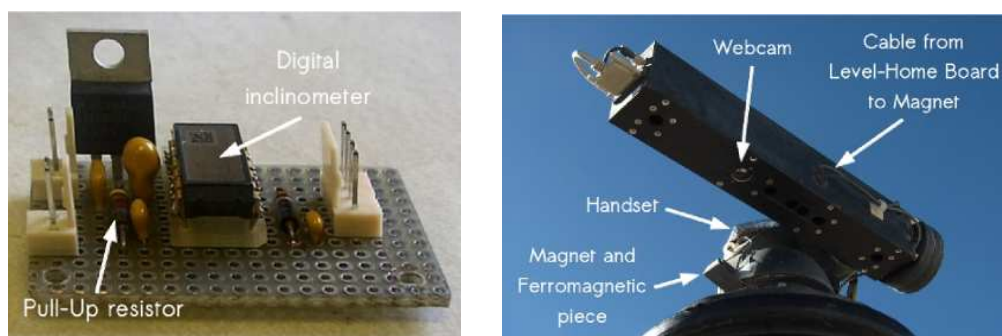


Figure 2. *Left:* Level-Home Board and its principal electronic elements. *Right:* The modified LuSci prototype whose mount is fixed on a concrete pillar instead of on a tripod.

In order to remotely control LuSci, the following software developed with LabView 8.2 were installed:

- *SearchAzHome*: Allows to move LuSci automatically to a parking position in Azimuth. It uses one of the channels of the data acquisition module.
- *SearchAltHome*: Allows to move LuSci automatically to a parking position in Altitude. It uses one of the channels of the data acquisition module.
- *AInVolts*: Makes a reading from 0V to 5V of the digital inclinometer, if it marks 2.5V it means that LuSci tube is in vertical position.
- *Arrows*: Allows to move LuSci to any position in Azimuth (left and right) and Altitude (up and down).

4. Test of the remote LuSci in Paranal

During the campaigns from February to May 2011, the new LuSci prototype was tested at Paranal with the following objectives: learning and practicing of remote controlling mode in general terms; check the remote LuSci performance with the new components; check the new software functionality; detect possible errors in the application of the remote controlling method; simulate possible eventualities in case of remote controlling problems; operating LuSci together with other prototypes in order to make joint observations for cross-calibration.

Few glitches have been identified, both software and hardware, which do not prevent to use the instrument remotely.

5. Installation and final test in Armazones

The remote prototype of LuSci was finally installed at Cerro Armazones in June 2011 (see Figure 3); four nights were destined for the assembly and testing. LuSci components are distributed in two cabinets and the entire system is remotely switched ON or OFF through a network power switch having a fixed IP direction, the signal is radio transmitted to Paranal by a frequency of 2.4 GHz.

Actually, the entire system of remote controlling of LuSci and instrument itself has shown a very good performance. Sometimes strong wind conditions make the signal transmission of the remote connection from Armazones toward Paranal weak. This represents some limitations, but does not prevent that LuSci can be controlled.

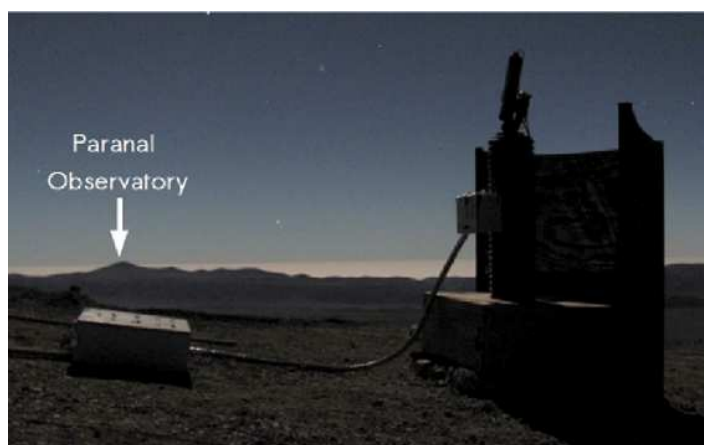


Figure 3. LuSci at Armazones and remotely controlled from Cerro Paranal.

References

- Moresmau, J. M. 2009, ESO E-ELT LUSCI HARDWARE Manual, E-TRE-ESO-313-0280 Issue B.
- Tokovinin, A. 2007, *Turbulence Profiles from the Scintillation of Stars, Planets, and Moon*, Rev. Mex. A. A. (Conf. Series) 31, 69.

