

## Asociación Argentina de Astronomía

# Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar

Córdoba, 18 al 20 de junio de 2008

Π

## Asociación Argentina de Astronomía

Fundada en 1958

Pers. Jurídica (Legajo 21.459 – Matr. 1.421), Pcia. de Buenos Aires

## Comisión Directiva

(2005 - 2008)

Presidente:	Dr. Gustavo E. Romero
VICEPRESIDENTE:	Dr. Hernán Muriel
SECRETARIA:	Dra. Sofía A. Cora
TESORERA:	Dra. Paula Benaglia
Vocal $1^{RO}$ :	Dr. Mario G. Abadi
VOCAL $2^{DO}$ :	Dr. Sergio A. Cellone
Vocal Sup. $1^{RO}$ :	Dra. Zulema González de López García
Vocal Sup. $2^{DO}$ :	Dr. Pablo J. D. Mauas

## Comisión Revisora de Cuentas

TITULARES: Dra. Cristina E. Cappa Ing. Pablo Recabarren Dr. Roberto Gamen SUPLENTES: Dra. Irene Vega Dr. Adrián Rovero

### Comité Nacional de Astronomía

SECRETARIO: Dr. Roberto O. Aquilano MIEMBROS: Dra. Andrea Costa Dra. Andrea V. Ahumada Dr. Mario G. Abadi IV

## Asociación Argentina de Astronomía

## Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar

Córdoba, 18 al 20 de junio de 2008

## Comité Organizador

Dra. Andrea V. Ahumada Lic. Tali Palma Lic. M. Celeste Parisi Lic. Sebastián Coca

## Comité Editorial

Dr. Juan J. Clariá Dr. Mario G. Abadi VI

## Prefacio

En el transcurso de los últimos años, la Astrofísica Estelar ha tenido un importante desarrollo en la República Argentina. Testimonio de ello es la importante cantidad y calidad de artículos científicos que han sido publicados por astrónomos argentinos en las revistas científicas de mayor jerarquía internacional. Ante esta realidad, un grupo de jóvenes y entusiastas astrónomos del Observatorio de la Universidad Nacional de Córdoba, entendieron que la circunstancia era propicia para organizar una reunión científica en Córdoba, con el principal propósito de generar un espacio en el cual pudieran comunicarse libremente los colegas más jóvenes y los más experimentados. La idea era facilitar el análisis de futuras perspectivas de trabajo y principalmente favorecer la interacción o la colaboración entre colegas que desarrollan sus actividades en distintas áreas de la Astrofísica Estelar.

Las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar fueron llevadas a cabo en la sede del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba (Argentina), entre los días 18 y 20 de Junio del año 2008. Dicha reunión, auspiciada por el Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba, la Asociación Argentina de Astronomía, el Instituto de Astronomía Teórica y Experimental y la Secretaría de Ciencia y Tecnología de la Universidad Nacional de Córdoba, contó con un total de 74 participantes. Cuatro especialistas, Lilia Bassino, María Victoria Alonso, Jorge Federico González y Dante Minniti, prestaron el valioso concurso de sus conocimientos y experiencia con su intervención como disertantes invitados, lo que ciertamente compromete nuestro reconocimiento.

Resulta particularmente grato destacar la excelente tarea organizativa desarrollada por el Comité de Organización, el cual estuvo integrado por los siguientes astrónomos del Observatorio de Córdoba:

Dra. Andrea V. Ahumada Lic. Tali Palma Lic. M. Celeste Parisi Lic. Sebastián Coca

El presente volumen incluye los informes invitados y las contribuciones orales y murales que los autores nos hicieron llegar. Sólo en unos pocos casos, los trabajos se presentan en forma de breves resúmenes. Creemos conveniente aclarar que si bien el contenido de los trabajos es de exclusiva responsabilidad de los autores, en varios de ellos y con la conformidad de los autores, los Editores nos hemos tomado la libertad de introducir ligeras modificaciones o efectuar correcciones a los manuscritos, para mejorar la presentación o la comprensión de los artículos.

Estos Anales han sido publicados como parte de la serie de Workshops auspiciados por la Asociación Argentina de Astronomía. Agradecemos sinceramente a esta institución el haber permitido ver plasmado el enorme esfuerzo de muchos colegas en favor de la Astrofísica Estelar. Agradecemos además muy especialmente al Observatorio Astronómico de Córdoba por haber brindado el apoyo económico necesario para la publicación de estos anales.

Córdoba, 20 de Diciembre de 2008

Juan J. Clariá Mario G. Abadi Editores

## Agradecimientos

Las Primeras Jornadas de Astrofísica Estelar no podrían haber sido exitosas sin la ayuda y colaboración de los siguientes no docentes y alumnos del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba:

Simón Anún Daniel Armenante Jorge Brizuela Rosa Guzmán Luciana Heredia Heliana Luparello Eduardo Monje Pablo Morales Alberto Porta Roxana Pugliese Julio Sánchez Federico Simondi Román Vena Valdarenas José Luis Vittor Gabriela Volpe Guardias del Observatorio

Además, que remos agradecer el aval y/o aporte económico de las siguientes entidades, instituciones o grupos:

Asociación Argentina de Astronomía (AAA) Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba (OAC)

Grupo de Astrofísica Estelar del OAC

Instituto de Investigación en Astronomía Teórica Experimental (IATE)

Secretaría de Ciencia y Técnica de la UNC (Secyt-UNC)

En especial, queremos hacer llegar nuestro sincero agradecimiento:

A los Dres. Emilio Lapasset, Diego García Lambas, Gustavo Romero y Sofía Cora, por todo el apoyo brindado.

A los oradores invitados: Dres. María Victoria Alonso, Lilia Bassino, Federico González, Dante Minniti y Leandro Althaus.

A los Dres. Juan J. Clariá y Mario Abadi por la edición de las memorias.

A Marcela Pacheco y su compañero de baile, por el espectáculo excelente que nos brindaron.

A los que presentaron sus trabajos en forma de charlas y/o posters.

A todos los participantes en general.

Andrea Verónica Ahumada Tali Palma María Celeste Parisi Sebastián Coca

Comité Organizador

## Lista de participantes

Abadi, Mario (IATE-OAC) Ahumada, Andrea V. (OAC) Alonso, María Victoria (IATE-OAC) Bassino, Lilia (FCAG-UNLP) Baume, Gustavo Luis (FCAG-IALP-UNLP) Blumberg, Renato (UFRGS) Bosch, Guillermo (FCAG-IALP-UNLP) Brandi, Estela (FCAG-UNLP) Calderón, Juan Pablo (FCAG-UNLP) Camperi, Javier A. (OAC) Caso, Juan Pablo (FCAG-UNLP) Chavero, Carolina A. (ON) Clariá, Juan José (OAC) Coca, Sebastián (OAC) Colazo, Marcelo (CONAE) Collado, Ana Elisa (FCEFN-UNSJ) Díaz, Gonzalo (FCEFN-UNSJ) Donoso, Laura (FCEFN-UNSJ) Escudero, Carlos Gabriel (FCAG-UNLP) Flores, Matías (FCEFN-UNSJ) Folonier, Hugo A. (OAC) Garay, Carolina (FCEFN-UNSJ) García, Luciano H. (OAC) Gargiulo, Ignacio (FCAG-UNLP) González, Federico (CASLEO) Gramajo, Luciana V. (OAC) Granada, Anahí (FCAG-IALP-UNLP)

XII

Günthardt, Guillermo (OAC) Heredia, Luciana (FaMAF) Jofré, Emiliano (FCEFN-UNSJ) Lípari, Sebastián L. (OAC) López, Fernando M. (UNSJ) López García, Zulema (CASLEO) Lovos, Flavia (FCEFN-UNSJ) Luparello, Heliana (OAC) Maza, Natalia Lorena (CASLEO) Merlo, David C. (OAC) Mesa, Valeria (UNSJ) Minniti, Dante (PUC) Molina, Sol Natalia (UNSJ) Morata, Sonia (FCEFN-UNSJ) Mudrik, Armando (OAC) Muñoz Jofré, María Rosa (FCEFN-UNSJ) Muratore, María Florencia (FCAG-UNLP) Navone, Hugo D. (IFIR-UNR) Nuñez, Natalia Edith (CASLEO-UNSJ) Oddone, Mónica (OAC) Oío, Gabriel A. (OAC) Palma, Tali (OAC) Parisi, Celeste (OAC) Peñaloza, Leandro E. (UNSJ) Perren, Gabriel (IFIR-UNR) Petrucci, Romina (UNSJ) Quiroga, Claudio H. M. (FCAG-UNLP) Rohrmann, René D. (OAC) Romero, Alejandra D. (FCAG-IALP-UNLP) Ruiz, Andrés Nicolas (IATE-OAC) Sainz, Emanuel Jorge (OAC) Santucho Cainzo, Alexander (FaMAF) Saurin, Tiago Abreu (UFRGS) Sesto, Leandro Alberto (FCAG-UNLP)

Simondi Romero, Federico O. (OAC) Sosa, Marina Soledad (FCAGLP) Tello Gálvez, Julio César (INPE) Vallverdú, Rodolfo E. (FCAG-UNLP) Varela Mugas, Maria Luisa (FCEFN-UNSJ) Vázquez, Ruben A. (IALP) Vega Neme, Luis (IATE-OAC) Vena Valdarenas, Román (OAC) Vendemmia, Estefanía (FCEFN-UNSJ) Veramendi, María Eugenia (CASLEO-UNSJ) Villarreal, Carolina (OAC) Weidmann, Walter (OAC) Zurbriggen, Ernesto (OAC)



# Contents

Preface	
Acknowledgements	
List of participants Group photograph	
Invited contributions Stellar populations to understand the galaxy formation pro-	
cess M.V. Alonso Globular cluster systems and their relationship with galaxies	
L.P. Bassino	
J.F. González	
Oral contributions	
Young and reckless: speeding in the galaxy M G Abadi	
Study of galactic embedded clusters	
G. Baume, G. Carraro & R.A. Vázquez Applications of the integrated spectroscopy to stellar astro- physics	
<i>J.J. Clariá</i> Chemical abundances of the magnetic CP star HD 168733	
A. Collado, Z. López García & S.M. Malaroda	
A. Granada	
The role of very massive stars and hypernovae in QSOs/explo- ding mergers and in their shells S. Lípari, R. Terlevich, Y. Taniguchi, E. Mediavilla, M. Berg- mann, B. García-Lorenzo, S. F. Sánchez, W. Zhena, B. Punslu	
B D. Merlo       New perspectives on the evaluation of occupation numbers of atomic lought	
atomic ievels <i>R D Rohrmann</i>	

New evolutionary models for variable sdB stars: The role of		
extra-mixing		
A.D. Romero, A.H. Córsico & L.G. Althaus	60	
Evolutionary state of the protoplanetary disk around the FU		
Orionis star ISO-ChaI 192		
E. Sainz & M. Gómez $\dots$	65	
Atmospheric models with magnetic fields		
R. Vallverdú, L. Cidale & R. D. Rohrmann	70	
Spectral synthesis of galaxies		
L. Vega Neme, J. M. Gomes & R. Cid Fernandes		
Central stars in planetary nebulae: a puzzler trapped in a bu-		
ble		
W. A. Weidmann	80	
	0 <b>r</b>	
Mural contributions	85	
Integrated spectral properties of 10 Galactic open clusters	~ -	
A. V. Ahumada, J. J. Claria, E. Bica & M. C. Parisi	87	
Searching the open cluster Collinder 220		
G. Baume, E. Fernández Lajús, G.C. de Elía & R.C. Gamen	89	
Combined analysis of SEDS, images and infrared spectra of		
protostars in Taurus Auriga		
L. Gramajo, M. Gómez, B. Whitney & T. Robitaille	90	
BCD calibration curves for B-type supergiants		
M.F. Muratore, J. Zorec, L. Cidale, M. L. Arias & Y. Frémat	92	
Analysis of physics parameters in HgMn stars		
N. E. Nuñez, N. L. Maza, J. F. González & O. H. Levato	94	
Age-metallicity relation of the Small Magellanic Cloud		
M.C. Parisi, A.J. Grocholski, D. Geisler, A. Sarajedini & J.J.		
Clariá	96	
Absorption models in the Galaxy		
G Perren B Vázavez É H Navone	98	
Analysis of the pre-cataclysmic variable BUL-SC16 335 with	00	
the Wilson-Devinney code		
I Tello & F Johlonski	100	
Observational investigation of early-type multiple stars	100	
M E Voramondi & LE Consider	109	
$M.D.$ veramental $\bigcirc$ J.F. GOUZAIEZ	102	

XVI

# Contenidos

Prefacio	VII
Agradecimientos	IX
Lista de participantes Fotografía grupal	XI XV
Contribuciones invitadas Poblaciones estelares para entender los procesos de formación de galaxias	1
M.V. Alonso Sistemas de cúmulos globulares y su relación con las galaxias	3
Recientes avances en la investigación observacional de estrellas binarias	10
J.F. González	23
Contribuciones Orales	33
Jóvenes e imprudentes: exceso de velocidad en la Galaxia M.G. Abadi	35
G. Baume, G. Carraro & R.A. Vázquez Aplicaciones de la espectroscopía integrada a la astrofísica	38
estelar 1.1. Clariá	30
Abundancias químicas de la estrella CP magnética HD 168733 A. Collado, Z. López García & S.M. Malaroda	44
Estrellas B con líneas de emisión en la banda L	/0
Rol de estrellas muy masivas e hipernovas en QSOs/mergers explosivos y en sus shells	10
S. Lípari, R. Terlevich, Y. Taniguchi, E. Mediavilla, M. Berg- mann, B. García-Lorenzo, S. F. Sánchez, W. Zheng, B. Punsly	F 4
じ D. Merlo Nuevas perspectivas en la evaluación de números de ocupación de niveles atómicos	54
<i>R. D. Rohrmann</i>	55

### XVIII

Nuevos modelos evolutivos para estrellas sdB variables: efectos	
del extra-mixing	
A.D. Romero, A.H. Córsico & L.G. Althaus	60
Estado evolutivo del disco protoplanetario de la estrella de	
tipo FU Orionis ISO-ChaI 192	
E. Sainz & M. Gómez	65
Modelos de atmósferas con campos magnéticos	
R. Vallverdú, L. Cidale & R. D. Rohrmann	70
Síntesis espectral de galaxias	
L. Vega Neme, J. M. Gomes & R. Cid Fernandes	75
Estrellas centrales de nebulosas planetarias: un enigma ence-	
rrado en una burbuja	
W. A. Weidmann	80
Contribuciones murales	85
Propiedades espectrales integradas de una decena de cúmulos	
abiertos galácticos	
A. V. Ahumada, J. J. Clariá, E. Bica & M. C. Parisi	87
Investigando el cúmulo Collinder 220	
G. Baume, E. Fernández Lajús, G.C. de Elía & R.C. Gamen	89
Análisis combinado de distribuciones espectrales de energía,	
imágenes y espectros infrarrojos de proto-estrellas en Tau-	
rus Auriga	
L. Gramajo, M. Gómez, B. Whitney & T. Robitaille	90
Curvas de calibración BCD para estrellas B supergigantes	
M.F. Muratore, J. Zorec, L. Cidale, M. L. Arias & Y. Frémat.	92
Análisis de parámetros físicos de estrellas de HgMn	-
N. E. Nuñez, N. L. Maza, J. F. González & O. H. Levato	94
Relación edad-metalicidad en la Nube Menor de Magallanes	-
M.C. Parisi, A.J. Grocholski, D. Geisler, A. Sarajedini, J.J. &	
Clariá.	96
Modelos de absorción en la Galaxia	00
G Perren B Vázquez & H Navone	98
Análisis de la variable pre-cataclísmica BUL-SC16 335 con el	00
código Wilson-Devinnev	
I Tello & F Jablonski	100
Investigación observacional de sistemas múltiples tempranos	100
$M E$ Veramendi $\ell^3 J F$ González	102
	104

Contribuciones invitadas

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

#### INFORME INVITADO – INVITED REVIEW

#### Poblaciones estelares para entender los procesos de formación de galaxias

M.V. Alonso<sup>1,2,3</sup>

(1) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina
(2) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, Argentina
(3) CONICET

#### Abstract.

The analysis of the resolved stellar population in nearby galaxies is very useful to trace the Star Formation History of different systems and to put strong constraints to the galaxy formation process. The quick progress made on this topic in the last few years is reviewed in this study. This is possible thanks to the availability of large telescopes and more sensitive detectors with a wide field of view and high spatial resolution. In this context, special emphasis is made on the studies of Color-Magnitud Diagrams in resolved systems and Color distribution of Globular Clusters in galaxies.

#### Introducción

El marco teórico en el cual se pretende entender los procesos de formación de galaxias es el modelo jerárquico estándar. En este modelo, los objetos masivos se forman a través de fusiones con sistemas pequeños, de baja masa. Las condiciones ambientales son las que regulan la tasa de formación de galaxias y de fusión (White & Frenk 1991). El otro modelo posible es el colapso monolítico, donde la masa bariónica de las galaxias fue ensamblada en tiempos tempranos sin importar la densidad media de la región (Eggen, Lynden-Bell & Sandage 1962). En este modelo no son las condiciones ambientales las que contribuyen a diferenciar los distintos procesos.

Dentro de los modelos jerárquicos, el de materia oscura fría (CDM, Cold Dark Matter) ha sido muy exitoso para modelar los cúmulos de galaxias y la estructura en gran escala del Universo. Tiene problemas, sin embargo, en pequeñas escalas, específicamente con galaxias enanas. CDM predice un número y espectro de masas mayor para galaxias satélites ubicadas alrededor de galaxias como la nuestra (Moore et al. 1999). Además, existen inconsistencias en el momento en que se formaron las galaxias grandes (Prantzos & Silk 1998) y diferencias entre las poblaciones estelares de galaxias grandes y pequeñas (Tolstoy et al. 2002).

Es importante mencionar también las evidencias observacionales del llamado "downsizing" (Treu et al. 2005), el cual muestra que la masa y no el ambiente donde se forman los objetos sería la variable que gobierna el crecimiento de las fluctuaciones. Todo esto refleja la necesidad de realizar otros tests observa4

cionales que permitan colocar restricciones a los modelos.

Algunas de las preguntas más importantes que surgen y que debemos responder son: 1) ¿Cuándo las galaxias o los fragmentos proto-galácticos formaron estrellas? 2) ¿Cuándo se poduce el primer episodio importante de formación estelar que produjo las estrellas de población II actualmente observadas? 3) ¿Formaron todas las sub-estructuras estrellas al mismo tiempo? ¿Hubo diferencias entre objetos? 4) ¿Paró la re-ionización la formación estelar en sub-estructuras de baja masa? (Efstathiou 1992). ¿Explicaría esto el bajo número de satélites predicho para el Grupo Local? 5) ¿Cómo se ajustan las historias de formación estelar tempranas al paradigma de la CDM?

Los procesos de formación de sistemas estelares están básicamente dirigidos por dos mecanismos: la Historia de la Formación Estelar (SFH, Star Formation History) y el ensamblado de la masa. El primero está gobernado por la evolución de la población estelar que comprende el nacimiento, evolución y muerte de las estrellas. Esta evolución se estudia en la Vía Láctea, satélites y galaxias cercanas donde la población estelar puede ser resuelta en estrellas individuales. Entre los medios observacionales disponibles actualmente para este tipo de estudio pueden citarse, entre otros, los Diagramas Color-Magnitud (CMD, Color-Magnitude Diagrams) profundos, la obtención de abundancias químicas estelares, el análisis de propiedades de estrellas variables y los estudios de los sistemas de Cúmulos Globulares (GCs, Globular Clusters) en galaxias. El ensamblado de la masa y evolución dinámica de cada sistema se evidencia en la cinemática y en los gradientes de las poblaciones estelares a diferentes edades y la influencia de las interacciones en la evolución de las galaxias, a través de la dinámica de las galaxias en grupos como el Grupo Local (LG, Local Group).

El análisis de la población estelar resuelta puede trazar la SFH de sistemas estelares y puede colocar restricciones a los procesos de formación, dando lugar a la historia de la fusión. Los CMDs bien profundos pueden llegar hasta el Punto de Desvío de la Secuencia Principal (MSTO, Main Sequence Turn-off). Éste es uno de los mejores estimadores de edad y constituye una excelente herramienta para reconstruir en detalle la SFH de sistemas estelares, ya que provee información sobre la distribución de edades y metalicidades de las estrellas presentes en una galaxia. La Secuencia Principal (MS, Main Sequence) es la fase mejor comprendida por la teoría de la evolución estelar y, observacionalmente, es la etapa durante la cual las estrellas se encuentran más separadas en color y magnitud en función de la edad.

La teoría predice también que las estrellas más tempranas se formaron en sistemas de baja masa a "redshifts"  $\approx 30$  (Barkana & Loeb 2001), pero éste no es accesible a estudios con las actuales herramientas observacionales. Una forma alternativa es estudiar el fósil local que contiene las galaxias que hoy pueden ser estudiadas en detalle. Cuando la población estelar puede ser resuelta y se alcanza a observar el MSTO, las edades pueden obtenerse con elevada precisión, ya que, como se mencionó, este parámetro (MSTO) es el más sensible a la edad. De esta manera, la SFH se determina comparando la distribución de densidad de estrellas observadas y las predichas por modelos de evolución estelar. Existen, sin embargo, algunas incertezas al determinar edades por este método, ya que hay que convertir luminosidades y colores del Punto de Desvío (TO, Turn-off) en edades absolutas precisas y resolver la degeneración edad-metalicidad. Este tipo de estudio puede realizarse en la Vía Láctea y sus satélites y galaxias del LG, en general. Las galaxias enanas, que en su mayoría se encuentran como satélites de la Vía Láctea tienen, además, masas del orden de los sistemas formadores de las primeras estrellas. De esta manera, son objetos muy atractivos porque pueden ser los "ladrillos" que el modelo CDM sugiere como los objetos más pequeños que formaron los objetos mayores.

Por último, según algunas predicciones, las primeras estrellas de la llamada Población III, debieron ser muy masivas y de vida muy corta. Estos objetos no han podido ser observados hasta la fecha. La segunda formación temprana de estrellas, denominada de Población II.5 (Mackey, Bromm & Hernquist 2003), serían estrellas de baja masa, extremadamente raras, que podrían sólo ser detectadas en la Vía Láctea. La tercera formación de estrellas, la denominada Población II, fue formada en un número suficientemente grande y produjo un MSTO bien definido y medible. Sin embargo, en muchos casos, no es posible disponer de CMDs profundos y no es posible determinar el MSTO. Para este fin existen métodos alternativos aunque menos precisos. Entre ellos, puede citarse la rama asintótica gigante, (AGB, Asymptotic Giant Branch), la cual es una fase corta en las etapas finales de la evolución de estrellas de masa baja e intermedia. Comprender y tener una buena descripción de esta fase no es sólo importante para la Astrofísica Estelar, es además fundamental para entender las propiedades integradas de galaxias a alto "redshift" (Maraston et al. 2006). Al ser la fase menos conocida, la importancia de la evolución química y la SFH en galaxias se encuentra enmascarada. Se necesitan grandes muestras de estrellas AGB en sistemas con distancias y metalicidades conocidas, para determinar la SFH y poder colocar restricciones a los modelos teóricos.

También el estudio de estrellas variables puede complementar la información de CMDs para poder interpretar la población estelar de una galaxia. En este sentido, las estrellas RR Lyrae revelan la presencia de una población estelar muy vieja, de unos  $10 \times 10^9$  años. A medida que una población se hace más vieja, va disminuyendo el número de estrellas que alcanzan la Rama Horizontal (HB, Horizontal Branch) haciéndola más azul. La HB es  $\sim$  3 magnitudes más brillante que el MSTO, hecho observacional muy importante. Cuando no se dispone de CMDs profundos, pueden utilizarse también las estrellas Cefeidas. Las Cefeidas clásicas de corto período trazan poblaciones estelares de algunos cientos de millones de años, mientras que las Cefeidas anómalas son trazadoras de poblaciones de unos pocos miles de millones de años. Algunos estudios de búsqueda de candidatas comprenden la observación de 15 estrellas de la Rama Gigante Roja (RGB, Red Giant Branch) en 4 galaxias enanas esferoidales (dSphs, dwarf Spheroidals) del Sur: Sculptor, Fornax, Carina y Leo I con UVES en el VLT (ESO) (Shetrone et al. 2002, Tolstoy et al. 2002) y 17 estrellas RGB en 3 dSphs del Norte: Draco, Osa Menor, Sextante con HIRES en el telescopio Keck (Shetrone, Bolte & Stetsone 1998). Otros estudios se centran en cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes (LMC, Large Magellanic Cloud) (Hill et al. 2000) y en la Vía Láctea: en el disco (Edvardsson et al. 1993) y en el halo (McWilliam et al. 1995). Estos estudios son difíciles de realizar, se necesitan telescopios y detectores de última generación y las muestras son muy limitadas todavía.

Otro método alternativo muy importante es el estudio del sistema de GCs en galaxias. Se observa una distribución bimodal de colores de GCs en galaxias elípticas gigantes. El pico azul de esta distribución tiene un color medio constante, en tanto que el pico rojo (interpretado en términos de metalicidad) correlaciona con la metalicidad y la luminosidad de la galaxia "madre". El modelo de fusión (Zepf & Ashman 1993) explica cómo es posible que se forme una segunda generación de GCs durante una fusión mayor. El uso de fotometría infrarroja se debe a que la misma es sensible a la presencia de poblaciones estelares jóvenes de unos  $2x10^9$  años y a las estrellas que forman la denominada "thermally pulsating giant branch" (TP-AGB). Las estrellas TP-AGB son conocidas por tener una fase activa durante la cual queman una gran cantidad de su combustible en cáscaras extensas de H y He alrededor de un núcleo degenerado de carbón y oxígeno. En esta fase, que puede durar ~ 1000 millones de años, ocurre un agudo incremento de la luminosidad de la estrella en el infrarrojo cercano.