PRESENTACIÓN MURAL

Site search for CTA: comparison satellite - ground data

A. E. Suárez¹, M. C. Medina² & G. E. Romero^{1,3}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *IRFU - CEA, Service de Physique des Particules, Saclay*

(3) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) (CCT La Plata-CONICET)*

Abstract. The CTA Consortium is currently studying different sites for the installation of two observatories, one in each hemisphere. The first step of this study consists on a global characterization of the regions of interest, using data collected by instruments placed on satellites. In order to validate the use of these data for the final site evaluation, testing against contemporaneous ground measurements is required. In this work we present the results obtained in the search of correlation between atmospheric data provided by MODIS instrument (installed on NASA satellites, Terra and Aqua) and various ground based instruments installed in Argentina.

Resumen. El Consorcio de CTA está estudiando diferentes sitios para la instalación de dos observatorios, uno en cada hemisferio. El primer paso en ésta investigación consiste en una caracterización global de las regiones de interés usando datos satelitales. Para que estos datos puedan ser utilizados en la evaluación final deben ser primero validados, comparándolos con medidas contemporáneas tomadas en tierra. En este trabajo presentamos los resultados obtenidos en la búsqueda de una correlación entre los datos del instrumento MODIS (instalado en los satélites Terra y Aqua de la NASA) y varios instrumentos instalados en Argentina.

1. Introduction

CTA is an international project of a large array of telescopes using IACT (Imaging Air Cherenkov Technique) for the observation of Very High Energy (VHE) γ -rays. The aim of CTA consortium (conformed by more than 25 countries, including Argentina) is to build an instrument that will achieve a superior sensitivity than previous experiments, by using a large number of Cherenkov Telescopes of different sizes covering a large area on ground for a higher detection rate. This observatory will consist of two arrays: a southern hemisphere array, favorable for the observation of galactic and extragalactic sources, and the central part of our galaxy. And a northern hemisphere array dedicated to the observations of northern extragalactic objects. CTA consortium is organized in different working packages, being the so called "WP Site" dedicated to the search of the possible sites for both arrays. We present in this poster the updates on the contributions we have done to this work group, now focused on the search of correlation between

MODIS satellite data, used for site characterization, and data taken from ground based instruments, for different sites in Argentina.

2. MODIS available data

The aim of this work is to validate the use of MODIS satellite data on the determination of three parameters of interest: cloud coverage, aerosol content and water vapor content for atmospheric characterization of the sites. These data is taken by two satellites from NASA: Aqua and Terra that have the MODIS (Moderate Resolution Spectroradiometer) instrument. This instrument makes at least two measurements per day in each site, have an spatial resolution of $5 \times 5 \text{ km}^2$ with pixels of 1 km and is collecting data since 2000. These data is free and available in HDF format from MODIS web page <http://ladsweb.nascom.nasa.gov/data/search.html>.

We have downloaded the level 2 MODIS data (before pre-processing and averaging) between 2000 and 2009 of the following atmospheric variables: Cloud Coverage, Aerosol Optical Depth and Total Precipitable Water Vapor Infrared.

3. Cloud coverage

The ground data available on cloud coverage come from two different places in Argentina: measurements on cloud fraction performed at the Pierre Auger Observatory (PAO) with the monitoring LIDARs placed near the fluorescence telescopes and Sky images taken by the Boston University CCD all-sky imager installed at CASLEO (<http://sirius.bu.edu/data/leoncito/>).

In order to compare simultaneous ground measurements with MODIS data, we selected only the values taken within an hour range from MODIS data timestamp. In Fig 1. the comparison with cloud fraction data from one of the PAO LIDARs is shown, while in Fig. 2 the correlation with the CASLEO images analysis output is shown.

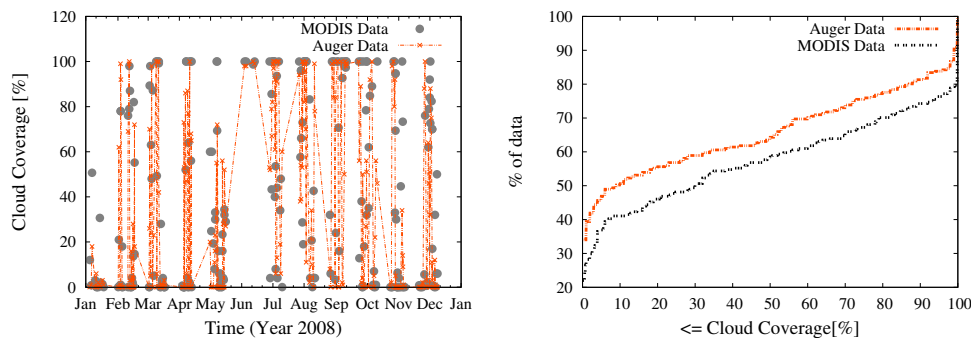


Figure 1. *Right:* MODIS cloud coverage values time behavior compared to the corresponding values taken with the Pierre Auger Observatory LIDARs in 2008. *Left:* Cumulative Distribution Functions (CDF) for both data sets.