En la actualidad, gracias a los grandes telescopios tales como VLT (ESO) y Keck, pueden obtenerse espectros de alta calidad en estrellas individuales de galaxias cercanas y determinar abundancias de varios elementos químicos. Puede además observarse el triplete del CaII con espectroscopía de resolución media y estimar la razón [Fe/H] a distancias mayores que 250 kpc. La espectroscopía de alta resolución permite encontrar:

- Elementos livianos (O, Na, Mg, Al) que trazan patrones de abundancias mixtas en estrellas RGB, marcando diferencias entre GCs y estrellas del campo.
- Elementos α (Si, Ca, Ti), cuya producción está dominada por Supernovas de tipo II. Limitan la contaminación del gas que forma estrellas pero afectan las estimaciones de edad basadas en isócronas de la RGB.
- Elementos del pico del Fe (V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn) producidos en las nucleosíntesis explosivas, limitan el progenitor más masivo que ha explotado en la galaxia (Woosley & Weaver 1995).
- Metales pesados (Y, Ba, Ce, Sm, Eu), los cuales permiten distinguir la fracción de elementos de procesos s y r en una estrella y colocan restricciones en el número y tipo de explosiones de Supernovas. La relación [Ba/Eu] es un buen indicador de la contribución de estrellas AGB a procesos evolutivos químicos que pueden medir escalas de tiempo de enriquecimiento químico.

La formación estelar debería suprimirse en galaxias con masas totales menores que  $10^9 \text{ M}_{\odot}$  (Susa & Umemura 2004). Galaxias de baja masa se habrían formado unos 1000 millones de años después del "Big Bang" y la reionización habría sido fundamental en estos objetos de baja masa. Para responder estas preguntas, las galaxias dSphs, con masas de unos  $10^7 \text{ M}_{\odot}$  en el LG, son las candidatas ideales.

#### Galaxias enanas del Grupo Local

Las galaxias enanas dSphs son las más pequeñas y débiles. Básicamente se encuentran como satélites de sistemas mayores, como por ejemplo, la Vía Láctea y M31. Estos objetos formaron estrellas hace  $(10-12)\times10^9$  años, todas tienen una población vieja y simple, pero una compleja SFH con bien diferentes CMDs. Algunas formaron la mayoría de sus estrellas en tiempos intermedios [(6-8)×10<sup>9</sup> años)] y unas pocas han formado estrellas recientemente, entre hace 1000 y 2000 mil millones de años. Es muy importante entender las razones de tantas diferencias y si es el medio ambiente el responsable por generarlas.

Las galaxias enanas irregulares, dIrrs, si bien tienen muchas semejanzas con las dSphs, con una población vieja subyacente, contienen una gran fracción de su masa en forma de HI. Muestran formación estelar reciente con una SFH constante en el tiempo y sin interrupciones y altas metalicidades.

Según el relevamiento realizado por van den Bergh (2000), las galaxias enanas del LG son: 17 dSphs, 5 dEs y 13 dIrrs, con masas totales menores que  $3\times10^7$  M $\odot$ . Los primeros CMDs profundos obtenidos en estas galaxias fueron realizados gracias al telescopio espacial (HST), llegando hasta objetos situados a distancias de 5 Mpc. Algunas dSphs ubicadas alrededor de la Vía Láctea, tienen edades muy bien determinadas en base al MSTO, como los casos de Carina (Hurley-Keller, Mateo & Nemec 1998), Leo I (Gallart et al. 1999) y Fornax (Buonanno et al. 1999).

Se ha detectado una población vieja con una edad superior a los  $10 \times 10^9$  años en todas las galaxias del LG. No se han observado aún galaxias sin una población vieja. Como ejemplos podemos citar a Draco, Osa Menor, Sculptor y Sextante en la Vía Láctea y a Andromeda I, II, III, V y VI en M31 y algunas galaxias aisladas como Cetus y Tucana.

La población intermedia se formó hace menos de  $10 \times 10^9$  años. En la Vía Láctea tenemos como ejemplos de esta población a Sagittarius y Leo II. La formación estelar de Fornax paró hace ~ (100-200) millones de años, mientras que Carina cuenta con episodios de formación después de una pausa cuando se terminó de formar la población más vieja.

La LMC tiene una masa de  $5.3 \times 10^9 \text{ M}_{\odot}$  y ha retenido gas después de la reionización. Esta galaxia contiene GCs viejos, el MSTO corresponde a una población vieja, pero existe una continua formación de estrellas. La Nube Menor de Magallanes (SMC, Small Magellanic Cloud) tiene una masa de ~  $2.0 \times 10^9 \text{ M}_{\odot}$ . Esta galaxia contiene al GC NGC 121, el cual es entre 2 y 3 miles de millones de años más jóven que los GCs más viejos de la Vía Láctea. Se encuentran también estrellas RR Lyrae que caracterizan una población vieja y no puede detectarse el MSTO por la dificultad de obtener CMDs bien profundos. En las dIrrs menos masivas del LG hay una población estelar vieja, que se evidencia con la presencia de estrellas de la HB y con una suave actividad de formación estelar, sin interrupciones.

Por último, Tolstoy et al. (2002), estudiando metalicidades de dSphs en el LG, encontraron valores de elementos  $\alpha$  similares a los encontrados en el disco de la Vía Láctea y en GCs de la LMC, pero muy diferentes valores de [Fe/H]. Los bajos valores de la razón [ $\alpha$ /Fe] encontrados en el disco galáctico pueden ser evidencia de formación estelar en un medio enriquecido por material proveniente de Supernovas Ia (Gilmore & Wyse 1991). Es interesante comprender los procesos físicos que han generado estos resultados observados, porque es muy probable que sean diferentes entre las galaxias enanas y la Vía Láctea, ya que la formación estelar en las primeras ocurre a niveles más bajos.

#### Poblaciones estelares en el Grupo Local

En general, se piensa que la población estelar más vieja está distribuída de una manera simple en edades y metalicidades. Pero éste no es el caso, existen gradientes y dispersión en metalicidades, pudiendo los episodios de formación estelar ser más lentos y duraderos. La población intermedia tiene una formación estelar más tardía o que ha estado detenida en algún período y después ha continuado. No existen indicios claros de una impronta de la época de reionización en la SFH en dSphs cercanas. Nos preguntamos entonces si son las condiciones locales el factor importante que genera las diferencias observadas en el LG.

Por otro lado, es necesario poder obtener la SFR de los datos observacionales de una manera precisa y unívoca. En este sentido, un método para reconstruir la SFR fue el desarrollado por Hernandez, Gilmore & Valls-Gabaud (2000). En este método, se utiliza la información proveniente de los CMDs profundos para inferir SFR(t), la tasa de formación estelar en función del tiempo, sin requerir el conocimiento previo de la función de masas. Algunos objetos estudiados con este método son Carina, que tiene un "burst" de formación estelar bimodal; la Osa Mayor, uno de los casos más simples con una población uniformemente vieja; y Leo I, que tiene una reciente formación estelar iniciada hace uno  $6\times10^9$  años y que duró hasta hace unos  $2\times10^9$  años y la población más vieja que tardó en formarse entre 2 y 3 mil millones de años atrás. Por último, Leo II tiene una tasa de formación estelar simple que produjo estrellas hace  $2\times10^9$  años en un lapso de  $4\times10^9$  años.

Las galaxias enanas aisladas son las candidatas ideales para estudiar la evolución sin tener en cuenta efectos del medio ambiente. En las galaxias estudiadas, los gradientes estelares observados muestran poblaciones más jóvenes hacia el centro. En las enanas irregulares se observa una mezcla de poblaciones viejas y jóvenes en las partes centrales y una disminución gradual de estrellas más jóvenes hacia la periferia. Con CMDs profundos, que alcanzan el MSTO, se observa un suave gradiente de edad hacia las porciones exteriores. Esto sugiere que los procesos de formación estelar ocurrieron desde afuera hacia adentro, contrariamente a lo que se ha observado en los discos de galaxias espirales.

Por otro lado, la teoría de la CDM sugiere que los objetos más masivos fueron formados de objetos más pequeños. Estos ladrillos que la teoría predice pueden ser las galaxias enanas y de ahí también su importancia observacional. En el LG, tanto las dSphs como las dIrrs, muestran una historia SFH muy variada. Es en este contexto que se han estudiado dos galaxias del LG bien aisladas.

La galaxia NGC 3109, una dIrr ubicada en los confines del LG, fue estudiada en el óptico usando el campo de 9' × 9' de EMMI en el NTT (ESO) y en el infrarrojo cercano, usando el campo de 2'×5' del IRAC2B en el telescopio de 2.2m MPI (ESO) (Alonso et al. 1999 y Minniti et al. 1999). En esta galaxia se encontró un halo de Población II, con edades de ~  $10^{10}$  años, con metalicidades [Fe/H] estimadas en ≈ -1.8. Existe, además, la presencia de una población intermedia en regiones centrales y de estrellas jóvenes en el disco. El halo de Población II vieja, pobre en metales, indica que este objeto se formó en tiempos muy tempranos con episodios posteriores de formación estelar. Estos resultados nos llevan a preguntarnos si son estos objetos los más viejos, de acuerdo a las predicciones de los modelos jerárquicos

Otro objeto estudiado en los confines del LG es la galaxia WLM, un muy buen ejemplo de fragmento protogaláctico (Rejkuba et al. 2000). También fue observado con EMMI en el NTT (ESO) y fueron usados datos ópticos disponibles de la cámara de  $28'' \times 50''$  de STIS del HST. En esta galaxia fue detectada la HB hacia el azul del "clump" de las gigantes rojas que traza la presencia de una población vieja, con edades mayores que  $10^{10}$  años, pobre en metales. Esta presencia indica que también WLM se formó en tiempos tempranos. Pero no puede establecerse si es la contraparte local de los ladrillos propuestos por el modelo jerárquico de formación de estructuras.

#### Cúmulos globulares en galaxias elípticas gigantes

Las galaxias elípticas gigantes se encuentran en las partes centrales de cúmulos de galaxias y se las considera remanentes de fusiones entre galaxias. Es en estos objetos que resulta muy interesante estudiar la distribución bimodal de colores de los GCs, porque se espera que sean una evidencia más a favor de las fusiones entre galaxias. Como ya se ha mencionado, la segunda generación de GCs reflejaría estos episodios según las predicciones de Zepf & Ashman (1993). Para finalizar este informe, se mencionan brevemente los resultados obtenidos en el estudio de GCs en tres galaxias gigantes. Centaurus A o NGC 5128, la cual es una potente fuente de radiación en radio y rayos X y, a su vez, la galaxia con núcleo activo más cercana. Esta galaxia muestra cáscaras (Malin, Quinn & Graham 1983) con gas asociado (Schiminovich et al. 1994). Posee, además, lóbulos internos y externos en radio, filamentos ópticos (Dufour & van den Bergh 1978) y una prominente "dust lane" con gas, estrellas jóvenes y regiones HII (Graham 1979). Todas estas evidencias observacionales son signos de una fuerte interacción previa con una galaxia disco pequeña.

Teniendo en cuenta la distancia al objeto y el tamaño típico de GCs galácticos, los candidatos fueron identificados basados en tamaños y elipticidades medidas en imágenes ópticas de archivo del HST. Estos datos fueron complementados con datos en el infrarrojo cercano obtenidos con IRAC2B, en el telescopio 2.2 de MPI (ESO) (Minniti et al. 1996; Alonso & Minniti 1997). De esta manera, fueron identificados 26 nuevos candidatos a GCs en las regiones más internas (3 kpc) de la galaxia. Estimaciones de metalicidad sugieren la presencia de GCs ricos en metales y unos pocos GCs de edad intermedia. Ambos resultados sugieren la fusión de dos galaxias, una de ellas muy probablemente elíptica, dominada por un bulbo prominente.

La galaxia NGC 1316, un remanente gigante de fusión situada en el cúmulo de galaxias de Fornax, es ideal para estudiar los efectos de una fusión mayor sobre el sistema de GCs (Goudfrooij et al. 2001). Para ello, se usó también una combinación de fotometría óptica (HST) y en el infrarrojo cercano (IRAC2 del MPI (ESO) y EMMI en el NTT (ESO). De colores y luminosidades de los GCs más brillantes, se encontró que aproximadamente unos 10 son consistentes con edades intermedias de unos  $(2-3)x10^9$  años. La distribución en colores de los GCs no es claramente bimodal. Sin embargo, la Función de Luminosidad (LF, Luminosity Function) de los GCs azules y rojos es diferente. La parte roja es 1.5 magnitud más brillante que la LF típica de galaxias gigantes elípticas. En cambio, la parte azul es consistente con la LF encontrada en galaxias espirales y elípticas "normales". Por otro lado, cerca de 10 de estos GCs fueron observados espectroscópicamente, midiéndose las líneas H $\alpha$  y el triplete del CaII, obteniéndose metalicidades típicamente solares y edades de aproximadamente 3x10<sup>9</sup> años (Goudfrooij et al. 2001). NGC 1316 muestra una población de GCs viejos, pobres en metales, con la superposición de una nueva generación de cúmulos relativamente jóvenes  $(3x10^9 \text{ años})$ , consistente con las predicciones del modelo jerárquico de formación de galaxias por fusiones mayores de objetos ricos en gas. Después de  $3x10^9$  años, los GCs ricos en metales cambiarán de color hasta una edad de  $10 \times 10^{10}$  años donde formarán el pico rojo de la distribución bimodal de colores de GCs.

Por último, se ha estudiado la cinemática y dinámica de NGC 1399, la galaxia elíptica más brillante ubicada cerca del centro del cúmulo de galaxias de Fornax. Se han determinado 468 velocidades radiales de GCs usando FORS2 en el VLT (ESO) (Dirsch et al. 2004; Richtler et al. 2004). Guiados por la distribución bimodal de colores de GCs en esta galaxia, se han distinguido cúmulos rojos (C-R > 1.6) y cúmulos azules (C-R < 1.6), encontrándose dispersiones de velocidades para estos grupos de 255 ± 13 km/s y 291 ± 14 km/s, respectivamente, ambos radialmente constantes. Estas diferencias son consistentes con la hipótesis de GCs en órbitas isotrópicas.

#### **Comentarios Finales**

A lo largo de esta revisión se ha enfatizado cómo hoy la Astrofísica Estelar se ha extendido a las galaxias, al LG como un todo y a cúmulos de galaxias cercanos. Esto se debe principalmente a la disponibilidad de grandes telescopios y detectores cada vez más sensibles. Este gran "momento observacional" nos brinda la excelente oportunidad de poder comprender los procesos de formación de galaxias y cómo la reionización, la fusión de galaxias y el medio ambiente, son importantes en los procesos de formación. Esto permitirá mejorar el escenario y nuestro conocimiento acerca de la formación y la evolución de las galaxias. Agradecimientos. La autora agradece muy especialmente a las organizadoras de la Reunión Andrea V. Ahumada, Celeste Parisi y Tali Palma, por haberla invitado a participar en estas Primeras Jornadas de Astrofísica Estelar con la presentación de un Informe Invitado. Espera que pueda concretarse y llevarse a cabo la colaboración A&C. Desea además destacar la importancia de este tipo de eventos, los cuales sólo brindan beneficios a la comunidad astronómica argentina.

#### Referencias

- Alonso, M.V., Minniti, D., 1997, ApJS, 109, 397
- Alonso, M.V., Minniti, D., Zijlstra, A. A., Tolstoy, E., 1999, A&A, 346, 33
- Barkana, R., Loeb, A., 2001, PhR, 249, 125
- Buonanno, R., Corsi, C.E. et al., 1999, AJ, 118, 1671
- Dirsch, B., Richtler, T. et al., 2004, AJ, 127, 2114
- Dufour, R.J., van den Bergh, S., 1978, ApJ, 226, 73
- Edvardsson, B., Andersen, J. et al., 1993, A&A, 275, 101
- Efstathiou, G., 1992, MNRAS, 256, 43
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D., Sandage, A.R., 1962, ApJ, 136, 748
- Gallart, C., Freedman, W.L. et al., 1999, AJ, 118, 2245
- Gilmore, G., Wyse, R.F.G., 1991, ApJ, 367, 55
- Goudfrooij, P., Alonso, M.V., Maraston, C., Minniti, D., 2001, MNRAS, 328, 237
- Goudfrooij, P., Mack, J., Kissler-Patig, M., Meylan, G., Minniti, D., 2001, MN-RAS, 322, 643
- Graham, J.A., 1979, ApJ, 232, 60
- Hernandez, X., Gilmore, G., Valls-Gabaud, D., 2000, MNRAS, 317, 831
- Hill, V., Francois, P., Spite, M., Primas , F., Spite, F., 2000, A&A, 364, 19
- Hurley-Keller, D., Mateo, M., Nemec, J., 1998, AJ, 115, 1840
- Mackey, J., Bromm, V., Hernquist, L., 2003, ApJ, 586, 1
- Malin, D.F., Quinn, P.J., Graham, J.A., 1983, ApJ, 272, 5
- Maraston, C., Daddi et al., 2006, ApJ, 652, 85
- McWilliam, A., Preston, G.W., Sneden, C., Searle, L., 1995, AJ, 109, 2757
- Minniti, D., Alonso, M.V., Goudfrooij, P., Jablonka, P., Meylan, G., 1996, ApJ, 467, 221.
- Minniti, D., Zijlstra, A.A., Alonso, M.V., 1999, AJ, 117, 881
- Moore, B., Lake, G., Quinn, T., Stadel, J., 1999, MNRAS, 304, 465
- Prantzos, N., Silk, J., 1998, ApJ, 507, 229
- Rejkuba, M., Minniti et al., 2000, AJ, 120, 801.
- Richtler, T., Dirsch, B. et al., 2004, AJ, 127, 2094
- Schiminovich, D., van Gorkom, J.H., van der Hulst, J.M., Kasow, S., 1994, ApJ, 423, 101

- Shetrone, M. D., Bolte, M., Stetson, P.B., 1998, AJ, 115, 1888
- Shetrone, M., Venn, K.A. et al., 2003, AJ, 125, 684
- Susa, H., Umemura, M., 2004, ApJ, 600, 1
- Tolstoy, E., Venn, K. et al., 2002, Ap&SS, 281, 217
- Treu, T., Ellis, R.S., Liao, T.X. , van Dokkum, P.G., 2005, ApJ, 622, 5
- van den Bergh, S., 2000, PASP, 112, 529
- White, S.D.M., Frenk, C.S., 1991, ApJ, 379, 52
- Woosley, S.E., Weaver, T.A., 1995, ApJS, 101, 181
- Zepf, S.E., Ashman, K.M., 1993, MNRAS, 264, 611

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

#### INFORME INVITADO – INVITED REVIEW

# Sistemas de cúmulos globulares y su relación con las galaxias

Lilia P. Bassino<sup>1,2</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP
(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas
(CONICET) e Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata - UNLP - CONICET)

Abstract. The study of the globular cluster systems (GCSs) is closely related to the galaxies' formation and evolution. During the last years, we have performed several photometric studies of GCSs around galaxies in the Fornax and Antlia clusters, including central galaxies as well as low-luminosity ones. The main results, related to the GCSs properties, are presented here. We analyze the colour distributions, azimuthal and radial projected distributions, luminosity functions, and determine the globular cluster total populations and specific frequencies. These global results can be applied to possible scenarios that deal with the galaxy evolution within clusters and, particularly, some characteristics of the GCSs may be useful to trace subtle interaction processes between the galaxies.

#### Introducción

Los cúmulos globulares (CGs) son objetos intrínsecamente brillantes, constituidos por cientos de miles a millones de estrellas ligadas gravitacionalmente, de igual edad y metalicidad. Justamente esta condición de ser "poblaciones estelares simples", i.e., conjuntos de estrellas formadas prácticamente al mismo tiempo a partir de un brote de formación estelar y con similar composición química, hace que reflejen las características del medio en que se formaron, así como su posterior evolución. Se los incluye entre los objetos más antiguos del Universo, dado que mayoritariamente sus edades oscilan entre  $10x10^9$  y  $15x10^9$  años (ver, e.g., Salaris & Weiss 2002, Mendel *et al.* 2007). Los CGs están asociados a distintos tipos de galaxias, en torno a las cuales se los puede identificar con relativa facilidad. En la última década, se han publicado trabajos de revisión detallados acerca de estos sistemas de cúmulos globulares (SCGs), como los de Harris (2001), West *et al.* (2004), Brodie & Strader (2006) y Richtler (2006). En particular, los SCGs de galaxias elípticas masivas que dominan los cúmulos de galaxias, son los más poblados pues contienen del orden de miles de CGs.

En el presente informe presentamos una compilación de los resultados de nuestros estudios fotométricos sobre SCGs en los cúmulos de Fornax y de Antlia, cuyas respectivas distancias son de 19 Mpc y 35 Mpc. En el cúmulo de Fornax, los resultados corresponden a los SCGs de la galaxia central NGC 1399 (Dirsch *et al.* 2003a, Bassino *et al.* 2006a) y de las tres galaxias de baja luminosidad NGC 1387 (S0), NGC 1379 (E0) y NGC 1374 (E1) (Bassino *et al.* 2006b). En

el cúmulo de Antlia, los resultados corresponden a los SCGs de sus dos galaxias dominantes, las elípticas gigantes NGC 3258 y NGC 3268 (Dirsch *et al.* 2003b y Bassino et al. 2008a). Las Figuras 1 y 1 muestran la zona central de los cúmulos de Fornax y Antlia, respectivamente.



Figura 1. Imagen del DSS de la zona central del cúmulo de Fornax, con la identificación de las galaxias cuyos SCGs hemos estudiado. Norte hacia arriba y este hacia la izquierda.

En la Sección 2 se describen las observaciones y reducciones. El análisis de las distribuciones de color de los SCGs se desarrolla en la Sección 3, mientras que las Secciones 4 y 5 corresponden al estudio de las distribuciones de densidad radial proyectada y de las funciones de luminosidad de los mismos sistemas, respectivamente. La Sección 6 proporciona lineamientos sobre distintas teorías de formación de CGs y galaxias, mientras que la Sección 7 se refiere a las distribuciones de densidad acimutal proyectada y su relación con procesos de interacción entre las galaxias. Finalmente, en la Sección 8 se presentan los comentarios finales.

#### Descripción de las observaciones y procesamiento de las imágenes

La mayor parte de los estudios citados fueron realizados en base a imágenes obtenidas con la cámara MOSAIC (mosaicos de 8 CCDs) y el telescopio Blanco de 4 m del Observatorio Inter-Americano de Cerro Tololo (CTIO, Chile). Esta cámara posee una escala de 0.27 "/pix y un campo amplio de 36'x 36'. A la distancia de Fornax, este campo cubre 200 kpc x 200 kpc, mientras que a la distancia de Antlia, corresponde a 370 kpc x 370 kpc. Se obtuvieron imágenes en los filtros R de Kron-Cousins y C del sistema fotométrico de Washington. Si bien el primero es similar al  $T_1$  de Washington, fue elegido por poseer una mayor eficiencia (Geisler 1996). El sistema de Washington tiene la ventaja de que el índice de color ( $C - T_1$ ) es muy sensible a la metalicidad, lo que es sumamente



**Figura 2.** Imagen  $C + T_1$  MOSAIC de la zona central del cúmulo de Antlia, con la identificación de sus galaxias dominantes (Dirsch *et al.* 2003b). Norte hacia arriba y este hacia la izquierda.

útil para el estudio de los CGs. La calibración color  $(C - T_1)$  vs. metalicidad para CGs más reciente es la publicada por Forte et el. (2007).

También se utilizaron imágenes  $V \in I$  obtenidas con las cámara FORS1 y FORS2 y telescopios de 8 m del VLT (Cerro Paranal, Chile), para parte del estudio del SCGs de NGC 1399 en Fornax (Dirsch et al. 2003a) y de los de NGC 3258 y NGC 3268 en Antlia (Bassino et al. 2008a), respectivamente. Estas cámaras poseen campos más pequeños de 6.8'x 6.8', pero sus imágenes son más profundas. El proceso de detección de los candidatos a CGs se inicia borrando la luz de las galaxias brillantes de las imágenes mediante apropiados procesos de filtrado. Se identifican luego objetos puntuales con el soft SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) o mediante parámetros del DAOPHOT. Una vez obtenidas magnitudes y colores en el sistema estándar, se corrigen estas cantidades por absorción y enrojecimiento, respectivamente. Finalmente, se seleccionan los candidatos a CGs en determinados rangos de magnitud y color, los cuales suelen ser evidentes en los diagramas color-magnitud (ver, por ej., la figura 3 en Dirsch et al. 2003a). Para una descripción detallada de los procesos de reducción de las imágenes, así como de la corrección por contaminación con objetos de fondo ("background"), y del cálculo de las correcciones por completitud, se sugiere recurrir a las publicaciones citadas.

#### Distribuciones de color

Las distribuciones de color en el índice  $(C - T_1)$  de los CGs en las galaxias elípticas dominantes, tanto del cúmulo de Fornax como de Antlia, son todas

bimodales, mostrando dos subpoblaciones de CGs: "azules" o pobres en metales y "rojos" o ricos (menos pobres en metales, más precisamente). La bimodalidad también está presente si se utiliza el color (V-I), pero no es tan evidente debido a la menor sensibilidad a la metalicidad de este índice con respecto al  $(C-T_1)$ . La bimodalidad también se observa en los SCGs de las galaxias tempranas y de baja luminosidad estudiados en Fornax, NGC 1374, NGC 1379 y NGC 1387 (Bassino et al. 2006b). Las magnitudes absolutas de estas galaxias están comprendidas entre  $M_V = -20.9 \text{ y} -20.4$ . Esta propiedad de la distribución de color de los SCGs, conocida desde hace más de una década, parece ser común a la mayoría de ellos. Por ejemplo, el relevamiento realizado en el cúmulo de Virgo por Peng et al. (2006), en base a datos de la cámara ACS del telescopio espacial Hubble (HST), muestra la bimodalidad en todos los SCGs de galaxias de tipo temprano. Muestra además que la proporción de CGs rojos disminuye a medida que se consideran galaxias-huésped de menor luminosidad.

Es posible obtener colores medios y dispersiones representativos de cada subpoblación ajustando dos Gaussianas a las distribuciones de color. Nuestros resultados sugieren que el color medio  $(C-T_1)$  de las subpoblaciones azules es muy similar para todos los SCGs estudiados, asociados a galaxias de tipo temprano, y las distribuciones suavizadas que muestran las figuras 4 y 5 de Peng *et al.* (2006) parecen indicar lo mismo. En cambio, el color medio de las subpoblaciones rojas cubre un amplio rango de colores, siendo más rojo cuanto más intrínsecamente brillante es la galaxia huésped. Algunos autores, como Strader *et al.* (2006) por ej., consideran que los colores promedio de las subpoblaciones de CGs azules no son constantes, sino que correlacionan linealmente con la luminosidad de las galaxias huésped, en igual sentido que las subpoblaciones rojas pero con una pendiente menos pronunciada.