No clear correlation is found after the analysis of PAO data. LIDARs measurements correspond to a small part of the sky while satellite pixel is $5 \times 5 \text{ km}$. However, there is a correlation of almost 80% between CASLEO images and MODIS data, explained by the wide aperture of the camera.

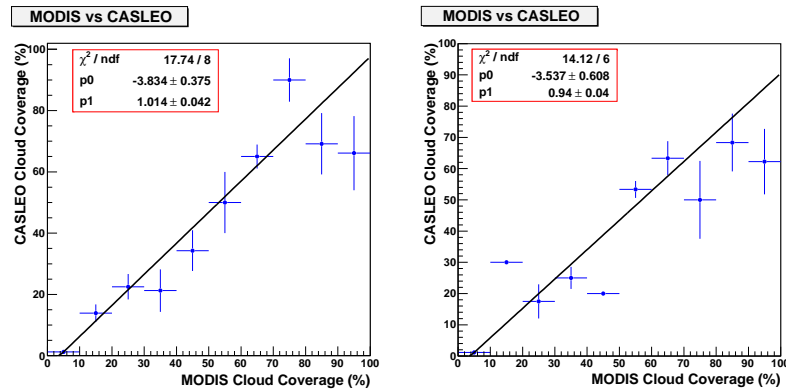


Figure 2. Correlation between MODIS cloud coverage values and the values obtained from the visual analysis of All Sky Imager images (2008-2009).

4. Aerosol optical depth

The data to compare with MODIS comes from the AERONET network of ground-based sunphotometers which measure the extinction of direct beam spectral solar radiation. AERONET provide continuous measurements of aerosol optical depth (AOD). We choose the station located at CEILAP (34.57° S / 58.5° W), Buenos Aires to make the first comparison. But no clear correlation came up from this analysis. In January 2011 an AERONET station was installed at CASLEO and these data will be available soon to make this same study near one of the candidate sites for CTA.

5. Total column precipitable water vapor

The ground data available comes from a 210 Ghz Tipper, operated by the Argentinian Institute of Radioastronomy (IAR) which has been used for characterization of sites for radioastronomy in Argentina. This instrument measures the opacity at 1.4238 mm which, scaled to a factor 12, gives directly the Water Vapor column. The site studied is near CASLEO (-69.175° W / -31.8° S) and is called Jarillal. Measurements made in 2003 are used.

In Fig. 3 the time behavior of satellite and Tipper data is shown, together with the correlation found between the two data sets.

6. Conclusions

This study was carried out to validate the satellite data for CTA sites evaluation. Three variables were studied.

Regarding to Cloud Coverage, from the comparison of MODIS data with PAO LIDARs no clear correlation came up. This would be expected as the spatial resolution of both instruments are quite different. There is a 80% correlation between MODIS data with the cloud coverage derived from the sky images of the instrument installed at CASLEO. As this is a wide angle camera, its aperture allows us to compare with the 5×5 km images of MODIS. From this we can say that satellite data gives representative

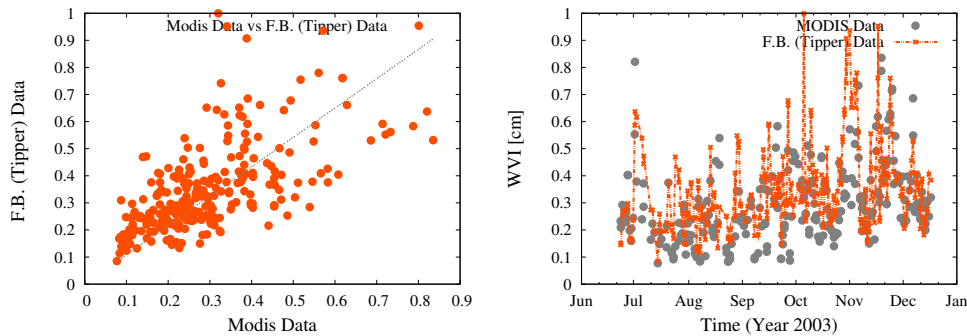


Figure 3. *Right:* MODIS vs Tipper data for Jarillal year 2003. *Left:* Time Series of WVI for Jarillal year 2003.

values of cloud coverage for the studied site. Nevertheless, MODIS takes only two measurements per day and this is not representative of all night cloud coverage behavior. It is not enough information to evaluate the quality of the sky on the sites. This should be done by using ground-based instruments which can monitor the sky permanently.

There is no clear correlation between MODIS and LIDARs aerosol data. This differences could be caused mainly by the different instruments resolutions, as LIDARs observe a small fraction of sky. Adding to this issue, both instruments could be evaluating different cloud altitudes. More detailed study is needed in this case. Once again, ground based instruments on site will give the proper characterization on aerosols.

We could find a correlation between MODIS and IAR's tipper WVI data, but again MODIS has only one value per night while the tipper has several measures per hour. This information can be used to make long term studies of WVI, taking into account the geographical characteristics of the site. But the influence of WVI is not as much important as Cloud Coverage and Aerosol Content for the ranges of energy in which this telescopes will observe.

Acknowledgments. We would like to acknowledge the contribution made by Federico Bareilles (IAR), Pablo Ristori (Aeronet) and A. Tonachini (PAO), who provided us with the ground based data.

References

- A. Suárez, C. Medina, G. Romero 2010, BAAA, 53, 203S
 Consortium CTA, The Cherenkov Telescope Array, <http://www.cta-observatory.org/>.

PRESENTACIÓN ORAL

The antenna DSA 3 and its potential use for Radio Astronomy

P. Benaglia¹, N. Casco¹, S. Cichowolski², A. Cillis², B. García³,
D. Ravnani³, E. M. Reynoso^{2,4} & G. de la Vega³

- (1) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*
(2) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*
(3) *Instituto de Tecnologías en Detección y Astropartículas (ITeDA)*
(4) *Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, UBA*

Abstract. The European Space Agency (ESA) will inaugurate its third Deep Space Antenna (DSA 3) by the end of 2012. DSA 3 will be located in Argentina near the city of Malargüe in the Mendoza province. While the instrument will be primarily dedicated to communications with interplanetary missions, the characteristics of its antenna and receivers will also enable standalone leading scientific contributions, with a high scientific-technological return. We outline here scientific proposals for a radio astronomical use of DSA 3.

Resumen. La Agencia Espacial Europea (ESA) inaugurará, a finales de 2012, la tercera antena de espacio profundo (DSA 3), en suelo argentino (Malargüe, Mendoza). El instrumento se dedicará principalmente a comunicaciones con misiones interplanetarias. Dadas las características de la antena y receptores, con la DSA 3 se podrán realizar contribuciones científicas de punta, con un alto retorno científico-tecnológico. Aquí se delinearán propuestas científicas para su uso radioastronómico.

1. Introduction

The purpose of DSA 3 is to provide support to ESA interplanetary missions, like Mars Express, Venus Express, Rosetta, and the upcoming BepiColombo. DSA 3 will have an antenna of 35 m in diameter (D) and will work receiving and sending radio signals in two frequency bands, X and K_a (about 8 and 32 GHz respectively). To make contact with missions typically located at three million kilometers and beyond, the use of low-noise amplifiers cooled to cryogenic temperatures is mandatory, along with highly accurate pointing and calibration. The facility will also have devices for tracking, telemetry modulation and demodulation, telecommand and data, radiometric and meteorological measurements.

ESA already has two of these stations: DSA 1 in New Norcia (Australia) since 2002 and DSA 2 in Cebreros (Spain) since 2005. These antennas, also of $D = 35$ m, are currently the largest ones operated by ESA. DSA 3 will complement ESA deep-space network, ensuring around-the-clock coverage for their interplanetary missions. In return for harboring DSA 3 within its territory, ESA offers Argentina the use of up to 10% of the observing time, which will represent a notable advantage for the local scientific community. Given the unique technical features of the instrument, this fraction

of time can be utilized for first-level research in radio astronomy and in astrophysics in general.

2. Proposals for scientific use of the Deep Space Antenna 3

The main instrumental parameters of DSA 3 are given in the Table¹. Scientific proposals would be selected according to their academic excellence by peer reviewers. Argentina has researchers formed in Radio Astronomy, that can both make an intensive use of DSA 3 and train new radio astronomers using the facility. Studies on the sources mapped with DSA 3 will prompt deeper investigations using the tremendous imaging resolution (< 1 arcsec) of the forthcoming ALMA dishes at Band 1. Forefront research lines that can be carried out during the host country observing time are presented below.