Un caso atípico interesante resultó el SCGs de NGC 1387 (ver figura 6 en Bassino et al. 2006b), uno de los casos donde la bimodalidad es más evidente, que presenta una cantidad anormalmente baja de CGs azules respecto de los rojos. En general, los CGs azules representan al menos la mitad del total de CGs, siendo en la mayoría de los casos más abundantes que los rojos. Pero en NGC 1387, la fracción de CGs azules respecto del total de cúmulos es sólo del 24 %. ? Puede ser una consecuencia de la posición de NGC 1387, una de las galaxias más cercanas, en proyección, a NGC 1399 (Figura 1)? Volveremos sobre esta característica en la Sección 7.

Los candidatos a CGs más brillantes ( $M_V \leq -10$  aproximadamente), particularmente en el caso de las galaxias gigantes, no parecen seguir una distribución de color bimodal sino unimodal y de color intermedio entre los rojos y azules. La primera evidencia de este efecto en el SCGs de NGC 1399 fue sugerida por Ostrov *et al.* (1998). Igual resultado fue encontrado por nosotros tanto en el estudio que abarca la zona más cercana a NGC 1399 (Dirsch *et al.* 2003a) como en el estudio de gran campo (Bassino *et al.* 2006a). Asimismo, Harris et al. (2006) señalan esta ausencia de bimodalidad para una serie de galaxias más brillantes de cúmulos, entre las cuales se encuentran las dos dominantes de Antlia. Nuestro reciente estudio de los SCGs en Antlia en base a datos del VLT (Bassino *et al.* 2008) confirma estos resultados.

La pregunta que aún no tiene respuesta es a qué tipo de objetos corresponden. ¿Son CGs regulares pero más masivos? Se los ha comparado con  $\omega$  Cen, el de mayor masa de nuestra galaxia y de brillo intrínseco similar, pero este último no puede considerarse un CG común, ya que posee múltiples poblaciones estelares (ver, por ej., Lee *et al.* 1999, Villanova et al. 2007). Se ha propuesto que estos cúmulos brillantes podrían ser los remanentes de galaxias enanas nucleadas que han perdido sus capas exteriores en el proceso de captura por otra galaxia de mayor masa (Bassino *et al.* 1994, Bekki et al. 2003a). Se ha especulado si M54, otro CG masivo de la Vía Láctea, podría haber sido el núcleo de la galaxia enana de Sagitario (Bassino *et al.* 1995), aunque resultados recientes indican lo contrario (Bellazzini *et al.* 2008). Otros autores han denominado a estos CGs brillantes "dwarf-globular transition objects" (DGTOs), en referencia a los identificados por Haşegan *et al.* (2005) en M87 en el cúmulo de Virgo, o "ultra-compact dwarfs" (UCDs), seleccionados primeramente en Fornax por Hilker *et al.* (1999) y Drinkwater et al. (2000) y estudiados luego en distintos cúmulos de galaxias (ver, por ej., Dabringhausen *et al.* 2008 y referencias allí citadas).

Un enfoque diferente para explicar la distribución de color unimodal de los CGs más brillantes ha sido propuesta por Strader *et al.* (2006) para el SCGs de M87. Ellos notaron que los CGs azules parecen enrojecerse a medida que su brillo aumenta, efecto denominado "blue tilt". Se lo interpreta, a partir de una relación entre masa y metalicidad, como la consecuencia de un proceso de autoenriquecimiento de los CGs más masivos. Sin embargo, no está claro aún si el "blue tilt" es el mismo efecto que produce la distribución de color unimodal en los CGs más brillantes (Harris *et al.* 2006) o si se trata de características independientes. Por ejemplo, ya mencionamos que se ha detectado esta unimodalidad en el SCGs de NGC 1399, aunque en el mismo sistema no parece estar presente el "blue tilt" (Bassino *et al.* 2008b, Forte et al. 2007). Bajo un enfoque diferente, Kundu (2008) propone que el "blue tilt" es sólo una consecuencia de efectos observacionales presentes en imágenes obtenidas con la cámara ACS del HST, pero el "blue tilt" también se ha detectado con otros instrumentos (por ej. Forte *et al.* 2007 en M87).

#### Distribuciones de densidad numérica radial proyectada

Se obtuvieron los perfiles de densidad numérica radial proyectada  $\delta$  en función de la distancia galactocéntrica r para todos los SCGs estudiados, analizando todos los candidatos a CGs en conjunto, así como los azules y rojos por separado. Se ajustaron a los perfiles leyes de potencia de la forma  $\log \delta = a + b \cdot \log r$  y leyes  $r^{1/4}$  de la forma  $\log \delta = c + d \cdot r^{1/4}$ . En la mayoría de los casos los ajustes fueron igualmente buenos, salvo algunos en que resultó levemente mejor el de una ley  $r^{1/4}$ . Tanto para las galaxias dominantes de cúmulos como para las de baja luminosidad, las pendientes de los respectivos ajustes mostraron que los cúmulos rojos están más concentrados hacia su galaxia huésped, mientras que los azules presentan una distribución más extendida, alcanzando mayores distancias galactocéntricas que los rojos.

El campo amplio de las imágenes MOSAIC ha sido una clara ventaja para realizar estas determinaciones. En particular, para el SCGs de NGC 1399 se contó con datos de tres campos aledaños, con los que se determinó, por primera vez, la extensión total del SCGs de esta galaxia, tomando como límite la distancia en que la densidad proyectada se reduce a un 30 % de la densidad del fondo. Bajo esta hipótesis, el radio de la distribución proyectada de los cúmulos azules resultó ser  $r \approx 250 \text{ kpc} (45' \pm 5')$ , mientras que para los rojos  $r \approx 140 \text{ kpc} (25' \pm 5')$ . De este modo, este SCGs es unos de los más extensos estudiados hasta la fecha.

En los casos de SCGs de las galaxias más masivas, la determinación de estos perfiles es más precisa debido al mayor número de CGs involucrados. En estos casos, NGC 1399, NGC 3258, y NGC 3268, al comparar los perfiles de densidad de los CGs con los perfiles de brillo superficial de las respectivas galaxias huésped, se ha encontrado que los perfiles de los CGs rojos son mejores trazadores que los azules de la luz de las galaxias. Este resultado sugiere una relación más estrecha entre la población de CGs rojos y la población estelar subyacente, pudiendo haberse formado ambas al mismo tiempo.

Es interesante resaltar el excelente acuerdo entre el perfil de densidad de los CGs azules de NGC 1399 y el perfil proyectado de NFW (Navarro, Frenk & White 1997) que traza la distribución de materia oscura de esta galaxia, siendo este último determinado a partir datos cinemáticos del SCGs por Richtler *et al.* (2004). Esta conexión entre CGs azules y materia oscura, permite que los perfiles de densidad de los CGs azules sean utilizados para testear la hipótesis de que los mismos se han originado en halos de materia oscura de baja masa, aún antes que la galaxia misma completó su formación (Moore *et al.* 2006, por ej.). Volveremos sobre este punto en la Sección 6.

#### Funciones de luminosidad y estimación de poblaciones totales

La función de luminosidad de los SCGs, esto es, el número relativo de CGs en función de la magnitud, suele ajustarse con una distribución Gaussiana aunque también se ha utilizado la función  $t_5$  (Secker & Harris 1993). Más recientemente, Jordán *et al.* (2007) utilizaron, para las galaxias de tipo temprano, una función de Schechter modificada para tener en cuenta los efectos de evaporación de los CGs de baja masa. En los casos que estamos presentando, no se llega a CGs tan débiles (de menor masa) como para necesitar tener en cuenta este último efecto, por lo que hemos analizado las funciones de luminosidad mediante Gaussianas. Es bien sabido que el "turn-over" de la función de la Gaussiana) es "universal" y puede utilizarse como indicador de distancia. De este modo, obtuvimos nuevas estimaciones para las distancias a las galaxias dominantes de Antlia, las cuales resultaron (m-M) =  $32.42 \pm 0.2$  para NGC 3258, y (m-M) =  $32.81 \pm 0.2$  para NGC 3268, ambas en buen acuerdo con las determinaciones previas de Tonry *et al.* (2001), basadas en el método SBF (de fluctuaciones de brillo superficial).

Además, es posible calcular la población total de CGs del sistema integrando la respectiva función de luminosidad. Para los SCGs de las galaxias de baja luminosidad en Fornax, las poblaciones oscilan entre 200 y 400 CGs, mientras que para las galaxias elípticas masivas resultaron:  $6450 \pm 700$  CGs para NGC 1399 dentro de 83 kpc,  $6000 \pm 150$  CGs para NGC 3258 y 4750  $\pm 150$  CGs para NGC 3268, estas dos últimas dentro de 100 kpc.

Si se conoce la población de CGs de una galaxia es posible calcular su frecuencia específica  $S_n$  (definida por Harris & van den Bergh S. 1981), que da el número de CGs por unidad de luminosidad de la galaxia, normalizado según una galaxia
de  $M_V = -15$ . Esta cantidad está relacionada con la eficiencia de formación de CGs en los halos de las galaxias (McLaughlin 1999). Los valores típicos para galaxias elípticas masivas son  $S_n \approx 5$  y, para galaxias de tipo temprano y baja luminosidad,  $S_n \approx 2$ .

#### Formación de galaxias y su conexión con los cúmulos globulares

Tanto las distribuciones de color bimodales de CGs como las diferentes distribuciones de densidad numérica proyectada de cúmulos pobres y ricos en metales, constituyen evidencias de la existencia de dos subpoblaciones de CGs, las que corresponden a diferentes mecanismos y/o épocas de formación. Por tal motivo, se han planteado diversas teorías que tratan de explicar la formación de las galaxias y sus CGs en base a tales premisas, aunque es interesante destacar que la de Ashman y Zepf (1992) fue propuesta aún antes que la bimodalidad fuera efectivamente observada. Enumeramos aquí algunas de ellas.

Ashman y Zepf (1992) proponen que el "merger" rico en gas de dos galaxias de disco da lugar a una elíptica, de modo que los CGs pobres en metales son aportados por las espirales, mientras que los ricos en metales se forman como consecuencia del merger. Posteriormente, Forbes *et al.* (1997) plantean algunas inconsistencias en este modelo y proponen otro escenario donde los CGs se originan en una única galaxia, pero con múltiples etapas de formación, el modelo de colapso "multi-fase" disipativo (también llamado modelo *in situ*). De acuerdo a esta última propuesta, los CGs azules se forman en fragmentos proto-galácticos durante las primeras etapas de la formación de la galaxia, pero se requiere que algún proceso trunque la formación de CGs durante un período de algunos miles de millones de años, y que se reinicie luego en una segunda fase para dar lugar a los CGs rojos. Algunos autores han propuesto que la reionización cósmica podría ser el mecanismo que frena la primera fase de formación de cúmulos (e.g. Santos 2003, Strader *et al.* 2004).

Otra posibilidad es el modelo de acreción no-disipativo de Côté *et al.* (1998), según el cual los CGs rojos se forman asociados a una galaxia masiva mientras que los azules son adquiridos de galaxias cercanas de menor masa por procesos de acreción. Se asume que tales galaxias de menor masa serían galaxias enanas en el Universo local, como por ej. las enanas del Grupo Local.

Un escenario alternativo es el de "merging" jerárquico que sugieren Beasley *et al.* (2002), quienes utilizan un modelo semi-analítico de formación de galaxias dentro de un contexto cosmológico de CDM (materia oscura fría). Se supone que los CGs azules se forman en discos de gas frío, dentro de halos de materia oscura proto-galácticos en el Universo temprano (z > 5), siendo nuevamente necesario contar con un mecanismo que frene la formación de estos CGs, a fin de cumplimentar con la bimodalidad. Los CGs rojos se forman posteriormente en "mergers" mayores (la masa del satélite es al menos un 30 % de la masa de la galaxia central), ricos en gas. La reionización es invocada como el proceso que frena la primera etapa de formación de CGs (e.g. Bekki 2005).

Recientemente, Pipino *et al.* (2007) han propuesto un modelo para la formación de CGs aplicado a galaxias elípticas masivas. Asumen que la formación de los CGs traza la totalidad de la formación estelar, siguiendo la variación radial de las poblaciones estelares subyacentes, la cual se basa en un código de evolución

foto-química. De ese modo, el SCGs resulta de una combinación lineal de las subpoblaciones de CGs existentes a cada radio galactocéntrico proyectado.

#### Distribuciones de densidad acimutal: trazadoras de interacciones

Las distribuciones de densidad numérica acimutal proyectada de CGs, i.e., la densidad en función del ángulo de posición medido con respecto a la galaxia huésped, suelen reflejar posibles procesos de interacción entre las galaxias. En el caso del cúmulo de Antlia, las distribuciones de densidad acimutal proyectada de CGs en torno a las dos galaxias dominantes, muestran un comportamiento sinusoidal debido a que estos SCGs poseen una estructura (en proyección) alargada en lugar de redondeada. A partir de tales distribuciones de densidad, es posible calcular la elipticidad y el ángulo de posición del semieje mayor de los SCGs, vistos en proyección. Es interesante notar que los ángulos de posición y elipticidades muestran que ambos SCGs son alargados en la misma dirección, la que a su vez coincide con la dirección de un eje que una ambas galaxias. Este efecto sugiere la existencia de algún tipo de interacción entre ambas galaxias, relacionada con las fuerzas de marea. Las observaciones en rayos-X apoyan esta hipótesis (Pedersen et al. 1997, Nakazawa et al. 2000), pues la emisión difusa en torno a cada una de las galaxias, NGC 3258 y NGC 3268, es elongada en dirección hacia la otra. No puede descartarse un posible "merger" futuro entre estas galaxias dominantes.

En el caso del cúmulo de Fornax, la distribución proyectada y suavizada de los CGs azules en torno a NGC 1399 (fig. 9 en Bassino *et al.* 2006a, donde las líneas representan curvas de densidad proyectada constante), muestra dos "colas" en dirección a las galaxias NGC 1404 y NGC 1387, respectivamente. Estas sobre-densidades corresponden a excesos de CGs azules con respecto a otros ángulos de posición. Una posible explicación es que se trate de cúmulos que han sido perdidos por estas galaxias de menor masa, por procesos de "tidal stripping" por ej., y se incorporan al SCGs de NGC 1399. Forbes *et al.* (1997) han planteado originalmente esta posibilidad y Bekki et al. (2003b) utilizaron simulaciones numéricas para analizar el caso de NGC 1404. Nuestros resultados previos sobre NGC 1387 (Sección 3), muestran que posee una fracción de CGs azules anormalmente baja, lo que puede interpretarse como una consecuencia de esta pérdida de CGs azules. Estos CGs se extienden hasta radios galactocéntricos mayores que los rojos y, por lo tanto, serían más susceptibles de ser capturados por otra galaxia de mayor masa al estar menos ligados a la huésped.

Otra posible explicación para las sobre-densidades de CGs azules en Fornax es que esos cúmulos perdidos se transformen en los llamados intra-cúmulos, es decir, CGs que no parecen estar ligados a una galaxia en particular sino simplemente libres en el pozo de potencial del cúmulo de galaxias (e.g. Bassino *et al.* 2003). El aporte de la cinemática de los CGs será una pieza fundamental para clarificar este tipo de procesos (e.g., Schuberth *et al.* 2008).

# Comentarios finales: el futuro

La continuación más directa de los tipos de estudios aquí presentados es la espectroscopía. La obtención de espectros de los candidatos a CGs permite confirmar su naturaleza como tales y asegurar su pertenencia al SCGs. A partir de las velocidades radiales, es posible realizar luego estudios cinemáticos y dinámicos del sistema y su galaxia huésped. En Fornax se ha avanzado en esta dirección con el SCGs de NGC 1399 (Richtler *et al.* 2004 y subsiguientes de la serie, Schuberth *et al.* 2008), contándose actualmente con una de las más extensas bases de datos de velocidades radiales de CGs (Schuberth *et al.*, en prep.). Se ha comprobado, además, que la selección fotométrica que hemos aplicado es apropiada, pues en base a tales datos de Fornax, entre el 90 y 95 % de los candidatos resultaron ser efectivamente CGs.

Con respecto a los SCGs en Antlia, esperamos en breve avanzar en igual sentido, pues estamos en la etapa de obtención de espectros de los candidatos a CGs (Gemini y VLT). No cabe duda de que el desarrollo de nuevos instrumentos que permitan obtener aún mejores datos observacionales, juntamente con un aumento en la resolución de las simulaciones numéricas para interpretar con mayor precisión las observaciones, hacen que esta línea de investigación posea un futuro promisorio.

**Agradecimientos.** Agradezco al Comité Organizador por su amable invitación a participar en estas Jornadas, por la ayuda económica recibida y la cálida hospitalidad. También agradezco al Departamento de Astronomía de la Universidad de Concepción (Chile) por su aporte económico y hospitalidad en las estadías, durante las cuales se realizaron parte de los trabajos presentados en este informe. Se ha contado, asimismo, con la colaboración de proyectos del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina, de la Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica y de la Universidad Nacional de La Plata (Argentina).

# Referencias

Ashman K.M., Zepf S.E., 1992, ApJ, 384, 50

- Bassino L.P., Muzzio J.C., Rabolli M., 1994, ApJ, 431, 634
- Bassino L.P., Muzzio J.C., 1995, The Observatory, 115, 256
- Bassino L.P., Cellone S.A., Forte J.C., Dirsch, B., 2003, A&A, 399, 489
- Bassino L.P., Faifer F.R., Forte J.C., Dirsch, B., Richtler, T., Geisler, D., Schuberth, Y., 2006a, A&A, 451, 789
- Bassino L.P., Richtler T., Dirsch B., 2006b, MNRAS, 367, 156
- Bassino L. P., Richtler T., Dirsch B., 2008a, MNRAS, 386, 1145
- Bassino L.P., Richtler T., Faifer F.R. et al., 2008b, en "Globular Clusters Guides to Galaxies" (2006), eds. T. Richtler y S. Larsen, ESO/Springer Conference Proceeding, en prensa (astro-ph/0605064)

Beasley M.A., Baugh C.M., Forbes D.A. et al., 2002, MNRAS, 333, 383

Bekki K., Couch W.J., Drinkwater M.J., Shioya Y., 2003a, MNRAS, 344, 399

Bekki K., Forbes D.A., Beasley M.A., Couch W.J., 2003b, MNRAS, 344, 1334

Bekki K., 2005, ApJ, 626, L93

Bellazzini M., Ibata R.A., Chapman S.C., et al., 2008, AJ, 136, 1147B

Bertin E., Arnouts S., 1996, A&AS, 117, 393

- Brodie J.P., Strader J., 2006, ARA&A, 44, 193
- Côté P., Marzke R.O., West M.J., 1998, ApJ, 501, 554
- Dabringhausen J., Hilker M., Kroupa P., 2008, MNRAS, 386, 864
- Dirsch B., Richtler T., Geisler D., Forte J.C., Bassino L. P., Gieren W.P., 2003a, AJ, 125, 1908
- Dirsch B., Richtler T., Bassino L.P., 2003b, A&A, 408, 929
- Drinkwater M.J., Jones J.B., Gregg M.D., et al., 2000, PASA, 17, 227
- Forbes D.A., Brodie J.P., Grillmair C.J., 1997, AJ, 113, 1652
- Forte J.C., Faifer F.R., Geisler D., 2007, MNRAS, 382, 1947
- Geisler D., 1996, AJ, 111, 480
- Harris W.E., 2001, en "Star Clusters", eds. L. Labhardt y B. Binggeli, Saas–Fee Advanced Course 28, Springer–Verlag, Berlin, p. 223
- Harris W.E., van den Bergh S., 1981, AJ, 86, 1627
- Harris W.E., Whitmore B.C., Karakla D. et al., 2006, ApJ, 636, 90
- Haşegan M., Jordán A., Côté P. et al., 2005, ApJ, 627, 203
- Hilker M., Infante L., Richtler T., 1999, A&AS, 138, 55
- Jordán A., McLaughlin D.E., Côté P., et al., 2007, ApJS, 171, 101
- Kundu A., 2008, AJ, 136, 1013
- Lee Y.-W., Joo J.-M., Sohn Y.-J., et al., 1999, Nature, 402, 55
- McLaughlin D.E., 1999, AJ, 117, 2398
- Mendel J.T., Proctor R.N., Forbes D.A., 2007, MNRAS, 379, 1618
- Moore B., Diemand J., Madau P. et al., 2006, MNRAS, 368, 563
- Nakazawa K., Makashima K., Fukazawa Y., Tamura T., 2000, PASJ, 52, 623
- Navarro J.F., Frenk, C.S., White S.D.M., 1997, ApJ, 490, 493
- Ostrov P.G., Forte J.C., Geisler D., 1998, AJ, 116, 2854
- Pedersen K., Yoshii Y., Sommer-Larsen J., 1997, ApJ, 485, L17
- Peng E.W., Jordán A., Côté P. et al., 2006, ApJ, 639, 95
- Pipino A., Puzia T.H., Matteucci F., 2007, ApJ, 665, 295
- Richtler T., 2006, Bulletin of the Astronomical Society of India, 34, 83
- Richtler T., Dirsch B., Gebhardt K. et al., 2004, AJ, 127, 2094
- Salaris M., Weiss A., 2002, A&A 388, 492
- Santos M.R., 2003, en "Extragalactic Globular Cluster Systems", ed. M. Kissler-Patig, ESO Astrophysics Symposia, p. 348
- Secker J., Harris W.E., 1993, AJ, 105, 1358
- Schuberth Y., Richtler T., Bassino L.P., Hilker M., 2008, A&A, 477, L9
- Strader J., Brodie J.P., Forbes D.A., 2004, AJ, 127, 3431
- Strader J., Brodie J.P., Spitler L., Beasley M.A., 2006, AJ, 132, 2333
- Tonry J.L., Dressler A., Blakeslee J.P., et al., 2001, AJ, 546, 681
- Villanova S., Piotto G., King I.R., et al., 2007, ApJ, 663, 296
- West M.J., Côté P., Marzke R.O., Jordán A., 2004, Nature, 427, 31

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

# INFORME INVITADO - INVITED REVIEW

# Recientes avances en la investigación observacional de estrellas binarias

J.F. González<sup>1</sup>

# (1) Complejo Astronómico El Leoncito, CONICET, Universidad Nacional de San Juan

**Resumen.** Se presenta una revisión de algunas áreas de investigación astrofísica en las que las estrellas binarias y múltiples desempeñan un papel fundamental, brindando información sobre diversos problemas astrofísicos. Éstos incluyen el origen de las estrellas peculiares, la dinámica y evolución de los cúmulos estelares y de la Galaxia, y la escala de distancias extragalácticas. Se destacan algunas nuevas líneas de investigación abiertas en los últimos años y las perspectivas que brindan los actuales recursos observacionales y métodos de análisis.

**Abstract.** This contribution presents a review of some areas of astrophysical research where binary and multiple stars play a prominent role in providing information about various astrophysical problems. Such problems include the origin of the peculiar stars, the dynamics and evolution of both star clusters and of the Galaxy and the scale of extragalactic distances. Some research guidelines opened in the last few years are to be highlighted as well as the new perspectives brought about by current observational resources and methods of analysis.

# Introducción

Históricamente, las binarias separadas cumplieron un papel fundamental en el desarrollo de la astrofísica estelar. A lo largo de los años, el estudio astrométrico de las binarias visuales y, en particular, el estudio espectrofotométrico de las binarias eclipsantes, permitió la determinación de los parámetros fundamentales de las estrellas y su comparación con las predicciones de los modelos teóricos de evolución estelar. En los últimos 10–15 años, sin embargo, han ocurrido importantes novedades en el campo de la investigación observacional de las binarias, las cuales exceden el gradual crecimiento producto de la modernización de la instrumentación astronómica. Estas novedades han generado nuevas formas de trabajo, abriendo a su vez nuevas perspectivas sobre el estudio de las estrellas binarias y múltiples en general.

Entre las principales causas que han impulsado la renovación en el estudio de las mencionadas estrellas, deben mencionarse las nuevas posibilidades observacionales existentes en el siglo XX, las cuales no sólo han permitido mejorar la precisión en la determinación de los parámetros observacionales, sino que además han facilitado el acceso a nuevos nichos de investigación. Como ejemplos, pueden mencionarse los estudios de sistemas individuales en galaxias externas y la definición de nuevas categorías de binarias, desde el punto de vista observacional.

Ocurrió además otro importante cambio cualitativo: la toma de conciencia de que las estrellas binarias no son sólo objetos peculiares, más o menos útiles o interesantes, sino que constituyen además buena parte de la población estelar, desempeñando un papel fundamental en la evolución dinámica de los sistemas estelares. De hecho, no resulta posible formular un modelo realista de formación estelar o de dinámica de sistemas estelares, sin tener en cuenta la multiplicidad estelar. En las siguientes secciones haremos una revisión de algunos trabajos recientes que marcan la actual tendencia en algunos campos de estudio particulares dentro de la investigación observacional de las estrellas binarias.

# El avance de las técnicas observacionales: Nuevas categorías observacionales de binarias

El aumento de la precisión en la determinación de parámetros fundamentales de estrellas binarias mediante la aplicación de distintas técnicas observacionales, ha hecho que la clásica división entre binarias eclipsantes, espectroscópicas y visuales, resulte hoy menos notoria. En un reciente trabajo, Shabun et al. (2008) han mostrado que es posible medir la separación angular de las componentes de binarias eclipsantes con períodos de pocos días. Usando VLTI con Amber (Astronomical Multiple Beam Recombiner), estos autores midieron para la binaria  $\delta$  Ori una separación de unos 2.8 m.a.s y radios angulares de sus componentes de 0.9 y 0.6 m.a.s, respectivamente. La posibilidad de obtener, como en este caso, información a través de técnicas interferométricas, fotométricas y espectroscópicas, permite determinar temperaturas efectivas en forma directa.