Observing bands; band centers (GHz)	X ; 8.45	K_a ; 32.05
Bandwidths (MHz); Angular resolution (arcmin)	100; 4.4	200; 1.1
T_{sys} (K); Expected ($t=1$ s) continuum sensitivity (mK)	18; 1.8	30; 2.0

Unidentified gamma-ray sources. Last-generation gamma-ray telescopes, such as the FERMI satellite and the H.E.S.S. (Namibia), are detecting thousands of sources of very high energies (e.g., Fermi-LAT 2nd Source Catalog 2011 and Aharonian et al. 2008, respectively) with angular resolutions comparable to those of the DSA stations. An important part of the detected sources ($\sim 30\%$) cannot be identified as they do not have a counterpart in other energy ranges. The existence of a physical relationship between radio and gamma-ray emission has been known for decades (Ginzburg & Syrovatskii 1965). DSA 3 will be a critical tool to determine the nature of the unidentified sources, and to study the processes that contribute to the radiation. Just to underline the importance of the subject, we remark the amount of resources allocated to instruments looking at high-energy sources, the number of scientists committed to solve the underlying problems and the amount of related articles published.

The radio galaxy Centaurus A. Cen A harbors the closest supermassive black hole. However, its proximity implies a large source angular extension, which prevents us from observing it with radio interferometers at intermediate frequencies (10 - 30 GHz, Israel 1998, Israel et al. 2008, etc). An instrument like DSA 3 can obtain data from all Centaurus A in a few days of observation. For the sake of comparison, the Australia Telescope Compact Array took about 2 years to map Cen A at 1.4 GHz (Feain et al. 2011). Observations at different frequencies could also provide information on the emission mechanisms. Moreover, the study of the magnetic fields and the relativistic particles involved will be possible by the fully polarimetric information that DSA 3 will supply.

Variability of Active Galactic Nuclei. With DSA 3 it will be possible to perform variability studies of brightness and polarization degree of Active Galactic Nuclei (AGN) emission in a very efficient way. Studies on time scales of hours to years will report on the accretion process on the galaxy's central black hole, still poorly known.

¹Competitive facilities with similar observational capabilities, in Australia, are either over-suscribed -like the Parkes Telescope-, or have very restricted availability (NASA DSS43 & 34, up to 200 h/yr) mostly attached to VLBI programs.

Multi-frequency data from a large sample of AGN will permit the study of the physical processes that support the variability of individual objects, and also of the differences between various classes of AGN (e.g., Hovatta et al. 2008, Gliozzi et al. 2009). The advantage of time series analysis is that the information is gathered independently of the AGN type, and that the results complement those found by means of spectroscopic studies.

Supernova remnants and HII regions. The measurement of the fluxes both at the X and K_a bands can be used to discriminate the nature of the source observed; in particular, SNRs and HII regions. Over 50% of the Galactic SNRs are above the limit of detectability offered by the DSA 3, even at 32 GHz. For those of larger angular size, it will be possible to study spatial variations of the spectral index and to measure directly the direction of the magnetic field. Parameters of the HII regions will be obtained from the measured fluxes, such as the mass of ionized gas and the electron density. K_a -band observations will be essential to elucidate, for example, why, although expected, there is no radio continuum emission towards a number of O-type stars, or how significant is the contribution of the surrounding background emission to the measured flux.

Physics and chemistry of proto-planetary clouds. Interstellar dark clouds are the places where stars and planets are formed. The knowledge of their chemical composition is essential to understand how matter in the Universe evolves to planets and life (e.g., Cernicharo et al. 2008). The study of these clouds helps not only to determine chemical abundances, but also their growth (e.g. Ohishi & Kaifu 1998). The instruments used to date, besides having a very high oversubscription, are all in the Northern Hemisphere (NRO Nobeyama-45m, 100-m Effelsberg, Onsala OSO-20m, IRAM-30m dishes), with a declination limit $\sim -25^\circ$. In addition, the observing bands are above 75 GHz for all but NRO while DSA 3, in comparison, fills a niche covering 8 - 32 GHz bands DSA 3 will be ideal, and in many cases the only option, to study southern dark clouds, given its great sensitivity, adequate angular resolution and fast coverage.

“Flickering” and the interstellar medium. The interstellar material present in the line of sight towards another galaxy, produces an effect of scintillation or “flickering” of the extragalactic radiation. The study of this phenomenon is an important tool to gain information about the small scale inhomogeneities in the electronic component of the interstellar medium (e.g., Bochkarev & Ryabov 2000). The variability in brightness is produced by the refraction of light that traverses, at high speed, a hot gas permeated by shock waves. DSA 3 will permit variability studies (extrinsic to the object) in time scales from days to years.

Rotating radio transients. With DSA 3 it will also be possible to search for transient events in radio waves just as with NASA deep space antennas (Buu et al. 2011). The so-called RRATs (Rotating RAdio Transients) have been recently discovered (McLoughlin et al. 2006, Lorimer et al. 2007) as sources of very intense pulses that may be of extragalactic origin. The physical description of these rare objects is proving to be a challenge to such an extent that they are considered testers of basic physics and astrophysics.

3. Scientific and technological return

The excellent quality of the state of the art components of DSA 3 guarantees benefits to radio astronomy that are of great importance in leading areas. Since the bulk of the investment is provided by ESA, the use of DSA 3 for radio astronomy ensures a

maximum benefit/return to science and technology with a minimum of cost/investment. Furthermore, observing during all the host country time will re-position Argentina as a world class player in the Radio Astronomy arena.

Besides the advancement of the knowledge frontier in the outlined lines of research, additional benefits that can be attained through DSA 3 include:

- Insertion of Argentina in the radio astronomy research mainstream.
- International collaborations with top-level groups.
- Publication of results in international high-impact journals.
- Training of technicians and engineers in the priority area of Information and Communications Technologies (ICTs).
- Training of scientists and engineers at graduate and postgraduate level.
- Technological developments in electronic engineering and software.
- Transfer of technology in communications, instrumentation and control, digital signal processing, frequency and time metrology.

Acknowledgments. The authors are grateful to the ITeDA staff and to Nora Loiseau, and thank support from ANPCyT PICT 2007-00848 (PB), UBACyT 20020090200039 (SC, ER) and CONICET PIP 114-200801-00428 (ER).

References

- Aharonian et al. 2008, *A&A*, 353
Bochkarev & Ryabov 2000, *New Astron. Rev.*, 44, 375
Buu et al. 2011, *IEEE*, 99, 5, 889
Cernicharo et al. 2008, *ApJ*, L83
Feain et al. 2011, *ApJ*, 740, 17
Ginsburg & Syrovatskii 1965, *ARA&A*, 3, 297
Gliozzi et al. 2009, *ApJ*, 703, 221
Hovatta et al. 2008, *A&A*, 485, 51
Israel 1998, *ARA&A*, 8, 237
Israel et al. 2008, *A&A*, 483, 741
Lorimer et al. 2007, *Science*, 318, 777
Mc Loughlin et al. 2006, *Nature*, 439, 817
Ohishi & Kaifu 1998, *Faraday Discussions No.* 109, 205
The Fermi-LAT Collaboration 2011, *arXiv:1108.1435*

Índice de Autores

- Abadi, M. G., 393
Abraham, Z., 435
Adamo, A., 207
Aguero, M. P., 377
Agurto, C., 413
Ahumada, A. V., 135, 151, 171, 195, 265
Aigrain, S., 265
Akgün, T., 81
Alcaíno, G., 131
Algorry, D. G., 393
Alonso-García, J., 265
Alonso, M. V., 89, 203, 265, 389
Alonso, S., 309, 369
Alvarado, F., 131
Amôres, E. B., 265, 281
Andruchow, I., 325, 333
Angeloni, R., 105, 265
Anglada, G., 221
Apellániz, J. M., 243
Araya, I., 125
Arias, J. I., 85, 121, 265
Arnal, E. M., 251, 255, 427, 435
Assmann, P., 199
Astudillo Hormazabal, J., 85

Baes, M., 163, 341
Bandyopadhyay, R. M., 265
Baravalle, L., 89
Barbá, R., 85, 121, 175, 243, 265, 277, 293
Barbuy, B., 265
Bareilles, F. A., 427
Barger, A. J., 317
Bassino, L. P., 195
Bastian, N., 207
Baume, G., 191, 207, 215, 265, 277
Beamin, J. C., 265
Bedin, L. R., 265
Beletsky, Y., 207

Benaglia, P., 231, 447
Benítez-Llambay, A., 171
Benvenuto, O. G., 23
Bica, E., 135, 171, 191, 265, 277
Blakeslee, J., 163
Blaña, M., 397
Bland-Hawthorn, J., 105
Blecic, J., 53
Bolatto, A., 247
Bonatto, C., 191, 215, 265, 277
Bonilla, A., 385
Borissova, J., 183, 191, 215, 265, 277
Bornancini, C., 329
Bosch, G., 243
Brandi, E., 77
Bronfman, L., 265
Brookes, D. P., 231
Brunini, A., 23
Buccino, A. P., 61, 423
Bustos, E., 439