La extraordinaria precisión fotométrica alcanzada por intrumentos de misiones espaciales, tales como MOST, COROT y dentro de poco Kepler, permiten en la actualidad hacer fotometría diferencial al nivel de las micromagnitudes. Esta posibilidad ha llevado a definir una nueva clase de binaria fotométrica: las denominadas beaming binaries, que representan un híbrido entre las binarias espectroscópicas y las elipsoidales, ya que en ellas se detectarían las variaciones fotométricas periódicas, debidas al efecto relativista de concentración del haz de luz debido a la velocidad radial de la estrella (Zucker, Mazeh & Alexander 2007). Si bien este efecto es típicamente del orden de 0.001 magnitud y, por lo tanto, considerablemente menor que el efecto por elipticidad o de reflexión en binarias de pocos días de período, tiene una dependencia relativamente suave con el período orbital – la amplitud es proporcional a la velocidad y, por lo tanto, al período elevado a la -1/3 – por lo que sería detectable aún en binarias con períodos de varios cientos de días.

# Binarias en galaxias externas y la escala de distancias extragalácticas

Un avance fundamental ocurrido en la ultima década en la astrofísica de sistemas binarios, ha sido el estudio de binarias eclipsantes-espectroscópicas en galaxias vecinas. La importancia de este tipo de estudio radica, por un lado, en la obtención de las características físicas de poblaciones estelares con diferente historia química que la de nuestra Galaxia y, por otro lado, en la posibilidad que ofrecen las binarias para refinar la escala de distancias extragalácticas.

El estudio de binarias eclipsantes en galaxias vecinas se inició gracias a proyectos fotométricos de gran escala realizados con telescopios modestos, cuyo objetivo primario era la detección de microlentes gravitacionales (*MACHO*, *OGLE*, *EROS*). Como subproducto de estos relevamientos, se detectaron grandes cantidades de estrellas variables y, en particular, binarias eclipsantes (Alcock et al. 1997, Wyrzykowski et al. 2003, 2004). Tanto es así que el número de eclipsantes conocidas en las Nubes de Magallanes superó rápidamente a las descubiertas en la Vía Láctea a lo largo de más de un siglo de investigación. El Catálogo General de Estrellas Variables (GCVS, Kholopov 1985-1988)<sup>1</sup> contiene 5534 estrellas binarias eclipsantes, entre ellas 2607 de tipo Algol, 580 de tipo  $\beta$  Ly y 540 WUMa. Entretanto, en la Nube Mayor de Magallanes se han detectado más de 5000 y en la Nube Menor más de 2000 (Guinan et al. 2006); aunque una revisión más reciente de las curvas de luz de MACHO y OGLE arrojaría 4634 y 1509 binarias eclipsantes, respectivamente (Faccioli et al. 2007).

La determinación de masas y radios, sin embargo, requiere curvas de velocidad radial y, por ende, espectroscopía de alta dispersión. En la Nube Mayor de Magallanes hay un centenar de binarias eclipsantes más brillantes que V = 17.5 con buena fotometría, aptas para hacer espectroscopía con los grandes telescopios actuales (Michalska & Pugulski 2005). La primera determinación de distancias extragalácticas mediante binarias con buena precisión (0.1 mag en el módulo de distancia) fue realizada por Guinan et al. (1998) para HV2274 en la Nube Mayor, usando el espectrógrafo de alta resolución del HST. Posteriormente, el mismo grupo estudió otras 3 binarias en la Nube Mayor (Fitzpatrick et al. 2002, Ribas et al. 2002, Fitzpatrick et al. 2003). Por otro lado, se ha redeterminado también la distancia a la Nube Menor de Magallanes, mediante el estudio de varias decenas de binarias eclipsantes (Harris et. al 2003, Hilditch et al. 2005, North et al. 2008). Recientemente, la determinación de distancias usando binarias se ha extendido a otras galaxias del Grupo Local. Ribas et al. (2005) analizaron la primera binaria eclipsante-espectroscópica en M31. Por otro lado, Bonanos et al. (2006) midieron la distancia a M33, siendo éste el primer resultado del proyecto DIRECT (Kaluzny et al. 1998). Dicho proyecto está siendo utilizado desde 2002 para realizar espectroscopía de binarias eclipsantes detectadas en M31 y M33, usando los telescopios Keck II y Gemini.

Esta aplicación del estudio de las binarias no se limita sólo a distancias extragalácticas. Aún en los cúmulos estelares más cercanos en los que presumiblemente se conoce la distancia con precisión, las binarias eclipsantes han resultado claves. Las determinaciones más recientes de la distancia a las Pleiades mediante el análisis de su única binaria eclipsante conocida (HD 236442), ha confirmado que la distancia al cúmulo es de aproximadamente 135 pc (Groenewegen et al. 2007, Southworth et al. 2005, Munari et al 2004), lo que había sido objeto de

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Version actualizada en http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/.

discusión luego de que las paralajes estelares obtenidas con el satélite Hipparcos arrojaran un valor de 118 pc (van Leeuwen 1999).

La determinación de masas y radios en binarias eclipsantes extragalácticas ofrece, por otro lado, la oportunidad de comparar las propiedades generales de las estrellas de esas galaxias con la población local. González et al. (2005) realizaron una comparación de la relación Masa–Luminosidad en nuestra Galaxia con la de la Nube Mayor. Usaron para esto 28 estrellas (14 binarias eclipsantes de componentes separadas) con parámetros físicos conocidos hasta ese momento y encontraron gran similitud entre ambas galaxias. Por otro lado, la frecuencia de binarias en las Nubes de Magallanes parece ser considerablemente menor a la observada en nuestra Galaxia. Mazeh et al. (2006) analizaron estadísticamente el conjunto de las binarias eclipsantes de la Nube Mayor con períodos entre 2 y 10 días, llegando a la conclusión de que el porcentaje de binarias con períodos menores que 10 días entre estrellas de secuencia principal de tipo B, es inferior al 1%.

# Desarrollo de nuevas técnicas de análisis

La obtención de información astrofísica a partir de los datos observacionales depende no solamente de la calidad de estos últimos, sino también de la aplicación de adecuadas técnicas de análisis. En el caso de estrellas múltiples en general, donde no siempre es fácil separar la luz proveniente de cada componente, el desarrollo de métodos de análisis específicos muchas veces marca la diferencia. En la última década se han desarrollado varios métodos que, aunque con diferencias de metodología o de aplicación, atacan el mismo problema: separar en el espectro observado los rasgos correspondientes a cada estrella del sistema y analizar su cinemática. Entre los principales métodos de reconstrucción de espectros pueden citarse ILST (Iterative Least Squares Technique, Bagnuolo & Gies 1991), SVD (Single Value Decomposition, Simon & Sturm 1994), FT (Fourier Transform, Hadrava 1995, 1997) e IDD (Iterative Doppler Differencing, González & Levato 2006). Hemos usado aquí los nombres adoptados para cada técnica en la revisión de Hensberge & Pavloski (2006). Actualmente, estas técnicas son habitualmente aplicadas a sistemas binarios o múltiples para obtener velocidades de precisión o cuando es necesario analizar las características espectrales de cada estrella. El método FT, también llamado Fourier Disentangling, es actualmente el más difundido. La Fig. 1 muestra un ejemplo de aplicación de IDD para la detección de la secundaria en un sistema espectroscópico de baja relación de luminosidades, en el cual las líneas de la secundaria tienen una intensidad de sólo dos veces el ruido de los espectros.

En lo que respecta a las innovaciones en el análisis de curvas de luz, puede decirse que el salto más notable se produjo hace ya más de 30 años con la implementación de programas computacionales capaces de modelar curvas de luz y ajustar las observaciones por mínimos cuadrados. Un ejemplo ilustrativo es el popular código de Wilson & Devinney (1971). Desde entonces el trabajo observacional no ha cambiado sustancialmente, salvo la permanente actualización de



**Figura 1.** Aplicación de la técnica de separación de espectros a una binaria de baja razón de luminosidades. *Izquierda*: Espectros observados compuestos y espectros calculados para ambas componentes. *Derecha*: Comparación de los espectros de ambas componentes (normalizados) con espectros patrones del mismo tipo espectral y velocidad de rotación.

los modelos (tratamiento de reflexión, modelos de atmósfera, etc.) y el ajuste de otros observables: velocidades radiales, eclipses en rayos X, perfiles de lineas espectrales, curvas de polarización (ver revisiones de Wilson 1994 y Wilson 2007). La modificación más reciente es la posibilidad de trabajar en unidades físicas, de manera de ajustar en forma directa parámetros tales como la distancia o la temperatura (Wilson 2008).

El desafío actual, sin embargo, no está centrado tanto en la calidad del ajuste de las curvas, sino más bien en la automatización, de manera de poder analizar las miles de curvas de luz obtenidas y a obtener como fruto de los grandes relevamientos fotometétricos. Un esquema automático del programa de Wilson & Devinney fue propuesto por Wyithe & Wilson (2001), mientras que Tamuz et al. (2006) han desarrollado EBAS (Eclising Binary Automated Solver), un programa más rápido aunque algo menos preciso, que ha sido aplicado por Mazeh et al. (2006) al conjunto completo de binarias eclipsantes detectadas por OGLE en la Nube Mayor (2580 sistemas).

# **Binarias** peculiares

Una aplicación de la separación espectral de las componentes de binarias es la determinación de abundancias químicas de binarias o multiples. El estudio de las binarias con componentes peculiares es particularmente interesante porque la geometría de los campos magnéticos y los fenómenos de difusión que están relacionados con el origen de las anomalías químicas, están sin duda influenciados por la presencia de una compañera. Por otro lado, la frecuencia de binaridad en algunos grupos de estrellas peculiares es llamativamente alto, particularmete entre estrellas Am y de Hg-Mn. En una busqueda de compañeras visuales en el IR cercano con NACO+VLT, Hubrig et al. (2008) encontraron 27 compañeras IR sobre una muestra de 40 estrellas de Hg-Mn. Considerando que 25 estrellas de la muestra son binarias espectroscópicas, se llega a la conclusión que de un total de 40 estrellas hay 2 simples, 21 binarias, 16 triples y una cuádruple.

Para la determinación de masas y radios de estrellas peculiares es necesario estudiar binarias eclipsantes de líneas dobles con componentes peculiares. Sin embargo, no se conocen muchas binarias con esas características. Hasta el momento se conocen sólo dos binarias de líneas dobles eclipsantes en estrellas Bp magnéticas: HD 123335 (Hensbergen et al 2004) y AO Vel (González et al. 2006), y una única binaria eclipsante de Hg-Mn: AR Aur (Nordstrom & Johansen 1994). AO Vel es en realidad un sistema cuádruple muy interesante. En el primer estudio espectroscópico de alta resolución para este sistema (González et al. 2006), se encontró que se trata de un sistema cuádruple formado por 2 binarias de 1.6 y 4.1 días de período, ligadas en una órbita de 41 años. Porteriormente, la técnica de separación de espectros aplicada a observaciones obtenidas con UVES+VLT mostró que, además de la primaria BpSi, otras dos de las componentes son también químicamente peculiares, con características típicas de estrellas de Hg-Mn (González et al. 2008).

El estudio en alta resolución de la estrella binaria AR Aur también mostró aspectos novedosos, en este caso ligados a la distribución de las anomalías químicas en la superficie de la estrella. A diferencia de las estrellas peculiares magnéticas, las estrellas de Hg-Mn, hasta no hace mucho tiempo, se consideraban como carentes de campos magnéticos, con una atmósfera estable y uniforme. Sin embargo, Adelman et al. (2002) mostraron a través de variaciones del perfil de la línea  $\lambda$ 3984, que el Hg no estaba distribuido uniformemente en la superficie de la estrella  $\alpha$  And. Hubrig et al. (2006) estudiaron la binaria AR Aur, detectando por primera vez inhomogeneidades superficiales en la distribución de Y, Sr, Pt, Zr, Nd y He, además del Hg. Es llamativo que la geometría de las manchas de los elementos con variaciones más claras tenga relación directa con la posición de la compañera binaria, poniendo en evidencia que existiría una relación entre la binaridad y las condiciones atmosféricas apropiadas para la generación de anomalías químicas. El descubrimiento posterior de varias otras estrellas de Hg-Mn, incluyendo varias binarias, con variaciones en los perfiles de líneas espectrales (Hubrig et al. 2008), sugiere que el fenómeno no es una excepción sino un caso frecuente. En consecuencia, la influencia de una compañera binaria debe ser considerada un ingrediente clave en los modelos físicos que pretendan explicar el origen de las peculiaridades químicas.

#### Las binarias en la ecología de las poblaciones estelares

En los últimos años, se ha llegado a la convicción de que la evolución estelar no puede ser planteada separadamente de otros procesos que actúan en escala de tiempo comparables y están fuertemente acoplados: la dinámica de los cúmulos, la evolución de los sistemas binarios y la influencia externa de la marea galáctica. La actividad binaria (formación, rompimiento, o cambios orbitales) juega un importante papel en la dinámica del cúmulo, debido a la energía interna que las binarias pueden absorber o liberar en el cúmulo (Heggie & Aarseth 1992, de la Fuente Marcos 1996, Giersz & Heggie 1996). Como ejemplo, basta mencionar que la energía cinética orbital de una binaria de unos 10 días de período, es típicamente cuatro ordenes de magnitud mayor que la energía cinética asociada al movimiento del centro de masa de la misma binaria dentro del cúmulo. Además, la presencia de binarias aumenta la tasa de colisiones por su mayor sección eficaz y altera la evolución estelar, ya que la transferencia de masa entre las componentes puede producir objetos con estados evolutivos totalmente nuevos. Estos cambios en las estrellas miembros de un cúmulo repercuten en la dinámica global del mismo (Aarseth 1996). La evolución de ese ambiente estelar y los diferentes objetos que lo componen ha recibido el nombre de ecología de cúmulos estelares (Heggie 1992).

Los modelos dinámicos muestran que la presencia de binarias primordiales, aún en pequeñas proporciones, influye sobre la evolución dinámica (Heggie & Aarseth 1992, McMillan & Hut 1994) y, en el caso de los cúmulos pobres, la domina completamente (de la Fuente Marcos 1996). Aún en los modelos sin binarias primordiales, la contracción inicial del cúmulo produciría una formación masiva de estrellas binarias, liberando energía gravitatoria suficiente para detener el colapso (Giersz & Heggie 1996, 1997, Heggie et al 2006).

Portegies Zwart et al. (2004) modelaron la evolución de cúmulos abiertos ricos con un 50 % de binarias primordiales. Ellos encuentran que la fracción de binarias se mantiene aproximadamente constante hasta que el cúmulo ha perdido por evaporación cerca del 80 % de su masa inicial. En cúmulos más viejos que 100 millones de años, las binarias están significativamente concentradas, presentando un factor 2 entre la frecuencia de binarias en el centro y en la periferia. Es interesante notar que en estas simulaciones no se reproduce la frecuencia de múltiples **observada, lo que** indicaría que existe una considerable fracción de múltiples primordiales (Portegies Zwart et al. 2004, van den Berk et al. 2007).

La contrastación de estos modelos necesita de información observacional sobre la frecuencia de binarias y sus características en cúmulos estelares de distinta edad y densidad. El conocimiento al respecto es todavía hoy bastante fragmentario. En el CASLEO se está llevando a cabo desde hace algunos años un monitoreo espectroscópico de estrellas de cúmulos abiertos con el objeto de detectar binarias y determinar sus órbitas (Levato et al. 2004). Un tema clave en la confrontación de modelos de población de binarias es la estimación de la probabilidad observacional de detección de las binarias para poder calcular la frecuencia real de cada tipo de binaria en la muestra. Una estrategia alternativa que se ha usado recientemente (Kouwenhoven et al. 2007) apunta a la simulación no sólo del modelo de una determinada población estelar, sino también a la simulación de la probabilidad observacionales reales que han estudiado esa población. Esos autores aplican su técnica a la asociación Sco OB1 encontrando que las observaciones son consistentes con un modelo que incluye un 70 % de binarias primordiales, lo que confirma el protagonismo de las

mismas en la evolución de las poblaciones estelares.

Los sistemas más sensibles a las perturbaciónes dinámicas son los sistemas múltiples y las binarias de mayor separación, también llamadas binarias frágiles (Oswalt et al. 2006). Las binarias frágiles del campo galáctico proveen importante información sobre el potencial galáctico y la masa de perturbadores de materia oscura (Allen et al. 2006). Yoo et al. (2004) pusieron un límite superior a la densidad de objetos masivos en el halo de la Galaxia por medio del estudio estadístico de binarias separadas en el campo y, con ello, complementaron los resultados de los experimentos de microlentes gravitacionales para descartar los MACHO como los principales constituyentes de la materia oscura del halo galáctico.

# Referencias

Aarseth, S.J., 1996 ASPC, 90, 423

- Adelman, S.J., Gulliver, A.F., Kochukhov, O.P., Ryabchikova, T.A., 2002, ApJ, 575, 449
- Alcock, C. y 10 coautores, 1997 AJ, 114, 326
- Allen, C., Poveda, A., Hernández-Alcántara, A., 2007, IAUS 240, 405
- Bagnuolo, W.G., Gies, D.R., 1991 ApJ, 376, 266
- Bonanos, A.Z. y 14 coautores, 2006 ApJ, 652, 313
- De la Fuente Marcos, R., 1996, A&A 314, 453
- Faccioli, L., Alcock, C., Cook, K., Prochter, G.E., Protopapas, P., Syphers, D., 2007 AJ 134,1963
- Fitzpatrick, E.L., Ribas, I., Guinan, E.F., DeWarf, L.E., Maloney, F.P., Massa, D., 2002, ApJ, 564, 260
- Fitzpatrick, E.L., Ribas, I., Guinan, E.F., Maloney, F.P., Claret, A., 2003 ApJ, 587, 685
- Giersz, M., Heggie, D.C., 1996, MNRAS 279,1037
- Giersz, M., Heggie, D.C., 1997, MNRAS 286,709
- González, J.F., Hubrig, S., Nesvacil, N., North, P., 2006 A&A, 449, 327
- González, J.F., Levato, H., 2006 A&A, 448, 283G
- González, J.F., Ostrov, P., Morrell, N., Minniti, D., 2005 ApJ, 624, 946G
- González, J.F., Nesvacil, N., Hubrig, S., in *Precision Spectroscopy in Astro*physics, ESO Astroph. Symp. , 291
- Groenewegen, M.A.T., Decin, L., Salaris, M., De Cat, P., 2007 A&A, 463, 579
- Guinan, E.F. y 8 coautores, 1998 ApJ, 509, L21
- Guinan, E.F., Harmanec, P., Hartkopf, W., 2006, IAUS 240, 5
- Hadrava, P., 1995 A&AS, 114, 393
- Hadrava, P., 1997 A&AS, 122, 581
- Harries, T.J., Hilditch, R.W., Howarth, I.D., 2003 MNRAS, 339, 157
- Heggie, D.C., 1992, Nature 359, 772

- Heggie, D.C., Aarseth, S.J., 1992, MNRAS 257, 513
- Heggie, D.C., Trenti, M., Hut, P., 2006 MNRAS, 368, 677
- Hensberge, H. y 10 coautores, 2004 ASPC, 318, 309
- Hensberge, H., Pavlosvki, K., 2006, IAUS 240, 136
- Hensberge, H., Pavlovski, K., 2007 IAUS 240, 136
- Hilditch, R.W., Howarth, I.D., Harries, T.J., 2005 MNRAS, 357, 304
- Hubrig, S., Ageorges, N., Schoeller, M., 2008, in Multiple Stars Across the H-R Diagram, ESO Astroph. Symp., 155
- Hubrig, S., González, J.F., Arlt, R., 2008, CoSka 38, 415
- Hubrig, S., González, J.F., Savanov, I., Schöller, M., Ageorges, N., Cowley, C.R., Wolff, B., 2006 MNRAS, 371, 1953
- Kaluzny, J., Stanek, K.Z., Krockenberger, M., Sasselov, D.D., Tonry, J.L., Mateo, M., 1998 AJ 115,1016
- Kholopov, P.N., ed. 1985-1988, General Catalogue of Variable Stars, Vols. 1-3 (4th ed., Moscow: Nauka)
- Kouwenhoven, M.B.N., Brown, A.G.A., Portegies Zwart, S.F., Kaper, L., 2007 A&A, 474, 77
- Levato, H., González, J.F., Malaroda, S., Grosso, M., 2004 RMxAC, 21, 141
- Mazeh, T., Tamuz, O., North, P., 2006, MNRAS, 367, 1531
- McMillan, S., Hut, P., 1994, ApJ, 427, 793
- Michalska, G., Pigulski, A., 2005 A&A, 434, 89
- Munari, U., Dallaporta, S., Siviero, A., Soubiran, C., Fiorucci, M., Girard, P., 2004 A&A, 418,L31
- Nordstrom, B., Johansen, K.T., 1994 A&A, 282, 787
- North, P.L., Gauderon, R., Royer, F., 2008 IAUS 256 (2008arXiv0809.2728)
- Oswalt, T.D., Johnston, K.B., Rudkin, M., Vaccaro, T., Valls-Gabaud, D., 2007, IAUS, 240, 3000
- Portegies Zwart, S.F., Hut, P., McMillan, S.L.W., Makino, J., 2004, MNRAS, 351, 473
- Ribas, I., Fitzpatrick, E.L., Maloney, F.P., Guinan, E.F., Udalski, A., 2002 ApJ, 574, 771
- Ribas, I., Jordi, C., Vilardell, F., Fitzpatrick, E.L., Hilditch, R. W., Guinan, E.F., 2005 ApJ, 635, L37
- Shabun, K., Richichi, A., Munari, U., Siviero, A., Paczynski, B., 2008, IAUS 248, 118
- Simon, K.P., Sturm, E., 1994 A&A, 281, 286
- Southworth, J., Maxted, P.F.L., Smalley, B., 2005 A&A, 429, 645
- Tamuz, O., Mazeh, T., North, P., 2006, MNRAS, 367, 1531
- van den Berk, J., Portegies Zwart, S.F., McMillan, S.L.W., 2007, MNRAS, 379, 111
- van Leeuwen, F., 1999 A&A, 341L, 71
- Wilson, R.E., 1994, PASP, 106, 921
- Wilson, R.E., 2007, IAUS 240, 188

32

Wilson, R.E., 2008, ApJ, 672, 575

Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, ApJ, 166, 605

Wyithe, J.S.B., Wilson, R.E., 2001, ApJ, 559, 260

Wyrzykowski, L. y 8 coautores, 2003 AcA, 53, 1

Wyrzykowski, L. y 8 coautores, 2004 AcA, 54, 1

Yoo, J., Chanamé, J., Gould, A., 2004 ApJ, 601, 311

Zucker, S., Mazeh, T., Alexander, T., 2007 ApJ, 670.1326

Zucker, S., Mazeh, T., Alexander, T., 2007, ApJ, 670, 1326

Contribuciones orales

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

# COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Jóvenes e imprudentes: exceso de velocidad en la Galaxia

Mario G. Abadi<sup>1,2,3</sup>

(1) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, Argentina
(2) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina
(3) CONICET

Abstract. Halo stars with unusually high radial velocity "hypervelocit" stars, or HVSs) are thought to be stars unbound to the Milky Way that originate from the gravitational interaction of stellar systems with the supermassive black hole at the Galactic center. We examine the latest HVSs compilation and find peculiarities that are unexpected in this black hole-ejection scenario. For example, a large fraction of HVSs cluster around the constellation of Leo and share a common travel time of  $\sim 100\text{-}200$  Myr. Furthermore, their velocities are not really extreme if, as suggested by recent galaxy formation models, the Milky Way is embedded within a  $2.5 \times 10^{12} h^{-1} M_{\odot}$  dark halo with virial velocity of  $\sim 220$  km/s. In this case, the escape velocity at  $\sim 50$ kpc would be  $\sim 600$  km/s and very few HVSs would be truly unbound. We use numerical simulations to show that disrupting dwarf galaxies may contribute to form halo stars with velocities of up to the nominal escape speed of the system and sometimes even exceeding it. These stars are arranged in a thinly-collimated outgoing "tidal tail" stripped from the dwarf during its latest pericentric passage. We speculate that some HVSs may therefore be tidal debris from a dwarf recently disrupted near the center of the Galaxy. According to this interpretation, the angular clustering of HVSs results because, from our perspective, the tail is seen nearly "end on", whereas the common travel time simply reflects the fact that these stars were stripped simultaneously from the dwarf during a single pericentric passage. This proposal is eminently falsifiable, since it makes a number of predictions that are different from the black hole-ejection mechanism and that should be testable with improved HVSs datasets.

#### Introducción

La existencia de estrellas de alta velocidad (HVSs, Hiper-Velocity Stars) en el halo de la Vía Láctea fue predicha teóricamente por Hills (1998), como consecuencia inevitable de la presencia de un agujero negro supermasivo (SMBH) ubicado en la región central de la Galaxia. Hills (1998) propuso que, durante un pasaje cercano de un sistema estelar binario por las inmediaciones del agujero negro, la fuerte interacción gravitacional podría propulsar una de las estrellas del par a una velocidad superior a los 1000 km/s, mientras que la otra permanecería ligada en una órbita altamente excéntrica. Esta velocidad tan extrema supera ampliamente la velocidad de escape local de la Vía Láctea, permitiéndole escapar en un órbita prácticamente radial.

El descubrimiento de una población de HVSs en relevamientos de velocidad radial de estrellas jóvenes tipo B en el halo galáctico (Brown et al 2006, 2007a, b), ha brindado un fuerte apoyo a este escenario teórico y ha generado también un interés creciente en el tema. La última compilación de Brown et al. (2008, en adelante BGK08) incluye 16 HVSs, todas escapando a velocidades superiores a  $\sim 300 \text{ km/s y hasta} \sim 720 \text{ km/s en el sistema de referencia galáctico.}$ 

En este trabajo examinamos algunas peculiaridades en la distribución espacial y cinemática de las HVSs y proponemos un mecanismo alternativo al de la eyección, debido a la interacción de sistemas estelares binarios con el SMBH. Usando simulaciones numéricas de formación de galaxias, presentamos este mecanismo capaz de poblar el halo galáctico con estrellas de alta velocidad.



Figura 1. Proyección Aitoff en coordenadas galácticas de todas las estrellas en la muestra Brown et al. 2006, 2007a, b (BGKK). Los círculos llenos muestran las estrellas de alta velocidad ( $V_r \gtrsim 300 \text{ km/s}$ ) con distancias estimadas e incluyendo algunas estrellas nuevas recientemente detectadas por BGK08 (círculos abiertos). El color codifica el tiempo de viaje de cada estrella, como muestra el histograma en el panel inferior izquierdo. El histograma lleno corresponde a las estrellas BGKK mientras que el histograma abierto añade las estrellas nuevas en la muestra BGK08. La curva muestra la distribución de tiempos de viaje predicha por un modelo en el que las estrellas están continuamente expulsadas por el SMBH del centro galáctico (Bromley et al. 2006). La curva cerrada negra en el panel Aitoff delinea un círculo de 26° de radio, centrado en la región de la constelación de Leo. Más de la mitad de todas las HVSs con  $V_r > 350 \text{ km/s}$ están contenidas dentro de esa región. Esto representa una sobredensidad importante de HVSs en la dirección de Leo. Esta misma región contiene sólo alrededor de 20% de todas las estrellas de la muestra. Se incluyen algunas galaxias satélites de la Vía Láctea como referencia.