Caiafa, C. F., 251
Camperi, J. A., 377
Campo, C. J., 53
Cappa, C. E., 239, 259
Caranti, G. M., 19
Carraro, G., 207, 211, 265, 289
Casco, N., 447
Castro, J. I., 13
Catelan, M., 191, 215, 265, 277
Ceccarelli, L., 365
Cellone, S. A., 325, 333
Char, F., 439
Chené, A. -N., 191, 215, 265, 277
Cichowolski, S., 239, 251, 255, 259, 447
Cillis, A., 447
Clariá, J. J., 135, 151, 171, 195, 211, 265
Clarke, J. R. A., 191, 215, 277
Coenda, V., 381

- Coldwell, G., 349, 369, 389
 Collado, A. E., 113
 Combi, J. A., 325
 Contreras, C., 265
 Cora, S. A., 313
 Corradi, W. J. B., 431
 Costa, A., 57
 Costa, E., 211
 Côté, P., 163
 Cowie, L. L., 317
 Cross, N., 265
 Cuadra, J., 417
 Cubillos, P., 53
 Cuevas, H., 203
 Curé, M., 125
 Curiel, S., 221

 Davies, B., 207
 Davis, C. J., 265
 de Gouveia dal Pino, E. M., 435
 de Grijs, R., 265
 Dékány, I., 265
 de la Vega, G., 447
 De Rossi, M. E., 373
 Dias, B., 265
 Díaz, R. J., 377
 Di Mille, F., 105
 Dominguez, M., 281
 Domínguez Romero, M. J. L., 361
 Donoso, L., 389
 Drew, J. E., 265
 Dubner, G. M., 435
 Duplancic, F., 357

 Emerson, J. P., 265
 Estalella, R., 221

 Fariña, C., 265
 Feinstein, C., 191, 207, 215, 265, 277
 Fellhauer, M., 155, 199, 397
 Fernandez, G., 423
 Fernández Lajús, E., 265
 Ferraro, M. E., 353
 Ferrer, O. E., 77
 Ferrero, G., 85
 Flores, M., 13
 Folatelli, G., 109
 Folkes, S. L., 265
 Fortier, A., 23

 Fraga, L., 167
 Francile, C., 13
 Fuentes, I., 385

 Galaz, G., 365
 Gallardo, J., 93
 Gamen, R. C., 85, 265
 García, B., 447
 García Lambas, D., 203, 309, 321, 357,
 361, 365, 389
 García, L. G., 77
 Gargiulo, I. D., 313
 Geisler, D., 135, 143, 191, 195, 211, 215,
 265, 277
 Giacani, E., 235, 435
 Gieles, M., 207
 Gieren, W., 265
 Gimeno, G., 377
 Girardi, L., 135
 Godoy, R., 423
 Goldman, B., 265
 Gómez, J. F., 221
 Gómez, M., 45, 61
 González, C., 439
 Gonzalez, E. J., 113
 González, J. F., 113, 117, 139
 Gonzalez, O. A., 265
 Gonzalez-Solares, E., 265
 Goodwin, S., 199
 Gosling, A., 265
 Gregg, M., 163
 Grocholski, A. J., 211
 Guarrera, L., 427
 Guilera, O. M., 23
 Gunthardt, G., 85, 265, 293, 377
 Gurovich, S., 265, 281
 Gutiérrez, C., 109

 Haghhighipour, N., 29
 Hambly, N. C., 265
 Hamuy, M., 109
 Hanson, M., 265
 Hardy, R., 53
 Harrington, J., 53
 Hauscarriaga, F. P., 427
 Helminiak, K., 265
 Hempel, M., 265
 Herrera-Camus, R., 365
 Hoare, M., 265

- Hodgkin, S., 265
- Irwin, M. J., 265, 293
- Isequilla, N., 231
- Ivanov, V. D., 265, 277
- Jaque, M., 85, 167
- Jofré, E., 49, 61, 423
- Jordán, A., 163, 265
- Keenan, R. C., 317
- Kerins, E., 265
- Kinemuchi, K., 265
- Kravtsov, V. V., 131
- Kurtev, R., 183, 191, 215, 265, 277
- Lares, M., 321, 361
- Leiton, R., 211
- Lepine, J. R. D., 427, 435
- Levato, H. O., 101
- Lewis, J., 265
- Lombardi, G., 439
- López- Corredoira, M., 265
- López-García, Z., 101
- Lucas, P. W., 191, 215, 265, 277, 293
- Luparello, H. E., 321, 361
- Maccarone, T., 265
- Madhusudhan, N., 53
- Maia, F. F. S., 431
- Majaess, D., 265
- Marchant, P., 81
- Marconi, G., 131
- Martín, E., 265
- Martínez, C. F., 45
- Martínez, H. J., 381
- Martín, M. C., 239
- Masetti, N., 265
- Mauas, P., 61, 423
- Mauro, F., 143, 191, 215, 265, 277
- Maza, N. L., 101
- Medina, M. C., 443
- Melita, M., 423
- Méndez, R. A., 289
- Mennickent, R. E., 265
- Merlo, D. C., 97, 265
- Mesa, V., 309
- Milone, L. A., 97
- Minniti, D., 191, 215, 265, 277, 281, 285, 293
- Mirabel, I. F., 265, 435
- Miroshnichenko, A. S., 67
- Monaco, L., 265
- Moni Bidin, C., 143, 191, 215, 265, 277, 289
- Montané, B., 77
- Morelli, L., 265
- Morras, R., 427, 435
- Morrell, N. I., 85, 121, 175
- Motta, V., 265, 385
- Muñoz Arancibia, A. M., 313
- Muñoz Jofré, M. R., 357
- Muriel, H., 381
- Navarrete, J., 439
- Netopil, M., 167
- Nieto, L., 349
- Nilo Castellón, J. L., 89, 203
- O'Mill, A. L., 309
- Opitz, D., 93
- Órdenes, Y., 203
- Ortega, M., 259
- Osip, D. J., 105
- Padilla, N., 265, 313, 321, 365
- Palma, T., 195, 265
- Parisi, M. C., 151, 211, 265
- Parker, Q., 265
- Paron, S., 235
- Patel, N. A., 221
- Patiri, S. G., 345
- Paunzen, E., 167
- Pedrosa, S. E., 373
- Pellizza, L., 423
- Peñaloza, F., 183, 277
- Peng, E., 163
- Pereira, M., 423
- Pereyra, P., 423
- Peri, C. S., 231
- Perna, P., 423
- Pessev, P., 183, 377
- Petriella, A., 235
- Petrucci, R., 49, 61, 423
- Piatti, A. E., 135, 147, 151, 159, 171, 179, 187, 195, 211, 431
- Piccirilli, M. P., 361
- Pietrukowicz, P., 265
- Pietrzynski, G., 265

- Pignata, G., 109, 265
Pinto, J., 423
Popescu, B., 265
- Quiroga, C., 77
- Ramírez, A., 203
Ramos, F., 203
Ravignani, D., 447
Read, M. A., 265
Rebassa-Mansergas, A., 413
Reisenegger, A., 81
Rejkuba, M., 265, 293
Reynoso, E. M., 403, 447
Rodríguez Kamenetzky, A. R., 353
Rojas, A., 265
Roman-Lopes, A., 85, 175, 265
Romanowsky, A. J., 341
Romero, G., 259
Romero, G. E., 325, 435, 443
Rubio, M., 243, 247
Ruiz, M. T., 265
- Saffe, C., 49, 101
Saito, R. K., 265, 285
Sale, S. E., 265
Santillán, A., 125
Santos Jr., J. F. C., 171, 431
Santucho, V., 281
Sarajedini, A., 211
Sarazin, M., 439
Saviane, I., 265
Schmidtobreich, L., 341
Schmitt, J. H. M. M., 333
Schneiter, M., 57
Schreiber, M. R., 265, 413
Schröder, A. C., 265
Schwartz, M. A., 61, 423
Shirmer, M., 207
Slater, R., 199
Smith, M., 265
Smith, R., 199, 289, 397
Sodré Jr., L., 265
Sosa, M. S., 333
Soto, M., 85, 265, 281, 293
Stephens, A. W., 265
Stevens, I. R., 231
Stevenson, K. B., 53
Suad, L. A., 251, 255
- Suárez, A. E., 443
- Takamiya, M., 163
Tamura, M., 265
Taormina, M., 329
Tappert, C., 265
Taubenberger, S., 109
Testori, J. C., 255
Thompson, M. A., 265
Tissera, P. B., 373
Toledo, I., 265
Tolozza, O., 385
Torrelles, J. M., 221
Torres-Flores, S., 243
Torres Robledo, S., 85, 121
Treister, E., 299
Trouille, L., 317
- Ud-Doula, A., 125
- Valenti, E., 265
Valotto, C. A., 337, 349, 353
Vanderbeke, J., 163, 341
Vanzi, L., 265
Vaquero, J. M., 3
Vasquez, J., 259
Vásquez, S., 183
Vena Valdarenas, R. R., 337
Veramendi, M. E., 117, 139
Verdugo, C., 247
Villarreal D' Angelo, C. S., 19, 57
von Essen, C., 333
Vucetich, H., 361
- Walton, N. A., 265
Wang, W. -H., 317
Weidmann, W., 265
West, M., 163
Wold, I., 317
- Zibecchi, L., 325
Zijlstra, A. A., 265
Zinn, R., 239
Zoccali, M., 183, 265