# Analisis

Para cada estrella de la muestra de Brown et al. (2006, 2007a,b, 2008) con distancias galactocéntricas y velocidades radiales publicadas, calculamos un tiempo de viaje desde el centro galáctico, asumiendo una órbita puramente radial en el modelo de potencial galáctico de Bromley et al (2006). Analizando la distribución de los tiempos de viaje de las HVSs, se observa que la misma no es uniforme, mostrando que una fracción importante de las estrellas comparte un tiempo de viaje de ~ (100-200)x10<sup>6</sup> años. Asimismo, analizamos la distribución espacial angular de las HVSs y encontramos que esta población estelar no está uniformemente distribuida en toda la región del cielo cubierta por el catálogo. Basándonos en estos dos resultados observacionales principales, proponemos a continuación un escenario alternativo donde las HVSs son eyectadas durante el pasaje por el pericentro galáctico de una galaxia satélite, la cual es destruida por la fuerte interacción gravitacional con la galaxia primaria.

La distribución anisotrópica y de tiempos de viaje preferenciales que se observa para la muestra de HVSs, sugiere que al menos parte de las HVSs podrían tener un origen diferente del mecanismo que involucra el SMBH. Analizando simulaciones numéricas de formación de galaxias, estudiamos en detalle el proceso de formación de una cola tidal durante la destrucción de una galaxia satélite. Para un observador ubicado cerca del centro galáctico - tal como sería aproximadamente la posición del Sol en la Vía Láctea - una de estas corrientes o colas tidales se vería proyectada en una dirección muy bien

definida en el cielo. Además, las estrellas arrancadas de la galaxia satélite durante el pasaje, tienen todas tiempos de viaje similares, ya que son removidas simultáneamente durante el pasaje pericéntrico.

#### Referencias

Bromley, B.C., Kenyon, S.J., Geller et al. 2006, ApJ, 653, 1194
Brown, W.R., Geller, M.J. et al. 2006, ApJ, 647, 303
Brown, W.R., Geller, M.J. et al. 2007a, ApJ, 660, 311
Brown, W.R., Geller, M.J. et al. 2007b, ApJ, 671, 1708
Brown, W.R., Geller, M.J., Kenyon, S.J. 2008, astro-ph/0808.2469 (BGK08)
Hills, J.G. 1988, Nature, 331, 687

# COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Estudio de cúmulos estelares galácticos inmersos

G. Baume<sup>1,2</sup> G. Carraro<sup>3,4</sup> & R.A. Vázquez<sup>1,2</sup>

- (1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP)
- (2) Instituto de Astrofísica de La Plata (Conicet UNLP)
- (3) ESO Santiago de Chile
- (4) Dipartimento di Astronomia, Università di Padova

Abstract. The general characteristics of embedded Galactic clusters are presented in this study. Several methods are described here which are likely to be used to determine the basic parameters of these objects by using visible (UBVI) and near infrared (JHK) photometric observations. A project was designed with the aim of applying these methods to a sample of open clusters located in particular directions of the Galactic plane.

**Resumen.** Se presentan las características generales de los cúmulos abiertos galácticos inmersos. Se describen diversos métodos que pueden ser aplicados para determinar los parámetros básicos de estos objetos, a partir de observaciones fotométricas en la región visible (UBVI) y en el infrarrojo cercano (JHK). Se plantea un proyecto para aplicar estos métodos a cúmulos abiertos seleccionados, localizados en direcciones específicas sobre el plano Galáctico.

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Aplicaciones de la espectroscopía integrada a la astrofísica estelar

- J.J. Clariá<sup>1,2</sup>
- (1) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba
   (2) CONICET

#### Abstract.

A brief description is presented of some astrophysical applications of the integrated spectroscopy to different astronomical objects like open and globular clusters, planetary nebulae, galaxies, supernova remnants and star clusters of the Magellanic Clouds. Examples are presented showing the potential of such technique when it is applied in combination with medium-sized telescopes such as the 2.15 m from Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

# Introducción

Hace aproximadamente una década, luego de comprobar fehacientemente las limitadas posibilidades que ofrecía el CASLEO para imagen directa, decidimos iniciar en ese observatorio un programa sistemático de observaciones espectroscópicas integradas de sistemas estelares galácticos y de las Nubes de Magallanes. Esta técnica consiste en enfocar el telescopio hacia un objeto difuso o bien hacia un sistema de estrellas de pequeño diámetro angular y pasear luego la ranura del espectrógrafo en toda la extensión angular del objeto. En este trabajo se analiza la información astrofísica que puede extraerse de los espectros integrados de una variedad de objetos celestes, cuando los mismos se obtienen con un telescopio de mediana abertura como el 2.15 m del CASLEO (San Juan, Argentina).

Si se examina una secuencia de espectros integrados de cúmulos globulares (CGs) con metalicidades crecientes, es posible apreciar cómo se intensifican con la metalicidad algunos rasgos espectrales, tales como la línea K del CaII, la banda G de CH, el triplete del MgI próximo a 5200 Å y el NaI en 5900 Å (Bica y Alloin 1986, en adelante BA86). Puede apreciarse, además, cómo cambian con la metalicidad las pendientes del continuo en el azul y en el rojo, respectivamente. Este es claramente un efecto de metalicidad, ya que a medida que esta variable se incrementa, aumenta el efecto blanketing total en el azul y, al mismo tiempo, disminuye la contribución de las estrellas azules de las ramas horizontales de los CGs. Por otra parte, si se examina una secuencia de espectros integrados de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes, decreciente en edad, puede advertirse cómo aumenta drásticamente el continuo en el azul en los objetos más jóvenes (BA86). Este es ahora un efecto de edad, ya que cuanto más joven es un cúmulo, más brillante y azul es el punto de desvío de la secuencia principal. Si se comparan ambas secuencias, se comprueba fácilmente que los cúmulos más jóvenes que  $\sim 1000$  millones de años, tienen el continuo en el azul más intenso

que los objetos más viejos, aún de aquéllos como M15 cuyas deficiencias metálicas extremas incrementan el continuo en el azul. En conclusión, la distribución del continuo en el azul de los espectros integrados es un excelente discriminador de edades de poblaciones estelares.

Por otra parte, es bien sabido que el ancho equivalente (AE) de la linea  $H_{\delta}$  de Balmer es una funcion no unívoca de la edad, con un máximo en ~ 400 millones de años, en tanto que los AEs de las restantes líneas de Balmer se comportan de una manera bastante similar (BA86). Existen, además, conocidas correlaciones entre los AEs de muchas líneas metálicas y/o bandas moleculares en función de la metalicidad, siendo estas correlaciones prácticamente independientes de la edad. Un ejemplo lo constituyen los AEs de las conocidas líneas del triplete del CaII, cuya variación en función de la metalicidad puede verse en Bica y Alloin (1987). Estos y otros ejemplos demuestran que los espectros integrados permiten determinar razonablemente bien tanto edades como metalicidades de sistemas estelares de pequeño diámetro angular. Dado que, como veremos, la espectroscopía integrada permite también determinar el enrojecimiento interestelar que afecta a un sistema estelar, esta técnica resulta entonces particularmente aplicable a objetos débiles, compactos y altamente enrojecidos.

#### Aplicaciones astrofísicas

Una posible aplicación de la espectroscopía integrada a la Astrofísica Estelar consiste en ayudar a develar la verdadera naturaleza física de algunos objetos difusos de características desconocidas. El siguiente ejemplo puede clarificar esta idea. Hace poco más de una década, obtuvimos en el CASLEO espectros integrados de 3 objetos difusos desconocidos proyectados sobre el bulbo galáctico conocidos como TJ5, TJ23 y B1 - los cuales aparecían en ese momento como candidatos a CGs en algunos catálogos. Los espectros integrados de estos 3 objetos demuestran, sin embargo, que los mismos no son CGs sino más bien nebulosas de emisión (Bica et al. 1995). Una vez identificadas todas las líneas en los 3 casos y obtenidos sus respectivos flujos ajustando perfiles gaussianos, estimamos el enrojecimiento interestelar a partir del decremento de Balmer ( $H\alpha/H\beta$ ) medido y la ley normal de enrojecimiento. Para caracterizar cada espectro en términos de las condiciones físicas del gas emitente, usamos un diagrama de diagnóstico (Fig. 2 de Bica et al. 1995) en el cual se distinguen muy bien las regiones correspondientes a las nebulosas planetarias (NPs), las regiones HII y los remanentes de supernova (RSNs). TJ5 y TJ23 resultaron ser, sin lugar a dudas, NPs, en tanto que la posición de B1 en el diagrama de diagnóstico es más bien compatible con la de un RSN, aunque con las líneas del [NII] algo más intensas que las de un típico RSN. Usando valores típicos de los tamaños en parsecs de las NPs y de un RSN joven, pudimos incluso determinar las distancias heliocéntricas de los 3 objetos (TJ5 =  $0.80 \pm 0.28$  kpc, TJ23 =  $0.50 \pm 0.17$  kpc, B1 =  $12.6 \pm 1.2$  kpc), constatando que el RSN es de origen galáctico.

Otra aplicación alternativa de la técnica tiene que ver con los cúmulos abiertos (CAs) galácticos, los cuales pueden considerarse verdaderas unidades de población estelar con una determinada edad y metalicidad, de manera tal que sus espectros integrados pueden utilizarse como prototipos para estudios de síntesis de poblaciones estelares. Si pudiéramos disponer de una base de espectros integrados representativos de todas las variedades de poblaciones estelares existentes en el Universo, la misma sería de gran utilidad para caracterizar las poblaciones estelares de las galaxias en general, no sólo de las del Grupo Local, sino también de aquéllas ubicadas más allá del Grupo Local. Para caracterizar estas poblaciones usando espectros integrados, podría utilizarse en este hipotético caso la tecnología del siglo XXI (Telescopios Keck, Gemini, Espacial, etc.). La aplicación astrofísica, en este contexto, consiste entonces en crear espectros templates, con una amplia gama de edades y metalicidades. Para generar un espectro template es necesario combinar un número apreciable de espectros integrados de CAs con edades y metalicidades muy similares. Luego de varios años de observación en el CASLEO, hemos logrado crear una base de espectros templates de metalicidad típicamente solar, con edades que van desde  $\sim 3$  millones hasta  $\sim 4.000$  millones de años (Piatti et al. 2002; Ahumada et al. 2007). Esta tarea debería extenderse ahora hacia metalicidades subsolares, motivo por el que estamos desarrollando actualmente un programa que incluye la observación de cúmulos estelares de las dos Nubes de Magallanes.

Otra aplicación astrofísica alternativa consiste en determinar enrojecimientos y edades de CAs compactos de la Vía Láctea. La metodología que recomendamos en este caso es resumidamente la siguiente. (1) Calibrar el espectro en longitud de onda, en unidades de flujo y normalizarlo a la unidad en una determinada  $\lambda$ . (2) Medir AEs en varias ventanas espectrales (incluyendo las líneas de Balmer) para estimar un primer valor de la edad, prácticamente independiente del enrojecimiento. (3) En base a esta edad, seleccionar los templates que más se asemejan al espectro observado. (4) Utilizando la ley normal de enrojecimiento, corregir el espectro observado por distintos valores de E(B-V) hasta lograr el mejor ajuste con un determinado template. (5) Asignar al objeto observado el enrojecimiento y la edad del template con el cual se logró el mejor ajuste. Las posibles aplicaciones que siguen a la ya descripta dependen de la imaginación del usuario. Un ejemplo: sobre la base de numerosos espectros integrados de CAs galácticos, pudimos recientemente constatar que, a menos que hayan ocurrido en el disco galáctico eventos muy importantes de formación de CAs en los últimos 100 ó 200 millones de años, los parámetros de los CAs inferidos a partir de la aplicación descripta, favorecen una elevada tasa de disgregación de los mismos, particularmente en el tercer cuadrante galáctico (Ahumada et al. 2007).

Otra aplicación de esta técnica consiste en obtener espectros de galaxias ubicadas por detrás de las Nubes de Magallanes (NMs), para mapear la distribución del polvo a través de las mismas. Dutra et al. (2001) observaron 36 galaxias de fondo y verificaron que, para las galaxias ubicadas por detrás de la Nube Mayor (NMM), las velocidades radiales medidas son, en promedio, menores que las medidas para galaxias ubicadas por detrás de la Nube Menor (NmM). Este parece ser un efecto real y un tanto sorprendente, esto es, las galaxias ubicadas detrás de la NMM se encuentran en general más próximas que aquéllas ubicadas por detrás de la NmM. Para cada galaxia, los autores mencionados estimaron el enrojecimiento E(B-V) comparando su espectro observado con el de un template libre de enrojecimiento, con una población estelar más o menos similar. De esta manera, derivaron para el cuerpo principal de la NMM un enrojecimiento total típico (Vía Láctea + polvo interno) de  $E(B-V)_{VL+i} = 0.12 \pm 0.10$ , mientras que para la NmM obtuvieron  $E(B-V)_{VL+i} = 0.05 \pm 0.05$ . Si se sustraen a estos valores el enrojecimiento producido por la Vía Láctea - típicamente el de las galaxias ubicadas fuera del cuerpo principal de una y otra galaxia - resultan  $\Delta E(B-V)_i = 0.06 \text{ y } 0.04$  para el enrojecimiento medio debido sólo al polvo interno en los cuerpos principales de la NMM y NmM, respectivamente. Las dos principales galaxias satélites de la Vía Láctea son pues óptimamente delgadas.

Otra aplicación astrofísica de la espectroscopía integrada con un resultado muy celebrado en su momento, fue el reconocimiento de 2 nuevos CGs genuinos (NGC 1928 y NGC 1939), asociados a la NMM (Dutra et al. 1999, en adelante DBCP). Este resultado fue luego confirmado por Mackey y Gilmore (2004), usando el Telescopio Espacial. Para lograr este reconocimiento, DBCP obtuvieron espectros integrados en el CASLEO de NGC 1928 y NGC 1939, juntamente con los de otros 6 CGs genuinos y 5 CAs de edad intermedia, para fines de comparación. Una vez corregidos los espectros por enrojecimiento, DBCP crearon 2 templates de  $\sim 1000$  y 2000 millones de años, respectivamente, combinando espectros de CAs con estas edades. Luego, midieron AEs en varias ventanas espectrales en todos los espectros obtenidos, incluyendo 3 templates de CGs con distintas metalicidades (G3, G4 y G5). En las Figs. 1 y 2 de DBCP se aprecia que las posiciones de NGC 1928 y NGC 1939 son compatibles con las de los CGs genuinos e inconsistentes con las posiciones de los CAs de edad intermedia. Por lo tanto, un censo actualizado de los CGs de la NMM indica que esta galaxia posee 15 CGs asociados, 7 de ellos proyectados sobre la barra. Parecería entonces que existe una especie de núcleo de población II extrema en la NMM, remanente quizás de un antiguo bulbo el cual, juntamente con un disco central, podría haber evolucionado hacia lo que hoy observamos como la barra propiamente dicha de la NMM. Será ciertamente interesante poder confirmar esta posibilidad usando otras técnicas.

Otra aplicación alternativa consiste en obtener espectros integrados en el infrarrojo cercano (7000-1000 A) de CGs débiles, proyectados sobre el bulbo galáctico. En este caso, para determinar el enrojecimiento interestelar, puede usarse la suma de los AEs de las líneas del triplete del CaII ( $\Sigma W$ ). En efecto, utilizando como guía ese valor, se identifica el template que más se asemeja al espectro observado y, a partir de la ley normal de enrojecimiento, se infiere el exceso de color E(B-V) por el método de ajuste de templates. Esta aplicación se ilustra en detalle en Bica et al. (1998, en adelante BCPB), para una veintena de candidatos a CGs. Para determinar la metalicidad, puede usarse la calibración de BCPB del parámetro  $\Sigma W$  en función de la metalicidad. Como resultado de esta aplicación, BCPB encontraron que la mayoría de los CGs proyectados sobre el bulbo están altamente enrojecidos, en tanto que dos de ellos son en rigor CAs. Detectaron, además, que todos los cúmulos con E(B-V) > 1.5 exhiben una banda interestelar en absorción entre 7550 Å y 7850 Å, la cual se intensifica notablemente cuando E(B-V) > 2.0. BCPB pudieron, además, distinguir 2 familias bien diferenciadas de CGs: una de objetos ricos en metales ( $[Z/Z_{Sol}] > -0.40$ ) y

otra con metalicidad intermedia (-0.40 >  $[Z/Z_{Sol}]$  > -1.2).

Entre muchos otros resultados obtenidos con esta técnica, pueden citarse los siguientes: Santos et al. (1995) estudiaron la evolución espectral integrada en el rango azul-violeta de 97 cúmulos azules en las Nubes de Magallanes. Pavani et al. (2001) confirmaron que Ruprecht 3 es el remanente de un CA de edad intermedia. Palma et al. (2008) reconocieron recientemente a Berkeley 77 como un nuevo CA galáctico viejo ( $\sim 4000$  millones de años) semejante en edad a M67. Usando espectros integrados y datos del catálogo 2MASS de 26 cúmulos estelares embebidos en nebulosidad, Soares et al. (2005, 2008) confirmaron que la mayoría son más jóvenes que 2 millones de años, tienen bajas masas (entre 20 y 220 masas solares) y son gravitacionalmente inestables. En base a espectros integrados, Ahumada et al. (2002), Piatti et al. (2005) y Santos et al. (2006) derivaron parámetros básicos de una importante muestra de cúmulos estelares en las dos Nubes de Magallanes, en tanto que Clariá et al. (2006) analizaron la relación edad-posición de cúmulos de la Nube Mayor de Magallanes. Dutra et al. (2003) confirmaron que el enrojecimiento espectroscópico de galaxias coincide con el derivado a partir de la emisión del polvo en 100  $\mu$  hasta E(B-V) = 0.25. Y como estos existen muchos otros ejemplos.

# Referencias

- Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, E., 2007, A&A, 473, 437.
- Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, E., Dutra, C.M., 2002, A&A, 393, 855.
- Bica, E., Alloin, D., 1986, A&A, 162, 21 (BA86)
- Bica, E. Alloin, D., 1987, A&A, 186, 49.
- Bica, E., Clariá, J.J. et al., 1995, A&A, 303, 747.
- Bica, E., Clariá, Piatti, A.E., Bonatto, C., 1998, A&A, 131, 483 (BCPB).
- Clariá, J.J., Ahumada, A.V., Parisi, M.C. et al., 2006, BAAA, 49, 148.
- Dutra, C.M., Ahumada, A.V., Clariá, J.J. et al., 2003, A&A, 408, 287.
- Dutra, C.M., Bica, E., Clariá, J.J., Piatti, A.E., 1999, MNRAS, 305, 373 (DBCP).
- Dutra, C.M., Bica, E., Clariá, J.J. et al., 2001, A&A, 371, 895.
- Mackey, A.D., Gilmore, G.F., 2004, MNRAS, 352, 153.
- Palma, T., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, E., 2008, Astron. Nachr., 329, 392.
- Pavani, D.B., Bica, E., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., 2003, A&A, 399, 113.
- Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J. et al., 2002, MNRAS, 335, 233.
- Piatti, A.E., Santos J.F.C. Jr., Clariá, J.J. et al., 2006, 2005, A&A, 440, 111
- Santos J.F.C. Jr., Bica, E., Clariá, J.J. et al., 1995, MNRAS, 276, 1155
- Santos J.F.C. Jr., Clariá, J.J., Ahumada, A.V. et al., 2006, A&A, 448, 1023
- Soares, J.B., Bica, E., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., 2005, A&A,430, 987.
- Soares, J.B., Bica, E., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., 2008, A&A, 478, 419.

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Abundancias químicas de la estrella CP magnética HD 168733

A. Collado<sup>1</sup>, Z. López García<sup>2,3</sup>, S.M. Malaroda<sup>2,4</sup>

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

(2) Complejo Astronómico El Leoncito, CASLEO, San Juan

(3) CONICET

(4) Comisión de Investigaciones Científicas de la Prov. de Buenos Aires

Abstract. A detailed abundance analysis has been carried out for the magnetic CP star HD 168733, using high-resolution spectra obtained with the EBASIM echelle spectrograph at the CASLEO 2.1-m telescope (Argentina). The spectral coverage is 382-700 nm HD 168733 is neither a silicon nor a mercury-manganese star. Compared to the Sun, C, N and S are slightly overabundant, while Mg is deficient, P and Si are normal and Cl is overabundant. The iron peak elements Sc, Ti, Cr and Fe are all overabundant. Lines of Ti III and Fe III are also identified. HD 168733 shows a great overabundance of Ga, Sr, Y, Zr, Xe, Pt, Hg and of some rare earths.

## Introducción

Continuando con las investigaciones que desde hace muchos años venimos realizando en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) sobre determinación de abundancias de estrellas químicamente peculiares (estrellas CP), hemos seleccionado a HD 168733 (= HR 6870), una estrella B tardía, químicamente peculiar, que no pertenece a ninguno de los dos grupos mayoritarios de estos objetos, ni a las estrellas de HgMn, ni a las de Si, característica espectral que fuera descubierta por Bidelman (Bidelman & Aller 1963). Little & Aller (1970) identificaron las líneas presentes en espectros coudé del Observatorio de Lick y destacaron la completa ausencia de líneas de Mn, la presencia simultánea de Ti II y Ti III, Fe I, Fe II y Fe III y de líneas de Cl II. Little (1974) y Muthsam & Cowley (1984), utilizando modelos de atmósferas calculados con el programa ATLAS5 (Kurucz 1970), analizaron las abundancias químicas de esta estrella y llegaron a la conclusión de que el C y el N son sobreabundantes en comparación con los valores solares, mientras que el Mg, Si y S tienen una abundancia similar a la solar, los elementos del pico del Fe son generalmente sobreabundantes por un factor de 1 dex, con Ti intensificado en un factor 4, y Cl y Sr también intensificados en un factor 2. La ausencia de líneas de Mn y el valor solar de la abundancia de Si confirmaron las primeras observaciones respecto de las peculiaridades de esta estrella. Mathys & Hubrig (1997) estiman para la misma un campo magnético longitudinal promedio de -636 G, con un período de variación de  $14^d$ .78437. Como los estudios previos sobre las abundancias químicas de esta estrella son

muy antiguos, y debido a que actualmente el CASLEO cuenta con modernos detectores CCD y el espectrógrafo de banco de alta resolución EBASIM, elegimos la estrella HD 168733 para realizar una nueva estimación de las abundancias químicas.

# Material Observacional

Para la determinación de abundancias químicas de HD 168733, se analizaron espectros obtenidos por S. Malaroda y Z. López García en los años 2002 y 2003 y por S. Malaroda y Ana Collado en el 2006, todos con el telescopio Jorge Sahade de 2.15-m del CASLEO, equipado con el espectrógrafo EBASIM. Se usó un detector CCD TEK 1024 de 1024 x 1024 pixeles en el primer turno y un Roper de 1340 x 1310 pixeles en los otros dos. En total, se utilizaron 11 espectros, los cuales cubren la región 820 - 700 nm. El poder resolvente del espectrógrafo es aproximadamente 40000 en 500 nm. La relación señal-ruido es de 200 en el centro de los órdenes. Los espectros fueron reducidos utilizando los procedimientos estándar del programa IRAF y los anchos equivalentes fueron medidos con la tarea splot del referido paquete, ajustando perfiles gaussianos a las líneas metálicas, identificadas con el "Multiplet Table of Astrophysical Interest" (Moore 1945) y numerosas listas más modernas. También fueron visitadas las bases de datos Kurucz<sup>1</sup>, NIST<sup>2</sup> y DREAM<sup>3</sup>. Comparando las longitudes de onda de laboratorio y las estelares (después de aplicar correcciones por la velocidad orbital de la Tierra), se estimó una velocidad radial de 14.76 km/seg para los espectros tomados en 2002 y de 24 km/seg para el material obtenido en 2006, lo que confirma que HD 168733 es una binaria espectroscópica de líneas simples.

## Parámetros Atmosféricos

Para determinar los parámetros atmosféricos  $T_e$  (temperatura efectiva) y log g (gravedad) de esta estrella, hicimos uso del programa TempLogG (Rogers 1995) extendido en el 2002 por Ch. Stülz y J. Nendwich<sup>4</sup>, a partir de datos fotométricos del sistema "uvby $\beta$ " tomados del catálogo de Hauck & Mermilliod (1998), y corrección sugerida por Adelman & Rayle (2000) para las CP magnéticas. Los valores obtenidos son:  $T_e = 13270$  K y log g = 3.60, parámetros que adoptamos para el cálculo del modelo de atmósfera de HD 168733. Dicho modelo fue calculado a partir de la grilla ODFNEW, calculada por Castelli a partir de modelos ATLAS9 de Kurucz que no incluyen efectos de "overshootting", actualmente los más recomendados. Se utilizó la versión Linux de dicho programa (Sbordone & Bonifacio 2005). Dado que esta estrella, según estimaciones previas, presenta una metalicidad mayor que la solar, elegimos modelos con abundancia [+ 0.5], es decir, 3 veces mayores que las solares. En cuanto a la velocidad de rotación, cuando

 $<sup>^{1}</sup>$ http://kurucz.harvard.edu/linelists/gf100

 $<sup>^{2}</sup> http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/lines.form$ 

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>http://www.umh.ac.be/astro/dream.shtml

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>http://ams.astro.univie.ac.at/templogg/

iniciamos este trabajo, el único valor reportado (Vsen(i) < 10 km), consignado por Preston, databa del año 1970. Este valor se confirma en nuestro trabajo con el código SYNTHE. Recientemente, Hubrig et al. (2007), en un trabajo sobre la evolución del campo magnético en estrellas de secuencia principal, consignan vseni = 12 km/seg para HD 168733, medido en sus espectros.

# Abundancias Químicas

Para la determinación de la abundancia del Helio, hicimos uso de un espectro sintético computado con el código SYNTHE (Kurucz 1992), ensanchado teniendo en cuenta el valor de vseni adoptado para nuestra estrella y el perfil instrumental gaussiano adecuado. Partiendo de la abundancia solar  $(log N_{He}/N_H = -1.15)$ y realizando una comparación entre el espectro teórico y el observado, puede observarse que la línea de He I  $\lambda$ 4471 muestra una alta deficiencia de este elemento, con respecto a la abundancia solar. Por lo tanto, fuimos disminuvendo paulatinamente la abundancia de He en el espectro calculado, hasta observar que cuando  $log N_{He}/N_H = -2.5$ , se obtiene un buen ajuste. Pudimos observar que esta estrella es fuertemente deficiente en Helio. Las abundancias químicas de los elementos metálicos fueron calculadas con el programa WIDTH9 (Kurucz 1992). Las constantes de amortiguamiento fueron tomadas de diferentes fuentes v se investigó sobre todos los datos existentes. Las constantes de amortiguamiento no consideradas en la literatura, se calculan dentro del programa WIDTH con fórmulas aproximadas. Para determinar la velocidad de microturbulencia  $(\xi)$ , se calcularon las abundancias químicas para el Fe II, Ti II y Cr II, debido a que son los elementos más representativos en nuestro espectro, buscando que se cumplan simultáneamente las siguientes condiciones: 1) que las abundancias sean independientes de los anchos equivalentes, y 2) que el error cuadrático medio con respecto al promedio sea mínimo (Blackwell et al. 1982). Nuestra atención estuvo centrada especialmente en el Fe II, por ser el elemento que cuenta con el mayor número de líneas no afectadas por blend. Con respecto al valor del log gf utilizado, se le dio mayor protagonismo a los valores determinados por Martin, Fuhr et al. (1988) (valores MF) y para aquellas líneas que no cuenten con estos valores, se toman los de Kurucz y Bell (1995)(valores KX). Luego, hicimos otra estimación considerando sólo las líneas con log gf MF, por ser los valores más confiables. Recientemente, Adelman et al (2006) aconsejaron el uso de los nuevos valores NIST (Fuhr 2005) para el FeI y el FeII, por lo que también tuvimos en cuenta estos valores. Adoptamos finalmente Un valor de 1.8 Km/seg.

En la tabla 1 se muestra una comparación entre las abundancias derivadas para HD 168733, con las de  $\kappa$  Cnc, una típica estrella del grupo HgMn (Adelman & Pintado 2000), con las de HD 206653, una CP2 de Si (Alabacete-Colombo et al. 2002) y con las de HD 65949 (Cowley et al. 2006). HD 65949 es similar a HD 168733 en el sentido de que tampoco puede clasificarse ni como una estrella de Si, ni de HgMn, aún cuando la línea  $\lambda$ 3984 del HgII está presente y la abundancia de este elemento es la más alta estimada hasta el presente.

El principal resultado con respecto a la abundancia de HD 168733 es que no puede ser reconocida como una estrella de HgMn, dado que en este tipo de objetos, el Mn está fuertemente intensificado y en HD 168733 no fue posible identificar líneas de este elemento. Sin embargo, observamos algunas similitudes

Elemento	HD 168733	$\kappa Cnc$	HD 206653	$HD \ 65949$	Sol
He I	-2.5	-2.22			-1.07
C II	-2.81	-3.79	-4.7		-3.71
N II	-3.14				-4.22
ΟΙ	-3.00	-3.46			-3.34
Mg I	-3.64				-4.47
Mg II	-5.18	-5.05	-4.55		-4.47
Al I	-5.74		-4.2		-5.63
Si II	-4.46	-4.37	-3.73		-4.49
Si III	-3.84	-4.31	-4.5		-4.49
ΡII	-6.3	-4.51		Pres.	-6.6
S II	-4.86	-5.32	-5.52	Pres.	-4.84
Cl II	-4.64				-6.27
Sc II	-7.95	-8.12			-8.95
Ti II	-4.44	-6.74	-5.33	Ref.	-7.1
Ti III	-3.97				-7.1
$\operatorname{Cr}\operatorname{II}$	-5.71	-6.27	-4.97	Ref.	-6.36
Mn I		-4.13			-6.61
Mn II		-4.34		Pres.	-6.61
Fe I	-3.72	-4.47			-4.55
Fe II	-3.84	-4.37	-3.51	Ref.	-4.55
Fe III	-3.54	-4.31	-4.66		-4.55
Ni II	-6.24	-6.25	-5.15		-5.78
Ga II	-6.17	-4.77			-9.12
$\operatorname{Sr}\operatorname{II}$	-7.12	-8.48	-5.8	Ref.	-9.08
Y II	-7.59	-8.39	-6.6	Pres.	-9.79
$\operatorname{Zr}$ II	-7.62		-5.71		-9.41
Xe II	-5.27			Ref.	-9.73
Ba II	-8.67		-7.39		-9.84
Ce II	-6.87		-5.48		-10.42
Ce III	-7.34				-10.42
Pr III	-9.1			Pres.	-11.25
Nd III	-8.11			Pres.	-10.55
Pt II	-7.17			-7.49	-10.36
Hg I	-5.41				-10.87
${ m Hg~II}$	?	-5.98	-6.11	-4.6	-10.87
Teff	13274	13250	14000	13600	
$\log g$	3.58	3.75	3.86	4	

Tabla 1. Comparación de las abundancias derivadas con las de  $\kappa$ Cnc, HD 206653,HD 65949 y el Sol

con los miembros de este grupo, entre ellas, la presencia de P y de numerosas líneas de SII, la sobreabundancia de Ga (aunque en menor grado), la presencia de Pt y elementos del grupo del tercer espectro de los lantánidos PrIII, NdIII y una sobreabundancia de Hg similar a las estrellas pertenecientes al grupo HgMn. Por otro lado, si bien HD 168733 está en el rango de temperaturas de las estrellas de tipo CP 2 (estrellas de Si), la abundancia de este elemento en nuestro objeto es normal. Comparte, no obstante, algunas características, tales como la sobreabundancia de los elementos del pico del Fe (Sc, Ti. Cr, Fe) y de los elementos más pesados como Sr, Y, Zr y algunas tierras raras.

Jaschek & Jaschek (1987) incluyeron a HD 168733 en un nuevo subgrupo de CP, denominado "estrellas de galio en el ultravioleta". Nuestro análisis sobre la anomalía del Ga nos permite concluir que la abundancia encontrada no es significativa y, por ende, la existencia de este subgrupo de estrellas CP es muy dudosa. Deberíamos analizar algún otro miembro del mismo para obtener resultados definitivos.

# Referencias

Adelman, S.J., Rayle, K.E., 2000, A&A, 355, 308

- Adelman, S.J., Caslikan H., Gulliver A.F., Teker A., 2006, A&A, 447, 685
- Albacete-Clombo, F., López-García, Z. et al., 2002, A&A 392, 613
- Asplund, M., Grevesse, N., Suval, J., 2004 in Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nuclear Synthesis, ed. Bash F.N., Barnes T. G. (San Francisco: ASP), ASP Conf. Ser., in press
- Bidelman, W.P., Aller, L. 1963, AJ, 68, 273
- Blackwell, D.E., Shallis, M.J., Simmons, G.J. 1982, MNRAS 199, 33
- Castelli, F., http://www.ser.oat.ts.astro.it/castelli
- Cowley, C.R., Hubrig, S., González, J.F., Núñez, N. 2006, A&A 455, L21
- Fuhr, J.R. 2005, J. Phys. Chem. Ref. Data, submitted
- Kurucz, R.L., 1970, Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rep. 309
- Kurucz, R.L., 1992a, comunicación privada
- Kurucz, R.L., Bell, B., 1995, Atomic Data for Opacity Calculations, Kurucz CD-Rom Num. 23, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge MA
- Little S.J., Aller, L.H., 1970, ApJS22, 157
- Little S.J., 1974, ApJ193, 639
- Martin, G.A., Fuhr, J.R., Wiese, W., 1988, J. Phys. Chem. Ref. Data 17, Suppl. 3
- Moore, C.E., 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory
- Rogers N.Y., 1995, Comm. in Asteroseismology 78

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Estrellas B con líneas de emisión en la banda L

A. Granada<sup>1,2</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica La Plata, CONICET

Abstract. Hydrogen and helium lines in the optical and UV spectral ranges have already proved to be useful tools to study the wind structure in early-type stars. In order to describe the contribution of the stellar wind to the IR line flux of B-type stars with different luminosity classes, we calculate NLTE hydrogen line profiles considering expanding media with different  $\beta$  velocity laws and temperature distributions. We build a grid of synthetic emission line profiles in order to compare them with observations and infer properties of the circumstellar medium, such as velocity fields, temperature structures and mass loss rates. The velocity/density gradient plays an important role in the shape and intensity of the lines and sets constraints to the size of their forming regions.

# Introducción

Las estrellas tempranas suelen exhibir líneas en emisión o perfiles tipo P-Cygni de elementos altamente ionizados, lo cual evidencia la presencia de fuertes vientos estelares. Estos vientos son dominados por la fuerza de radiación de las líneas (Lucy & Solomon, 1970). Sin embargo, tales vientos no son homogéneos y presentan variabilidad espectroscópica debida a cambios en la estructura de los vientos (Puls et al., 2006). Este es el caso de Variables Luminosas Azules (LBVs), supergigantes de tipo B, estrellas WR y otros objetos con líneas en emisión.

En los últimos años, las líneas de hidrógeno y helio resultaron útiles para investigar la estructura de temperatura y cinemática de las regiones emisoras en estrellas tempranas (Cidale & Ringuelet 1993), Cidale et al. (2000), Venero, Cidale & Ringuelet (2002)). Tanto la intensidad como la forma de la línea son sensibles a los gradientes de velocidad, distribución de temperatura y distribución de densidad, así como también a la geometría del gas (Lenorzer et al., 2002). En particular, las transiciones de Paschen y Brackett son buenos indicadores de la actividad estelar que podría tener lugar cerca de la estrella central (Cidale et al. 2000).

Nuestro objetivo es analizar cómo contribuyen las regiones cercanas a la fotósfera a las líneas de la región del infrarrojo (IR). En particular, en la banda L hay abundantes líneas de hidrógeno de distintas series e instrumentos como VLT/ISAAC o Phoenix permiten obtener espectros de alta resolución en esta región del IR. Como primera aproximación, proponemos una configuración esférica para estudiar el medio circunestelar, ya que puede ayudarnos a explorar los campos de densidad, temperatura y velocidad, así como la relevancia de la clase de luminosidad en los perfiles de línea computados.

#### Modelos

Para investigar cómo dependen las líneas de las propiedades físicas del medio circunestelar, construimos una grilla de perfiles de línea sintéticos en emisión fuera de ETL. Consideramos una estrella central de tipo B, caracterizada con temperaturas efectivas entre 18000 y 30000K, log g entre 2.5 y 3.5, y distintos radios estelares. Suponemos que la fotsfera está en equilibrio radiativo e hidrostático y que está bien representada por las distribuciones de densidad y temperatura dadas por los modelos de Kurucz (1979). Más allá de la fotósfera, el material es acelerado por la fuerza de radiación de línea. Dado que los campos de velocidad obtenidos a partir de soluciones de vientos impulsados por radiación (soluciones CAK), no concuerdan con las observaciones (Kudritzki & Puls, 2000), es necesario proponer distribuciones de velocidad ad-hoc. En nuestro caso, proponemos la clásica ley  $\beta$  de velocidad para representar el viento.

$$V(r) = V_0 + (V_{\infty} - V_0)(1 - 1/r)^{\beta}.$$

Este tipo de ley ha permitido describir perfiles de H $\alpha$  y tasas de pérdida de masa en estrellas tempranas, en particular en supergigantes tipo B, obteniéndose valores de  $\beta$  entre 1 y 3 (Crowther et al., 2006), con lo cual tomamos valores entre 0.5 y 4, suponiendo  $V_0 = 0.1 Kms^{-1}$  y  $V_{\infty}$  entre 300 y  $800 Kms^{-1}$ . Estas leyes de velocidad abarcan las propuestas para supergigantes de tipo B y tambien para otras estrellas con vientos. En este trabajo se proponen dos distribuciones de temperatura: una distribución isotérmica clásica y una especie de cromósfera, la cual se ha propuesto para explicar el fenómeno de superionización observado en la región ultravioleta (UV) de estrellas B gigantes (Snow, 1979) y el incremento en el estado de ionización con la velocidad cerca de la estrella central en estrellas tipo B (Prinja et al., 2005). La temperatura del viento isotérmico está determinada por el parámetro  $\alpha = T_o/T_{ef}$ , donde  $T_o$  es la temperatura de la envoltura, mientras que la estructura cromosférica depende de la temperatura máxima,  $T_{max}$ , y la posición y extensión de la región caliente. Este tipo de estructuras ha sido propuesta para describir el balance de ionización de CIV en AB Aur (Catalá, 1984) y computar perfiles de resonancia sintéticos de SiIV y líneas de HeII en estrellas OB (Venero et al. 2000, 2002). Además, este tipo de modelos en los cuales existe una región caliente más alla de la fotósfera, permiten explicar algunas características PCygni en el UV observadas en estrellas Be (Smith, 2006).

La tasa de pérdida de masa se calcula iterativamente, consistentemente con las estructuras de velocidad y temperatura propuestas, y la condición de que la profundidad óptica del continuo en la fotósfera es  $\tau = 2/3$ .

# Cálculo de Perfiles de Línea

Hemos computado perfiles de líneas IR fuera de ETL para vientos con simetría esférica, con expansión monótona por medio del código ETLA (Mihalas & Ku-

nasz, 1978), el cual resuelve simultáneamente las ecuaciones de transporte radiativo y la ecuación de equilibrio estadístico, para átomos con varios niveles en el marco de referencia solidario al viento. La aproximación equivalente de átomo de dos niveles(ETLA), es usada para calcular la función fuente de las líneas. Luego, se lleva a cabo un ciclo iterativo entre las ecuaciones de equilibrio y de transporte radiativo, para calcular las poblaciones de los distintos niveles. Una vez que se logra la convergencia de las poblaciones atómicas, se calcula el perfil emergente en el marco de referencia del observador. Hemos adaptado el código para tratar el átomo de H con 23 niveles ligados, más un continuo.

#### Resultados

Analizamos el comportamiento de las líneas más intensas de las tres series del H que están en esta región del IR, para una estrella central de 18000K y log g = 3.5. En el caso de un viento isotérmico, para todos los valores de  $\beta$  se tiene **que**, **a menor**  $\alpha$  (menor  $T_o$ ), las emisiones se vuelven más intensas, con excepción de las líneas de Humphreys, como se ejemplifica en la figura 1.



Figura 1. Ejemplos de perfiles de línea para un viento isotérmico

Lo mismo ocurre con los perfiles cromosféricos con  $\beta < 1$ . Esto indica que la función fuente de las líneas están controladas principalemtne por procesos de fotoionización, dado que las tasas de recombinación radiativas son proporcionales a  $T^{-1/2}$ . Esta dependencia ocurre cuando el hidrógeno está casi completamente ionizado y la densidad electrónica no cambia con la temperatura (Catalá, 1987). En cambio, en los restantes casos, la intensidad de las líneas aumenta cuando la temperatura de la envoltura crece: esto indica que las líneas están dominadas por colisiones.

Para otras distribuciones de velocidad, los modelos cromosféricos muestran un tipo de dependencia u otra. Debido a esta dependencia del viento con  $\beta$  y, por ende, con el gradiente de velocidad/densidad, se tiene que la respuesta del perfil de línea a la temperatura electrónica estará relacionada con la extensión de la región de formación.

Resolver la ecuación de transporte a lo largo de parámetros de impacto, nos permite estimar la extensión de las regiones de formación de líneas de hidrógeno. Los modelos cromosféricos dan regiones de formación entre 20 y 10 radios estelares para Br $\alpha$  y Pf $\gamma$ , para valores de  $\beta$  menores que 1, alrededor de 8 y 3 radios estelares, para esas mismas líneas y  $\beta = 1$ , mientras que valores más grandes de  $\beta$  dan regiones de formación incluso más cercanas a la estrella central. En este último caso, las condiciones del medio son tales que las líneas son dominadas por colisiones. En todos los casos, las líneas de Humphreys se forman más cerca que 2 radios fotosféricos, que se corresponden con las regiones más densas del viento.

#### Cocientes de Líneas

Lenorzer et al. (2002) han propuesto que el estudio de los cocientes de línea  $Hu\theta/Br\alpha$  vs.  $Hu\theta/Pf\gamma$ , proveen una forma sencilla de investigar la naturaleza del material circunestelar: en un medio ópticamente grueso, los flujos de línea se volverían independientes del coeficiente de absorción y las líneas estarían dominadas por el tamaño de la superficie emisora. Los modelos que hemos calculado con diferentes parámetros estelares, se ubican en una región bien definida de este diagrama (ver figura 1), que coincide con el lugar donde Lenorzer et al. (2002) ubican al conjunto de estrellas tempranas Be y B[e].



**Figura 2.** Diagrama similar al de Lenorzer, 2002. Los círculos blancos corresponden a modelos con log g=3.5, mientras que los negros a aquéllos con log g=2.5. Las estrellitas corresponden a un conjunto de estrellas Be y B[e] del trabajo de Lenorzer et al., 2002.

#### Tasas de Pérdida de Masa

Dado que la determinación de tasas de pérdida de masa es modelo dependiente, podemos solamente hacer una estimación de órdenes de magnitud y los resultados que obtenemos están de acuerdo con las estimaciones de otros autores para estrellas B supergigantes, es decir, entre  $3 \times 10^{-8}$  y  $5 \times 10^{-6}$  masas solares por año (Crowther et al. (2006), Markova & Puls (2008), Searle et al. (2008)).

#### Conclusiones

En algunos casos, estos modelos simples nos han permitido hacer buenos ajustes de perfiles de línea en la banda L del IR y determinar parámetros de las envolturas de estrellas tempranas. En otros casos, las distintas series del hidrógeno pueden ajustarse con modelos que tienen distintos valores de  $\beta$ . Probablemente, esto se deba a que las diferentes series se forman en regiones con distintas condiciones físicas.

Es importante remarcar que es posible que los vientos de estrellas tempranas, incluso Be y B[e], contribuyan significativamente a la emisión en el IR, más precisamente desde las partes más densas del viento cercanas a la estrella central. El gradiente de velocidad/densidad en la base del viento, caracterizado por el valor del parámetro  $\beta$ , resulta ser el más relevante en la formación de las líneas de hidrógeno en la banda L del IR.

# Referencias

Catalá C., Praderie F., Kunasz P.B., 1984, A&A, 134, 402

Catalá C., Kunasz, P.B., 1987, A&A, 174 158

Cidale, L.S., Ringuelet A.E., 1993, ApJ, 411, 874

Cidale, L., Zorec, J., Maillard, J., Morrell, N., 2000, in IAU Colloquium 175, "The Be Phenomenon in Early-Type Stars", Eds. M.A. Smith and H.F. Henrichs, ASP Conference Proceedings, Vol. 214, p. 472

Crowther, P.A., Lennon, D.J., Walborn, N.R., 2006, A&A, 446, 279

Kurucz, R., 1979, ApJS, 40, 1

Lenorzer et al., 2002, A&A, 384, 473

Lucy, L.B., Solomon, P.M., 1970, ApJ, 159, 879

Markova N., Puls, J., 2008, A&A, 478, 823

Mihalas, Kunasz, 1978, ApJ, 219, 623

Prinja, R.K., Massa, D., Searle, S.C. 2005, A&A, 430, 41

Puls, J., Markova, N., Scuderi, S., Stanghellini, C., Taranova, O.G., Burnley, A.W.,Howarth, I.D., 2006, A&A, 454, 625

Searle, S.C., Prinja, R.K., Massa, D., Ryans, R. et al., 2008, A&A, 481, 777

- Smith, M.A., 2006, A&A, 459, 215
- Snow T.P., Jr., 1979, IAUS, 83, 65

Venero, R., Cidale, L.S., Ringuelet, A.E., 2002, ApJ, 578, 450

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

# COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Rol de estrellas muy masivas e hipernovas en cuásares/"mergers" explosivos y en sus shells

S. Lípari<sup>1</sup>, R. Terlevich<sup>2</sup>, Y. Taniguchi<sup>3</sup>, E. Mediavilla<sup>4</sup>, M. Bergmann<sup>5</sup>, B. García-Lorenzo<sup>4</sup>, S. F. Sánchez<sup>6</sup>, W. Zheng<sup>7</sup>, B. Punsly, D. Merlo<sup>1</sup>

- (1) Observatorio Astronomico de Córdoba y CONICET, Argentina
- (2) University of Cambridge (UK) and INAOE, Mexico
- (3) Ehime University, Matsuyama, Japan
- (4) Instituto de Astrofísica de Canarias, Spain
- (5) Gemini Observatory, Chile
- (6) Calar Alto Observatory, Spain
- (7) Johns Hopkins University, USA

#### Resumen.

En esta comunicacion se resumen los principales resultados obtenidos por nuestro grupo de trabajo en los ultimos años, acerca del rol de las estrellas muy masivas e hiper-novas (HNs) en los núcleos y shells de cuásares (QSOs) y "mergers" explosivos. Analizamos primero el rol de las estrellas masivas e HNs en "mergers" infrarrojos (IR) con explosiones extremas nucleares y extra-nucleares y, en particular, en los "mergers" NGC 5514, NGC 2623, NGC 3256, NGC 4038/39 (Antena), Arp 220, IRAS 19254-7245 (Super-Antena), etc. Luego, analizamos el rol de las estrellas masivas e HNs en los núcleos y shells de QSOs explosivos, tales como: Mrk 231, IRAS 04505-2958, IRAS 17002+5153, IRAS 07598+6508, etc. Finalmente, mostramos resultados recientes sobre la deteccion de Super/Hyper Novas de muy alta luminosidad: SN 2006gy, SN 2006tf y SN 2005ap, los cuales confirman nuestra propuesta sobre la existencia de un tipo especial de HNs, principalmente asociadas con progenitores muy masivos del tipo de Eta Carinae.

Abstract. We present a summary of the main results obtained by our teamwork in the last few years. Such results deal with the role of very massive stars and Hyper-Nova (HyN) in the nuclei and the shells of explosive IR QSOs and mergers. First, we analyse the role of very massive stars and HyN in IR mergers with extreme outflow/explosions. In particular, in mergers NGC 5514, NGC 2623, NGC 3256, NGC 4038/39 (Antena), Arp 220, IRAS 19254-7245 (Super-Antena), etc. Then, we analyse the role of very massive stars and HyN in the nuclei and shells of explosive QSOs, such as: Mrk 231, IRAS 04505-2958, IRAS 17002+5153, IRAS 07598+6528, etc. Finally, we show the recent outcome of the detection of the extremelly luminous Super/Hyper Novae: SN 2006gy, SN 2006tf y SN 2005ap, which confirm our suggestion that there exists a special type of HyN, mainly associated with very massive progenitors, similar to Eta Carinae.
Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Nuevas perspectivas en la evaluación de números de ocupación de niveles atómicos

R.D. Rohrmann

Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba Laprida 854, X5000BGR Córdoba, Argentina

**Abstract.** We review a statistical theory for gases based on space partitions that assign a volume to each particle. The formulation is addressed to evaluate number distributions of atoms and molecules on internal states, taking into account perturbative effects due to neighbor particles. We briefly analyze the properties of this theory.

#### Introducción

Las leyes de Boltzmann y Saha han sido usadas extensamente desde sus orígenes en la interpretación de los espectros estelares. Ellas describen la distribución de poblaciones atómicas y moleculares en un conjunto de estados de excitación y de ionización, para gases infinitamente enrarecidos y en equilibrio termodinámico. Aún en un gas de baja densidad como el presente en una atmósfera estelar, las partículas experimentan colisiones unas con otras y la probabilidad de encontrar átomos altamente excitados y en general de gran tamaño efectivo, se reduce apartándose sustancialmente de la predicción de aquellas leyes. Las leyes de poblaciones atómicas comúnmente usadas en el estudio de atmósferas estelares, que incluyen efectos de densidad, suelen ser casos especiales de la siguiente:

$$N_i = \frac{N}{Z} f_i g_i e^{-\beta E_i}, \qquad Z = \sum_i f_i g_i e^{-\beta E_i}, \qquad N = \sum_i N_i, \qquad (1)$$

con  $\beta = 1/(kT)$ , k es la constante de Boltzmann y T la temperatura,  $N_i$  es el número de átomos en el estado interno i con energía  $E_i$  y peso estadístico  $g_i, f_i$ es una función de perturbación que toma en cuenta los efectos de densidad. En el caso más simple, se adopta  $f_i = 1$  para *i* inferior o igual a cierto valor  $i_{max}$  y  $f_i = 0$  para  $i > i_{max}$ . Esto garantiza la convergencia de la suma en la función de partición interna Z, pero genera un corte abrupto de los estados de excitación accesibles, lo cual es irreal y termodinámicamente inconsistente. Los intentos de considerar  $f_i = e^{-\beta \Delta_i}$ , siendo  $\Delta_i$  un cambio en la energía del nivel, no han tenido éxito, pues originan desplazamientos de las líneas espectrales mayores a los observados. La alternativa más actual y vigente (Hummer & Mihalas 1988) consiste en evaluar  $f_i$  en términos de modelos de energía libre no-ideales, e interpretar a  $f_i$  como una modificación del peso estadístico del nivel. Esta propuesta permite obtener un equilibrio químico con consistencia termodinámica, pero presenta dificultades para explicar el espectro de emisión de gases no-ideales, sin con ello perder su autoconsistencia (ver Rohrmann et al. 2002). La dificultad es inherente a todas las propuestas sintetizadas en la Ec. (1) y se debe a que el espectro de emisión/absorción del gas estelar responde a una suma de contribuciones, donde el aporte de cada átomo en un dado nivel i (en especial, frecuencia del fotón emitido o absorbido) depende del grado de perturbación al que está sometido por el entorno durante el proceso radiativo. Por lo tanto, a los fines de determinar algunas propiedades radiativas (ej. límites de series de líneas), es insuficiente evaluar el número de átomos en cada nivel i, siendo necesario desglosar dicha población en subconjuntos que reunan átomos sometidos a interacciones de distintas intensidades. Esto puede realizarse introduciendo una nueva variable de estado de una partícula que mida la proximidad de sus perturbadores. A continuación se describe brevemente un formalismo que posee tal característica. La actual es una revisión de la teoría presentada en Rohrmann (2005) y Rohrmann & Zorec (2006), con una readaptación del cálculo de la energía de interacción.

## Estadística de gases con particiones del espacio

La distribución espacial instantánea de partículas en un gas es inhomogénea, aún en condiciones de equilibrio termodinámico. Dicha inhomogeneidad puede ser cuantificada por una división del volumen V ocupado por el gas, donde a cada partícula se le asigna un volumen individual v (Fig. 1, *izq*.). La división del



**Figura 1.** *Izquierda*: Una configuración instantánea de partículas en dos dimensiones. Los círculos representan los volúmenes individuales asignados a algunas partículas. *Derecha*: El estado instantáneo de una partícula se caracteriza por su velocidad u y el volumen disponible v, este último definido por el vecino con menor distancia de contacto.

espacio podría ser una de muchas posibles (por ej. una división de Voronoï). La aplicación de métodos mecánico-estadísticos indica, sin embargo, que la partición más probable del espacio de un gas en equilibrio termodinámico responde a un volumen v por partícula, definido por la partícula vecina más próxima (Rohrmann 2005). En gases perfectos o suficientemente diluidos, v equivale al volumen encerrado en un radio dado por la distancia entre los centros de la partícula y su vecino más cercano. Fuerzas repulsivas entre las partículas reducen el valor de v. La identificación de v da lugar a una nueva interpretación del estado de una partícula y hace posible una descripción termoestadística más rica que la aportada por los modelos de gases vigentes. Así, además de una posible estructura interna, podemos considerar que cada partícula posee dos atributos: velocidad  $\mathbf{u}$  y volumen disponible v (Fig.1, der.). Ambas propiedades

cambian con el tiempo, la primera debida a las fuerzas inter-atómicas, la segunda por los movimientos de las partículas que originan en cada instante una nueva reasignación de v para cada partícula. En un dado tiempo, el gas posee una distribución de velocidades  $f_{\mathbf{u}}$  y una distribución de volúmenes  $N_v$ , siendo  $f_{\mathbf{u}}d\mathbf{u}$  la fracción de partículas con velocidades en  $(\mathbf{u}, d\mathbf{u})$ ,  $N_v dv$  el número de partículas con volúmenes entre v y v + dv, y  $vN_v dv$  el volumen total asignado a estas últimas. Luego

$$N = \int_0^V N_v dv, \qquad V = \int_0^V v N_v dv, \qquad \int f_{\mathbf{u}} d\mathbf{u} = 1.$$
(2)

Para sustancias simples, con partículas sin estructura que interactúan de a pares, las energías cinética K y potencial  $\Psi$  del fluido pueden evaluarse como sigue

$$K = \frac{m}{2} \int \mathbf{u}^2 f_{\mathbf{u}} d\mathbf{u}, \quad \Phi = \frac{1}{2V} \int_0^V \int_0^V N_v N_{v'} \phi_{vv'} dv dv', \quad \phi_{vv'} = \int u_{vv'} g_{vv'} d^3 r,$$
(3)

donde *m* es la masa de una partícula,  $u_{vv'}$  el potencial de interacción y  $g_{vv'}$  la distribución de pares con volúmenes disponibles *v* y *v'*. De acuerdo a Rohrmann (2005), es directo calcular la entropía estadística *S* del gas y, junto con la energía total  $U = K + \Phi$ , obtener la energía libre de Helmholtz F = U - TS. El método de la distribución más probable (minimización de la energía libre) permite evaluar las distribuciones  $f_{\mathbf{u}}$  y  $N_v$  de equilibrio. Para  $f_{\mathbf{u}}$  resulta la distribución de velocidades de Maxwell, en cuyo caso la energía libre adopta la forma:

$$F = \int_0^V N_v \left[ kT \ln\left(\frac{N_v \lambda^3}{N}\right) + \int_0^V \frac{N_{v'} \phi_{vv'}}{2V} dv' \right] dv, \tag{4}$$

siendo  $\lambda = h/\sqrt{2\pi m k T}$  la longitud de onda térmica de las partículas y h la constante de Planck. La distribución de espacio que minimiza (4) es:

$$N_{v} = \frac{N}{\lambda^{3}} \exp\left[-\beta \left(\gamma v - \mu + \int_{0}^{V} \frac{N_{v'} \phi_{vv'}}{V} dv'\right)\right].$$
(5)

Aquí,  $\mu$  es el potencial químico y  $\gamma = P - \Phi/V$  es la diferencia entre la presión P y la densidad de energía de interacción.  $\mu$ ,  $\gamma$  y  $\beta$  (o T) son las variables termodinámicas intensivas que controlan la verificación de las relaciones primera, segunda y tercera en (2), respectivamente. El reparto del espacio es claramente no equitativo, incluso en ausencia de interacciones. Para fluidos multi-componentes, la partición del espacio se torna más sofisticada. El volumen v asignado a una partícula depende de las especies a las que pertenecen ella y su vecino más próximo (ver Fig. 2). Como consecuencia, la población  $N_i$  de partículas de cierta clase i se descompone en grupos de acuerdo a la clase de vecino más cercano. Por ejemplo  $N_{ilv}dv$  denota el número de partículas i con volúmenes disponibles entre v y v + dv y con el vecino más cercano de clase l. Además, una partícula i puede tener una energía interna  $E_i$  con degeneración  $g_i$ . El procedimiento realizado para sustancias simples puede ahora repetirse para obtener la energía libre  $F_{mezcla}$  de un fluido compuesto (Rohrmann & Zorec 2006). En equilibrio se obtiene:

$$N_{ilv} = \frac{N_i}{\lambda_i} g_i \exp\left[-\beta(\gamma v - \mu_{il} + \epsilon_{ilv} + E_i)\right],\tag{6}$$



**Figura 2.** (A): Volumen disponible v (círculo rayado) de una partícula (i) en presencia de vecinas no-interactuantes (gas ideal en dos dimensiones). (B): Lo mismo que antes pero para discos duros de igual tamaño. La línea a rayas señala el volumen disponible  $v^*$ de i si las partículas no interactuasen. (C): Idem anterior, ahora para discos de distintos tamaños, v depende del vecino con menor distancia de contacto ( $v = v^* - B_{il}$ ,  $B_{il}$  es el 2do. coeficiente del virial del par i, l).

donde  $\mu_{il} = \partial F_{mezcla}/\partial N_{il}$   $(N_{il} = \int_0^V N_{ilv} dv)$  y  $\epsilon_{ilv}$  es el promedio de la energía de interacción con el resto del gas de una partícula *i* con volumen *v* y vecino más cercano de clase *l*. Como en el caso de fluidos simples, ahora también  $\gamma = P - \Phi/V$ . El potencial químico de una especie *i* puede expresarse como  $\mu_i = \sum_{lm} \mu_{lm} \partial N_{lm} / \partial N_i$ . Tanto  $\gamma$  como  $\mu_{il}$  son variables termodinámicas que tienen origen en el presente formalismo y no están presentes en las teorías convencionales de fluidos. La Ec. (6) puede aplicarse a mezclas químicamente complejas que incluyen átomos y moléculas con gran variedad de estados internos, y claramente realiza una descripción más detallada que la provista por (1). La Fig. 3



**Figura 3.** Resultados de la Ec. (6) para un gas de hidrógeno puro, T = 20000 K,  $\rho = 10^{-7}$  g/cm<sup>-3</sup>. (A): Densidades  $n_{ilv} = N_{ilv}/V$  de H en niveles  $1 \le i \le 30$  (líneas de izquierda a derecha) con un ión como vecino más cercano. (B): Para los niveles previos, energías internas  $E_i + \epsilon_{ilv}$  (de abajo hacia arriba). (C): El factor  $e^{-\beta\gamma v}$  en (6) controla la partición del espacio y, en especial, limita la asignación de v grandes.

muestra la aplicación de (6) a un gas de hidrógeno. Las poblaciones de átomos con v pequeños se reducen debido a la interacción con partículas vecinas; las energías internas  $E_i + \epsilon_{ilv}$  muestran cambios considerables por polarización y repulsión coulombiana. Para v grandes se recuperan las energías de un átomo aislado, pero las poblaciones  $N_{ilv}$  decaen debido al reparto estadístico del espacio. Los átomos más excitados sólo sobreviven si tienen un volumen disponible v grande.

#### Conclusiones

Aspectos conceptuales derivados de la teoría que hemos revisado:

- Se introduce una división del espacio ocupado por el gas conjuntamente con la distribución de velocidades de las partículas, identificando el estado instantáneo de un partícula con un volumen propio v y una velocidad.
- Se da una conexión explícita entre termo-estadística y estadística espacial, a través de la distribución  $N_v$  (o colecciones  $\{N_{ilv}\}$  en el caso de mezclas), la cual contiene la información termodinámica y de estructura del fluido.
- La división del espacio entre partículas es regulada por una variable termodinámica  $\gamma$  relacionada con la presión del gas y la densidad de energía de interacción. La distribución de poblaciones de partículas según la clase de vecino más cercano  $(N_{il})$ , se regula con un potencial termodinámico  $\mu_{il}$ relacionado directamente con los potenciales químicos.

Aspectos prácticos aportados por la teoría:

- Se obtiene mayor información acerca del equilibrio químico que en las teorías convencionales, pues no sólo se determinan las poblaciones atómicas en diferentes estados de excitación e ionización, sino que además se descompone cada una de ellas en grupos de partículas con distintos volúmenes disponibles, siendo v un parámetro que permite medir el grado de perturbación que experimenta una partícula por la presencia de vecinos.
- Las propiedades termodinámicas y de estructura de un fluido en equilibrio son evaluadas simultánea y autoconsistentemente.
- El volumen disponible v no identifica la posición de una partícula ni establece un nexo de propiedad entre ella y puntos del espacio. Con ello, se evitan los problemas inherentes a las teorías de celdas usadas en líquidos.
- Es posible considerar fuerzas inter-atómicas que no sólo dependen de la distancia entre un par de partículas sino también de sus volúmenes v, y, con ello, simular interacciones donde intervienen efectos de densidad.

#### Referencias

Hummer, D., Mihalas, D., 1988, ApJ, 331, 794
Rohrmann, R.D., Serenelli, A.M., Althaus, L.G., Benvenuto, O.G., 2002, MN-RAS 335, 499
Rohrmann, R.D., 2005, Physica A, 347, 221
Rohrmann, R.D., Zorec, J., 2006, Physical Review E, 74, 041120

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Nuevos modelos evolutivos para estrellas sdB variables: efectos del *extra-mixing*

## A.D. Romero<sup>1,2</sup>, A.H. Córsico<sup>1,2</sup> y L.G. Althaus<sup>1,2</sup>

(1) Instituto de Astrofísica La Plata, (CCT La Plata-CONICET)
(2) Fac. de Cs. Astronómicas y Geofísicas, UNLP

**Resumen.** En este trabajo presentamos un estudio evolutivo y pulsacional de estrellas subenanas B (sdB). Específicamente, estudiamos los efectos del proceso de "overshooting" en el núcleo estelar sobre la la evolución en la Rama Horizontal y también sobre el espectro de períodos de pulsación adiabáticos de estrellas sdB variables. Para tal fin, calculamos dos conjuntos de secuencias evolutivas, con distintas masas en la Rama Horizontal Extrema (EHB): el primero, considerando episodios de "core – overshooting" y, el segundo, sin tener en cuenta la ocurrencia de dichos episodios. Luego, realizamos un análisis pulsacional de los modelos representativos de estrellas sdB. En particular, evaluamos el impacto de la estructura del perfil químico interno sobre las frecuencias características de pulsación y sobre el espectro de pulsaciones adiabáticas, para modos radiales y no radiales.

Abstract. We present an evolutionary and pulsational study of subdwarf B (sdB) stars. Specifically, we explore the effects that core overshooting episodes have on the evolution during the Horizontal Branch phase and on the pulsation properties of variable sdB stars. We computed two sets of evolutionary sequences, with different masses on the Extreme Horizontal Branch (EHB): one of them taking into account core overshooting and the other one neglecting core overshooting at all. Then, we carried out a detailed pulsational analysis of our representative models of sdB stars. In particular, we assessed the effects of the shape of the internal chemical profile on the pulsation characteristic frequencies and on the radial and nonradial adiabatic pulsation spectrum.

## Introducción

Las estrellas sub-enanas B (sdB) son las contrapartes del campo Galáctico de las estrellas de la EHB, las cuales se encuentran usualmente en cúmulos globulares. Estas estrellas son objetos compactos ( $6.2 \ge \log(g) \ge 5.1$ ) y calientes ( $40\,000 \ge T_{\rm eff} \ge 24\,000$ ), con masas de alrededor de  $0.5M_{\odot}$ , que se encuentran en la etapa de combustión del helio en el núcleo. Una escala temporal típica para la fase de sdB es de alrededor de  $10^8$  años.

Una fracción de estas estrellas exhibe variaciones multiperiódicas en luminosidad. Las sdB variables más estudiadas son las estrellas de tipo EC 14026 (Kilkenny et al. 1997), las cuales presentan períodos cortos (80-600 s), atribuibles a modos radiales y modos p no radiales con amplitudes  $\leq 10^{-2}$  mag. Estas estrellas poseen valores medios de  $(T_{\rm eff}, \log(g))$  alrededor de (33 500K, 5.8). Una segunda clase, conocida como estrellas PG 1716 (Green et al. 2003), muestra períodos largos (2800-5800 s) debidos presumiblemente a modos g de alto orden radial, con variaciones fotométricas del orden de las milimagnitudes. Poseen valores espectroscópicos medios de  $(T_{\rm eff}, \log(g)) \approx (27000K, 5.4)$ .

En este trabajo presentamos un análisis pulsacional adiabático de modelos representativos de estrellas sdB. En particular, estudiamos los efectos de los procesos de mezcla extra ("core-overshooting") en el núcleo sobre la evolución y las propiedades pulsacionales de los modelos de estrellas sdB.

#### Cálculos Evolutivos

Para este trabajo, hemos calculado seis secuencias completas comenzando desde la Secuencia Principal, pasando por el "flash de helio", hasta el final de la EHB. Para ello, utilizamos el código evolutivo LPCODE (Althaus et al. 2003, 2005). El código LPCODE realiza un tratamiento detallado de los cambios químicos, a través de un esquema que considera simultáneamente la evolución nuclear y los procesos de mezcla debidos a la convección y la difusión (ver Althaus et al. 2003 para más detalles).

Los cálculos comienzan con un único modelo de  $1M_{\odot}$  y Z = 0.02, ubicado en la Secuencia Principal de Edad Cero. Aplicando distintas tasas de pérdida de masa durante el ascenso por la Rama de las Gigantes, obtuvimos seis modelos con distintas masas al comienzo de la EHB. Las masas finales de dichos modelos son 0.48151, 0.47483, 0.47391, 0.47359, 0.47329 y 0.47300  $M_{\odot}$ .



**Figura 1.** Trayectorias evolutivas en la EHB para dos conjuntos de secuencias: NOV (panel izquierdo) y OV (panel derecho). También se muestra el principio (ZAEHB) y el final (TAEHB) de la EHB con líneas grises. Por completitud, se muestra la posición de las estrellas sdB variables observadas.

Para estudiar la relevancia de los procesos de overshooting sobre la evolución de las estrellas sdB, calculamos, para cada una de las seis secuencias, la evolución durante la EHB, para los casos con y sin overshooting en el borde del núcleo convectivo. En la Fig.1 s muestran las trayectorias evolutivas durante la fase de EHB, en el plano  $\log(g) - T_{\text{eff}}$ . El panel izquierdo muestra las secuencias donde los episodios de overshooting fueron suprimidos artificialmente (secuencias NOV), mientras que en el panel derecho se muestran las trayectorias donde los procesos de overshooting fueron permitidos (secuencias OV). Por completitud incluímos la posición de las estrellas sdB variables observadas.

En ambos casos observamos que las secuencias menos masivas, es decir aquéllas con envolturas más delgadas, alcanzan valores de  $T_{\rm eff}$  y log(g) mayores que sus contrapartes más masivas. Sin embargo, encontramos importantes diferencias entre los dos conjuntos de secuencias. De la Fig. 1, vemos que la TAEHB (final de la EHB), definida por las secuencias OV, alcanza valores de  $T_{\rm eff}$  mayores y log(g) más bajos que en el caso de las secuencias NOV. Dado que la ZAEHB (EHB de edad cero) es la misma para ambos juegos de secuencias, la Rama Horizontal resultante es más extendida para las secuencias calculadas con overshooting, en el plano log(g) –  $T_{\rm eff}$ . Finalmente, notamos que la mayoría de las estrellas PG 1716 están bien representadas por las secuencias OV, siempre considerando el rango de masas calculado en este trabajo.

#### Resultados: Estructura interna y Propiedades pulsacionales

La estrellas sdB poseen una estructura interna estratificada constituída por un núcleo convectivo rico en He, C y O, rodeado por una cáscara radiativa rica en He y, finalmente, una envoltura delgada de H y He. Estas tres regiones están separadas por dos interfases químicas. La más interna (interfase O/C/He) se encuentra en la frontera del núcleo, mientras que la más externa (interfase He/H) se localiza en la base de la envoltura. Para analizar las diferencias entre los casos con y sin overshooting, elegimos dos modelos de referencia de las secuencias OV y NOV de masa 0.47329  $M_{\odot}$ , con  $(\log(g), T_{\text{eff}})$  igual a (27148, 5.44) y (28853, 5.56)respectivamente. El criterio utilizado para elegir el modelo de referencia NOV fue que tuviera una composición química central similar al modelo de referencia OV. En la Fig. 2 se muestran las abundancias químicas fraccionales en función de  $-\log(1-M_r/M_*)$ , para ambos modelos de referencia. A partir de la Fig. 2, puede verse que la interfase He/H posee la misma forma y posición en ambos casos. Sin embargo, la diferencia principal está en la región alrededor de la interfase más interna. Para el modelo NOV, la interfase O/C/He es muy localizada y se ubica en  $\log(1 - M_r/M_*) = -0.11$ , en la frontera exterior del núcleo convectivo. Por otro lado, en el modelo OV, la interfase O/C/He es más extendida y posee una estructura escalonada, además de estar ubicada más apartada del centro, alrededor de log $(1 - M_r/M_*) = -0.5$ . La estructura escalonada y la posición de la interfase O/C/He en el modelo OV se deben a los procesos de overshooting operando en el borde del núcleo convectivo.

Una vez descriptas las diferencias en la estructura química interna, procederemos a comparar las propiedades pulsacionales entre modelos OV y NOV. Dado que es imposible obtener dos modelos, uno OV y otro NOV, con la misma masa, composición química y parámetros superficiales  $T_{\text{eff}}$  y log(g) (ver Fig. 1), nos



**Figura 2.** Abundancias fraccionales de <sup>1</sup>H, <sup>4</sup>He, <sup>12</sup>C y <sup>16</sup>O en función de  $-\log(q) \equiv -\log(1 - M_r/M_*)$ , para los modelos de referencia OV (panel superior) y NOV (panel inferior).



**Figura 3.** Frecuencias características  $(N^2)$  para el modelo OV (a) y NOV "artificial" (b). También se indican las regiones de propagación para los modos g y p (ver texto para más detalles). Diferencia de períodos OV y NOV para k fijo en función del orden radial (c).

vemos forzados a realizar la siguiente comparación. Fabricamos un modelo de referencia NOV artificial a partir del modelo de referencia OV. Para esto, en la frecuencia de Brunt-Väisälä  $(N^2)$  calculada para el modelo OV (Fig. 3a) reemplazamos la serie de picos correspondientes a la interfase O/C/He, por un único pico gaussiano ubicado en  $\log(1 - M_r/M_*) = -0.11$ , del ancho y altura del modelo NOV. De esta manera, obtenemos dos modelos, uno OV y el otro NOV "artificial", donde la única diferencia entre ellos es la forma de la frecuencia de Brunt-Väisälä en la región del núcleo. Notemos que tanto la masa estelar, como  $T_{\rm eff}$  y log(q), son exactamente los mismos para ambos modelos. Para los cálculos pulsacionales, utilizamos el código de pulsaciones adiabáticas descripto en Córsico & Althaus (2006). Los perfiles de las frecuencias de Brunt-Väisälä en función de  $-\log(1-M_r/M_*)$ , para los modelos de referencia, se muestran en la Fig. 3ab. Las regiones de propagación para los modos g y p están indicadas en la figura como "región G" y "región P", respectivamente (ver Unno et al. 1989). En el siguiente análisis nos concentraremos en los modos q, dado que al propagarse en la región limitada por las interfases químicas, se verán más afectados por las diferencias en la estructura y posición de la interfase O/C/He que los modos p. A partir de los perfiles de las frecuencias características, calculamos el espectro adiabático de períodos para modos radiales y modos p y q no radiales con  $\ell=1, 2$ y 3. En particular, nos concentraremos en los modos q con grado armónico  $\ell=3$ y orden radial k = 1 - 90.

En la figura 3c graficamos la diferencia de períodos OV y NOV artificial (P(OV) - P(NOV)), en función del orden radial. Notemos que esta diferencia puede llegar hasta  $\approx 200$  segundos para k mayores que 30. Dicho efecto se debe solamente

a la distinta estructura y posición de los picos en la frecuencia de Brunt-Väisälä, entre los modelos con y sin overshooting. Este resultado implica que los valores de los períodos de pulsación son subestimados cuando no se consideran procesos de overshooting para el cálculo de la estructura interna.

## Conclusiones

En este trabajo hemos estudiado el efecto de los procesos de core overshooting sobre la evolución y las propiedades pulsacionales adiabáticas de las estrellas sdB. Para ello, calculamos dos juegos de secuencias, con y sin overshooting, en la etapa de Rama Horizontal.

A partir de trayectorias evolutivas, notamos que la EHB se presenta más extendida en  $T_{\text{eff}}$  y log(g) para las secuencias OV que en el caso NOV. Mediante la comparación de dos modelos de referencia, notamos que en el modelo OV la interfase O/C/He posee una estructura escalonada compleja y se ubica en una región más externa que en el caso NOV. Este efecto es el resultado de los procesos de overshooting. Debido a la diferencia en la estructura interna, obtenemos diferencias en las propiedades pulsacionales. En particular, notamos que el valor de los períodos adiabáticos de pulsación para los modos g se subestiman cuando no se considera overshooting en el modelado.

En resumen, consideramos imprescindible un tratamiento detallado de los procesos de mezcla en el interior de las estrellas sdB, si se pretende realizar comparaciones precisas de períodos (observados-teóricos) en estudios astrosismológicos.

#### Referencias

Althaus, L.G., Serenelli, A.M., Panei, J.A., et al., 2005 A&A, 423, 63

Althaus, L.G., Serenelli, A.M., Córsico, A.H. Montgomery, M.H., 2003, A&A, 404, 593

Córsico, A.H, Althaus, L.G., 2006 A&A, 454, 863

- Green, E.M., Fontaine, G., Reed, M.D. et al., 2003, ApJ, 583, L31
- Kilkenny, D., Koen, C., O'Donoghue, D., Stobie, R.S., 1997, MNRAS, 285, 640
- Unno, W., Osaki, Y., Ando, H., Saio, H., Shibahashi, H., 1989, Nonradial Oscilation in stars, University of Tokyo Press 2nd. ed.

## Estado evolutivo del disco protoplanetario de la estrella de tipo FU Orionis ISO-ChaI 192

E. Sainz<sup>1,2</sup>, M. Gómez<sup>1</sup>

(1) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba

(2) Facultad de Matemáticas, Astronomía y Física - UNC

Abstract. In this contribution, we present a mid-infrared (8-13  $\mu$ ) spectrum of ISO-ChaI 192, a pre-main sequence FU Orionis variable star embedded in the Chamaeleon I molecular cloud. The observations were obtained with the T-ReCS (Thermal Region Camera Spectrograph) at Gemini South observatory. This instrument was used in the low-resolution 10  $\mu$  mode. We present an initial qualitative analysis of this spectrum in which we observe a predominance of amorphous silicate of small size (0.1  $\mu$ ) of the olivine type. However, we also observe profiles of processed silicates of the crystalline type (magnesium silicates). We find no evidence for the presence of PAH (Polycyclic Aromatic Hydrocarbon), a molecular compound usually found in the disks of T Tauri stars. Based on the identified elements, we discuss the evolutionary stage of the disk associated with ISO-ChaI 192.

#### Introducción

Según el modelo evolutivo estándar de formación estelar, las estrellas nacen de nubes moleculares. Éstas están formadas de gas y polvo, donde la componente predominante es el hidrógeno molecular. Las regiones más densas colapsan y se fragmentan. El material del centro colapsa primero formando la protoestrella, mientras que el material cercano al centro formará un disco de rotación alrededor del núcleo central. La protoestrella continúa acretando materia del disco. Eventualmente, será en este disco donde se formarán los planetas, cometas, etc.

Durante la fase de pre-secuencia principal, la evolución de las estrellas puede ser esquematizada como una sucesión de cuatro etapas, cada una de las cuales presenta características propias. Estas etapas están representadas por las Clases 0, I, II ó III, evidenciadas por la forma que presentan las respectivas distribuciones espectrales de energía (SEDs). Las de Clase 0 son objetos que recién están empezando a acretar material. Son los más jóvenes (SEDs con picos en la región submilimétrica, asociadas con flujos bipolares moleculares muy colimados y muy energéticos, edades de ~10<sup>4</sup> años), mientras que los objetos de Clase III son los más evolucionados (SEDs representadas como cuerpos negros, con un pequeño exceso en el infrarrojo, discos muy delgados o inexistentes, edades de ~10<sup>6</sup>-10<sup>7</sup> años).

Se piensa que las variables de tipo FU Orionis representan períodos recurrentes de gran actividad durante la formación de las estrellas de masa baja. Estas es-

trellas experimentan un aumento en su brillo, del orden de 3 a 6 magnitudes, en un período menor a 10 años, debido a una inestabilidad del disco. Este aumento decae lentamente en un par de décadas. Durante el estallido, la tasa de acreción de materia aumenta hasta 3 órdenes de magnitud. El porqué de esta inestabilidad aún es motivo de estudio. Se ha observado que este tipo de objetos presentan las características de una estrella de Clase I (asociados a flujos bipolares menos colimados que las de Clase 0, observables en 2  $\mu$ , edades de 10<sup>5</sup> años, absorción en 10  $\mu$  debido al silicato interestelar) y a las de Clase II (edades de ~10<sup>6</sup> años, visibles en el óptico). Se estima que una estrella en formación experimenta alrededor de 10 eventos de este tipo antes de llegar al estado de WTTS (Clase III). Este aumento de brillo hace que estos objetos sean muy apropiados para estudiar la composición química o mineralogía de los discos circunestelares jóvenes, en los cuales y de los cuales se espera se formen los planetas y demás cuerpos menores.

Las partículas de polvo de las nubes moleculares son principalmente silicatos amorfos que no han sido procesados. Por esta razón, se espera obervar en los espectros en el infrarrojo medio de las estrellas más jóvenes, una fuerte absorción de este tipo de material. A medida que evoluciona el disco, las partículas empiezan a aglutinarse entre sí y sufren un efecto de procesado en el cual forman silicatos de mayor tamaño, con estructuras de tipo cristalinas (como las observadas en algunos cometas, los objetos más antiguos del sistema solar). La determinación de la relación entre las absorciones de los silicatos cristalinos y las de los silicatos amorfos, podría brindarnos una idea del estado evolutivo en que se encuentra el disco de ISO-ChaI 192.

## Observaciones

ISO-ChaI 192 es un objeto estelar joven de masa baja y de Clase I. Se encuentra incrustado o embebido ( $A_{\rm V} \geq 13$ ; Jones et al. 1985) en la nube Chamaeleon I y está asociado a un flujo bipolar molecular (Mattila et al. 1989; Persi et al. 1999). Además, Gómez et al. (2004) detectaron cinco emisiones en H<sub>2</sub> que aproximadamente se alinean con la dirección del flujo en radio. ISO-ChaI 192 presenta, además, un exceso significativo en el infrarrojo, indicando la presencia de material circunestelar. ISO-ChaI 192 ha sido clasificada como una estrella variable de tipo FU Orionis (FUOR). En 2003 se detectó un aumento de brillo de 2 magnitudes en 2.2  $\mu$  (Persi et al. 2007). Este aumento se originó en un período de 3 años, entre 1996 y 1999.

Esta estrella fue observada durante las noches del 12 de marzo y 11 de abril de 2006, utilizando el instrumento T-ReCS (Thermal Region Camera Spectrograph) del telescopio Gemini Sur de 8.1 m en Cerro Pachón (Chile). T-ReCS posee un detector de 320 × 240 píxeles de Si:As, con una escala de 0.089"pixel<sup>-1</sup>. El espectro de ISO-ChaI 192 fue obtenido en el modo de espetroscopía de baja resolución (R~113), con una rendija de 0.65". Se usó el filtro N ( $\lambda_0 = 10.36 \mu$ ,  $\Delta \lambda = 5.27$ ). La reducción para extraer el espectro se realizó utilizando el paquete estándar de IRAF para T-ReCs, disponible en la página de Gemini (www.gemini.edu).

#### Resultados

La Figura 1 muestra el espectro de ISO-ChaI 192, el cual ha sido normalizado al continuo, estimado vía interpolación lineal de los flujos cercanos a los extremos del espectro (8.0  $\mu$  y 12.8  $\mu$ ) y suavizado con un "boxcar" igual a 3 píxeles. Se estimó una razón señal sobre ruido de ~5-15. El ruido fue estimado de las variaciones píxel a píxel en el espectro. Se observó la estrella HR 4023 (A2V, K = 3.74) para la corrección telúrica y extracción de los perfiles del ozono.



**Figura 1.** En línea continua se muestra el espectro normalizado y suavizado con un "boxcar" igual a 3 píxeles (0.075  $\mu$ ); en línea a rayas, el continuo; en línea de puntos, la forsterita y en línea de rayas y puntos la enstatita (ver referencias en Tabla 1).

Para determinar la mineralogía o composición de los granos de polvo en el disco, analizamos la presencia de distintos elementos. En general, los discos circunestelares muestran un predominio de silicatos de magnesio puro (Molster et al. 1999a). La Tabla 1 lista estos elementos. En este trabajo sólo estudiamos la presencia de estos granos (forsterita y enstatita, cuyos respectivos espectros se muestran en la Figura 1). Las formas de los granos amorfos no influyen mucho en el perfil del espectro, pero sí lo hace su tamaño. Para estas partículas, se analiza el espectro de dos tamaños distintos en el límite de Rayleigh, de forma esférica. Lo contrario sucede con los granos cristalinos, por lo que adoptamos una distribución continua de elipsoides (DCE) en el límite de Rayleigh, con lo cual obtenemos perfiles independientes del tamaño de los granos (para una descripción del método, ver Bohren y Huffman 1983). En la Figura 2, tomada del trabajo de Bouwman et al. (2001), se muestran los coeficientes de absorción normalizados de los silicatos analizados.

En el espectro de ISO-Chal 192 se observa una profunda absorción, con un pico en 9.7  $\mu$ , que indica la presencia de abundantes silicatos amorfos de tamaño pequeño (~0.1  $\mu$ ), sin procesar, como los que caracterizan al medio interestelar. Esta absorción sugiere que el objeto es extremadamente jóven, ya que todavía se E. Sainz y M. Gómez



**Figura 2.** Coeficientes de absorción normalizado de los granos de polvo. *Arriba*: olivinos de 0.1 y 0.2  $\mu$ m, y cuarzo. *Abajo*: enstatita y forsterita. *Ref:* Bouwman et al. (2001).

Tabla 1. Principales componentes cristalinas de discos protoplanetarios

	a	m ~	Б
Especie	Composición	Tamano	Forma
		$[\mu m]$	
Olivino <sup>1</sup>	$[Mg,Fe]_2SiO_4$	$0.1 \ \& \ 2.0$	Esferas
$Forsterita^2$	$Mg_2SiO_4$	0.1	DCE
Enstatita <sup>3</sup>	$MgSiO_3$	0.1	DCE
$Cuarzo^4$	$\mathrm{SiO}_2$	0.1	DCE

*Ref:* (1) Dorschner et al.(1995); (2) Servoin & Pirou (1973); (3) Jäger et al. (1998); (4) Spitzer & Kleinman (1961).

encuentra embebido o incrustado en la nube de la cual se forma. El espectro de la Figura 1 muestra una pequeña emisión cercana a 11.3  $\mu$ , lo que corresponde a la emisión de silicatos de magnesio cristalinos del tipo forsterita (Mg<sub>2</sub>SiO<sub>4</sub>). Este perfil suele estar acompañado por una emisión un poco menos importante en 10  $\mu$  que sirve para diferenciarla de la presencia de PAHs (perfil en 11.2  $\mu$ ). También se observa la presencia de enstatiata (MgSiO<sub>3</sub>), pero es menos notoria que la forsterita. Finalmente, no se observa presencia de cuarzo (SiO<sub>2</sub>), como es común en otros objetos estelares jóvenes y cometas (Bouwman et al., 2001).

## Síntesis y conclusiones

En esta contribución, presentamos el espectro en el infrarrojo medio (8-13  $\mu$ ) de ISO-ChaI 192, un objeto estelar joven de Clase I de la nube molecular Austral de Chamaeleon I. Analizamos en forma cualitativa los distintos rasgos espectrales

presentes en el mismo. La profunda absorción en 9.7  $\mu$  es debida a la gran abundancia de silicatos amorfos sin procesamiento, como los del medio interestelar. Esto indica la extremada juventud de ISO-ChaI 192, ya que se encuentra incrustada en la nube molecular madre.

El espectro obtenido evidencia, además, la presencia de algunos silicatos cristalinos, lo cual sugiere que el procesado del polvo interestelar comienza a edades muy tempranas de la estrella central. Este procesamiento del polvo en los discos circunestelares, es el que da origen a planetesimales, planetas y demás cuerpos planetarios. En consecuencia, los primeros pasos hacia la formación de los planetas ocurren contemporáneamente con la formación de la estrella huésped.

En un futuro próximo se espera analizar la posible presencia de otros tipos de silicatos (como por ejemplo aquéllos ricos en Fe) en el disco asociado con ISO-ChaI 192. También se espera estudiar la composición del polvo de otras estrellas de tipo FUOR, a fin de caracterizar la composición mineralógica y el estado evolutivo de las mismas.

Quisiéramos agradecer a Kevin Volk (Gemini Norte) por su valiosa ayuda con la reducción del espectro.

## Referencias

- Bohren, C.F., Huffman, D.R., 1983, Absorption and scattering of light by small particles (Wily, J. & Sons Inc.)
- Bouwman, J., Meeus, G., de Koter, A. et al., 2001, A&A, 375, 950
- Dorschner, J., Begemann, B., Henning, T. et al., 1995, A&A, 300, 500
- Gómez, M., Persi, P., Marenzi, A.R., Roth, M., Tapia, M., 2004, A&A423, 629
- Jäger, C., Molster, F.J., Dorschner, J., et al., 1998, A&A, 339, 904
- Jones, T.J., Hyland, A.R., Harvey, P.M. et al., 1985, AJ, 90, 1191
- Matilla, K., Liljeström, T., Toriseva, M., 1989, in Low-Mass Star Formation and Pre-Main-Sequence Objects, ed. B. Reipurth (Garching: ESO), 153
- Molster, F.J., Waters, L.B.F.M., Trams, N.R., et al., 1999a, A&A, 350, 163

Persi, P., Marenzi, A.R., Kaas, A.A. et al., 1999 AJ, 117, 439

Persi, P., Tapia, M., Gómez, M. et al., 2007, ApJ, 133, 1690

Servoin, J.L., Piriou, B., 1973, Phys. Stat. Sol. (b), 55

Spitzer, W.G., Kleinman, D.A., 1961, Phys. Rev., 121, 1324

## COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Modelos de atmósferas con campos magnéticos

R. Vallverdú<sup>1,2</sup>, L. Cidale<sup>1,2</sup>, R. Rohrmann<sup>3</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata - IALP

(3) Observatorio Astronómico - UNC

**Abstract.** We analyze the influence of a dipolar magnetic field on the atmospheric structure of B peculiar type stars. We compute LTE synthetic HeI line profiles considering non-ideal effects in the gas equation of state and the direction of Lorentz force. We find that the Lorentz force may partially explain low-amplitude variations in the line profile. We also discuss the contribution of radiation and Lorentz forces to diffusion processes.

## Introducción

Hay estrellas que presentan peculiaridades en la abundancia de ciertos elementos químicos comparadas con estrellas de características similares. Estas peculiaridades se manifiestan a través de variaciones periódicas en las intensidades de las líneas de los elementos químicos con abundancias anómalas. De este grupo de estrellas, las que nos interesan son las denominadas variables en helio. Las variaciones de las intensidades de las líneas de helio de estas estrellas indican que pasarían de ser deficientes a abundantes en helio y viceversa. Una de las explicaciones más aceptadas es que estas estrellas poseen regiones con distintas abundancias de helio. En nuestros trabajos tratamos de determinar si los campos magnéticos contribuyen a la formación de estas regiones.

La estrella que presenta cambios más extremos es HD 125823 (a Cen). Esta estrella fue estudiada por C. Jaschek *et al.* (1968). Ellos determinaron que tenía un tipo espectral que variaba entre B2 V y B7 IV. Luego, S. Wolf *et al.* (1974) midieron el campo magnético y encontraron que variaba entre  $\pm 1000$  y  $\pm 1000$  Gauss, coincidiendo el máximo magnético con el mínimo de abundancia de helio. Poco después, A. Underhill *et al.* (1975) encontraron variaciones en las líneas de helio con un período de 8.817 días, igual al período de rotación y determinaron que la abundancia de helio oscilaba entre el 10 % y el 19 %. Tambíen midieron el campo magnético que variaba entre  $\pm 450$  y  $\pm 350$  Gauss.

#### Modelos de atmósferas y campos magnéticos

Para modelar la atmósfera estelar utilizamos el programa desarrollado por R. Rohrmann (2001). Para incluir los campos magnéticos, seguimos los linenamientos dados por G. Valyavin *et al.* (2004). Ellos incluyen los efectos del campo magnético introduciendo la fuerza de Lorentz en la ecuación de equilibrio hidroestático. De esta manera, se pueden expresar los efectos de los campos magnéticos por medio de una gravedad efectiva, la cual es función de la profundidad óptica, la intensidad del campo magnético y la dirección de la fuerza de Lorentz. Una explicación más detallada de la forma en que se implementaron los conceptos de Valyavin puede verse en Vallverdú *et al.* (2007).

En nuestros modelos consideramos equilibrio termodinámico local (ETL), atmósfera de capas plano-paralelas y compuesta únicamente por hidrógeno y helio. Consideramos el campo magnético generado por un dipólo magnético ubicado en el centro de la estrella y despreciamos el efecto Hall. Los modelos que hemos calculados se corresponden con estrellas B2 V. Adoptamos una temperatura de 22000 K, log g = 4.0 e intensidades del campo magnético entre 3 y 5000 Gauss.

#### Algunos resultados

A modo de ejemplo del trabajo que desarrollamos, presentaremos algunos de los resultados obtenidos. En la Figura 1 (izquierda), mostramos cómo se comporta la conductividad de las partículas cargadas (electrones, HII y HeII) con la profundidad óptica, en ausencia de campos magnéticos y con campos de 1000 Gauss, con la fuerza de Lorentz dirigida hacia el interior de la estrella. En todos los casos, vemos cómo disminuye la conductividad en las capas exteriores. En el gráfico de la derecha, mostramos las variaciones de la gravedad efectiva en función de la profundidad óptica, para distintas intensidades de los campos magnéticos. Encontramos que la gravedad aumenta en algunas regiones cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el interior de la estrella, mientras que disminuye cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el exterior. Las regiones en donde la gravedad varía dependen de la intensidad del campo magnético. La amplitud de la variación de la gravedad es función del ángulo de latitud magnética  $\theta$ , siendo máxima cuando  $\theta = \pi/2$ , es decir sobre el ecuador magnético, mientras que en los polos ( $\theta = 0$  y  $\theta = \pi$ ) las variaciones son nulas.



**Figura 1.** *Izquierda:* Dependencia de la conductividad en función de la profundidad óptica. *Derecha*: Variación de la gravedad efectiva según la intensidad del campo y la dirección de la fuerza de Lorentz.

En la Figura 2 mostramos los efectos sobre los perfiles de líneas de helio. A la izquierda, graficamos la línea HeI  $\lambda$ 4026 sin normalizar, en ausencia de campo magnético y con campos de 1000 Gauss, con direcciones opuestas de la fuerza de Lorentz. A la derecha, presentamos la misma línea pero normalizada. Aquí vemos que, en presencia de campos magnéticos, la intensidad del centro de la

línea aumenta cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el exterior de la estrella, mientras que las alas se hacen más angostas. Cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el interior, las alas se ensanchan y la intensidad disminuye. Este comportamiento se repite en otras líneas de helio.



Figura 2. HeI  $\lambda$ 4026. *Izquierda*: Sin normalizar. *Derecha*: Normalizado.

Las variaciones de los anchos equivalentes son distintas dependiendo de la línea que estemos considerando. En la Figura 3, vemos que los anchos equivalentes de las líneas HeI  $\lambda$ 4471 (izquierda) y HeI  $\lambda$ 4921 (derecha) varían de manera opuesta para una misma dirección de la fuerza de Lorentz. Si está dirigida hacia el exterior (circulos llenos), el ancho equivalente de HeI  $\lambda$ 4471 disminuye y el de HeI  $\lambda$ 4921 aumenta, mientras que si la fuerza está dirigida hacia el interior (cuadrados vacíos), aumenta el ancho equivalente en el caso de HeI  $\lambda$ 4471 y disminuye para HeI  $\lambda$ 4921.

En la Figura 4 (izquierda) mostramos cómo varían los anchos equivalentes de la línea HeI  $\lambda 4026$ . Aquí vemos que las variaciones son distintas a las observadas en las dos líneas que mostramos en la Figura 3. En el gráfico de la derecha de la Figura 4 mostramos cómo varía el índice de color U-B en función de la intensidad del campo magnético. Los puntos de la izquierda corresponden a la fuerza de Lorentz apuntando hacia el exterior, mientras que en los de la derecha, la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el interior de la estrella. Puede observarse que cuando la fuerza de Lorentz es hacia el exterior, el índice U-B varía más que en el caso de la fuerza apuntando hacia el interior. Esto está en concordancia con lo expuesto por Stepień (1978) que indica que la estructura de la atmósfera se verá afectada si la fuerza de Lorentz apunta al exterior de la estrella y que casi no se modifica con la fuerza de Lorentz en dirección opuesta. Lo mismo se observa para los otros índices de color.

#### Difusión

Otro fenómeno que puede tenerse en cuenta para la aparición de zonas con abundancias peculiares de helio es la difusión. La convección es un mecanismo que tiende a homogeneizar la atmósfera, mientras que la difusión es un proceso que hace todo lo contrario, es decir, tiende a estratificar la atmósfera. Es evidente que para que haya difusión es necesario que casi no haya convección en la atmósfera, como ocurre en las estrellas B. La fuerza de radiación es la responsable de que aparezca la difusión. Ésta es diferente para cada elemento químico y, por lo tanto, hay elementos que se difunden mientras que otros no. En nuestro trabajo,



**Figura 3.** Variación del ancho equivalente de la línea en función de la intensidad del campo magnético y la dirección de la fuerza de Lorentz. *Izquierda:* HeI  $\lambda$ 4471. *Derecha:* HeI  $\lambda$ 4921.



**Figura 4.** *Izquierda:* Variación del ancho equivalente de HeI  $\lambda$ 4026. *Derecha:* Variación del índice de color U-B en función del la intensidad del campo magnético y la dirección de la fuerza de Lorentz.

tratamos de ver cómo la presencia de campos magnéticos afecta favoreciendo o no la difusión del helio. Para ello, calculamos la fuerza de radiación (Curé *et al.*, 2006) y la sumamos a la fuerza de Lorentz para observar cómo se modifica la gravedad efectiva. Encontramos que la gravedad efectiva es modificada sólo en las capas exteriores, siendo más notorios los cambios cuando los campos son débiles (10 Gauss). Esto puede observarse en la Figura 5, donde graficamos la variación de la gravedad efectiva, teniendo en cuenta la presencia o no de la fuerza de radiación y considerando las dos direcciones de la Fuerza de Lorentz. El gráfico de la izquierda corresponde a 1000 Gauss y el de la derecha a 10 Gauss. En la Figura 6 graficamos la velocidad de difusión en función de la profundidad óptica. Cuando el campo es intenso (izquierda), hemos graficado sólo el caso de la fuerza de Lorentz apuntando hacia el exterior, ya que no se observan diferencias si está dirigida hacia el interior. El comportamiento es distinto según la dirección de la fuerza de Lorentz cuando los campos son débiles (derecha).

#### Conclusiones y trabajos a futuro

En nuestros trabajos encontramos que los campos magnéticos y la fuerza de Lorentz afectan a la intensidad y forma de los perfiles de líneas de helio, aunque las variaciones encontradas no son suficientes como para explicar las variaciones



Figura 5. Variaciones de la gravedad efectiva. Izquierda: 1000 Gauss. Derecha: 10 Gauss.



**Figura 6.** Velocidad de difusión en función de la profundidad òptica. *Izquierda*: 1000 Gauss. *Derecha*: 10 Gauss.

observadas. Para un análisis más completo, deberíamos tener en cuenta los efectos fuera del equilibrio termodinámico local (NETL).

Además, encontramos que la velocidad de difusión depende de la dirección de la fuerza de Lorentz sólo en el caso de campos magnéticos débiles. Esto es sólo un primer paso para tratar de modelar la difusión del helio, considerando la presencia de campos magnéticos.

## Referencias

Curé, M., Cidale, L., Venero, R., Rial, D., 2006, RMxAC, 26, 169
Jaschek, C., Jaschek, M., Morgan, W., Slettebak, A., 1968, ApJ, 153, L87
Rorhmann, R., 2001, MNRAS, 323, 699
Stepień, K., 1978, A&A, 70, 509
Underhill, A. B., Fahey, R.P., Klinglesmith, D.A., 1975, ApJ, 199, 120
Vallverdú, R., Cidale, L., Rorhmann, R., 2007, ASP Conference Series, 361, 103
Valyavin, G., Kochukhov, O., Piskunov, N., 2004 A&A, 420, 993
Wolff, S., Morrison, S., 1974, PASP, 86, 935

## COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Síntesis espectral de galaxias

Luis Vega Neme<sup>1</sup>, Jean Michel Gomes<sup>2,3</sup>, Roberto Cid Fernandes<sup>3</sup>

(1) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (Argentina)

(2) Observatoire de Paris Meudon (Francia)

(3) Universidade Federal de Santa Catarina (Brasil)

**Abstract.** We present the essential ideas of synthesis of stellar populations in galaxies. We describe the basis of a physical/mathematical model of spectral synthesis, the building of simple stellar populations, and show some of the applications of an spectral synthesis code.

#### Síntesis de Poblaciones Estelares

Algunas de las cuestiones relevantes en el estudio de las galaxias involucran el conocimiento de las componentes estelar y gaseosa, la composición química del gas y la tasa de formación estelar, entre otras. Para estudiar o analizar estas características, debemos recordar que, a priori, los espectros en el rango óptico pueden proveer mucha información al respecto. Sin embargo, debemos tener en cuenta algo fundamental: exceptuando el Grupo Local, las galaxias están tan distantes que, aún en el llamado Universo cercano, los espectros corresponden a regiones donde están presentes varias poblaciones estelares. Como ejemplo, vale recordar que a 20 Mpc (poco más allá del Grupo Local), 1" en el cielo equivale aproximadamente a 100 pc. en distancia proyectada. En el "Sloan Digital Sky Survey", la ubicación de las galaxias abarca una porción del universo hasta "redshift"  $\sim 0.1$ , correspondiente a una distancia de  $\sim 400$  Mpc, es decir, unos 2 Kpc de distancia proyectada en caso de usar una ranura de 1". Aún suponiendo que podemos tomar espectros 10 veces más angostos, estaríamos abarcando una porción significativa de la galaxia, por lo que debemos tratar con espectros integrados: éstos contienen información del continuo estelar y del gas y polvo interestelar, cantidades que se manifiestan en el espectro en la forma del mismo, como así también por sus líneas de absorción y de emisión.

Una manera de tratar el problema consiste en utilizar conjuntos de poblaciones estelares coetáneas y químicamente homogéneas para intentar obtener las contribuciones estelares en las galaxias. En los últimos 30 años se han desarrollado diferentes técnicas:

- Síntesis evolutiva de poblaciones estelares: se asumen ciertas expresiones analíticas para la tasa de formación estelar, evolución química y una función de masa inicial. Luego, se comparan los datos de la galaxia observada con modelos de sistemas estelares evolucionados, teniendo en cuenta una combinación de bibliotecas con caminos evolutivos y espectros estelares.
- Síntesis semi-empírica de poblaciones estelares: se infieren las poblaciones estelares a partir de la información de los espectros. Se combinan lineal-

mente sistemas simples con características conocidas, sean éstos estrellas individuales ó grupos de estrellas químicamente homogéneas.

El método que vamos a describir a continuación es el que utiliza el algoritmo de síntesis "Starlight" (Cid Fernandes *et al* 2005) y es básicamente una combinación de las dos técnicas, es decir, se usan las ideas de síntesis empírica con ingredientes de la síntesis evolutiva.

#### Modelo físico/matemático de síntesis espectral

Históricamente, la comparación entre los datos y las observaciones se ha realizado en términos de índices espectrales, como son los anchos equivalentes de las líneas de absorción y los colores. Aunque estos índices contengan mucha información, ellos representan una versión resumida del espectro. Una mejor comparación puede hacerse trabajando pixel a pixel, es decir, comparando todas las  $\lambda s$  del espectro. Para ello, descomponemos el espectro observado en forma de una combinación lineal de poblaciones estelares. Un espectro puede ser pensado como una función que puede ser expandida en una serie de funciones en el espacio  $\xi_{N_{\star}}$ , con dimensión  $N_{\star}$  y elementos  $L_j(\lambda)$  correspondientes a las poblaciones estelares (con  $j=1,\ldots,N_{\star}$ ), de tal manera que, para cada longitud de onda, tenemos:

$$M(\lambda) = \sum_{j=1}^{N_{\star}} y_j L_j(\lambda), \qquad (1)$$

donde  $y_i$  es el coeficiente de la expansión y  $M(\lambda)$  es el modelo.

En principio, podría pensarse en los espectros como funciones del tipo  $flujo(\lambda)$ ; así, una resolución de la ecuación 1 vendría a través del análisis funcional, de tal manera de obtener relaciones para los coeficientes del vector de poblaciones. Sin embargo, existen algunos problemas evidentes:

- No está definido un producto interno: las funciones en el espacio  $\xi_{N_{\star}}$  no son analíticas, por lo que no se puede garantizar que exista una relación de ortogonalidad entre ellas.
- El espacio  $\xi_{N_{\star}}$  puede ser incompleto: se está usando un subespacio de un espacio mayor de funciones  $\xi_{N_{\star}^u}$  que representarían la contribución estelar para el espectro observado.

Estos son problemas matemáticos y serán tratados en breve. Mientras tanto, debemos tener en cuenta dos problemas físicos:

- Extinción: debe contemplarse un enrojecimiento del espectro. Se asume una ley del tipo  $r(\lambda) \equiv 10^{-0.4(A_{\lambda}-A_{\lambda_0})}$ , donde  $A_{\lambda}$  es la extinción en  $\lambda$  y  $A_{\lambda_0}$  es la extinción en la longitud de onda de normalización  $\lambda_0$ .
- Dispersión de velocidades de las estrellas: debe contemplarse un ensanchamiento y suavizado del espectro observado debido a la dispersión estelar de velocidades en la línea de la visual. Para ello, se asume una distribución gaussiana del tipo  $G(v_{\star}, \sigma_{\star})$ , centrada en  $\nu_{\star}$  y dispersión  $\sigma_{\star}$ .

Podemos usar la longitud de onda de normalización  $\lambda_0$  e incorporar en la ecuación 1 las soluciones propuestas para los problemas físicos. De esta manera, obtenemos la ecuación final de síntesis espectral:

$$\frac{M(\lambda)}{M(\lambda_0)} = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j \left(\frac{L_j(\lambda)}{L_j(\lambda_0)}\right) r(\lambda) \otimes G(v_\star, \sigma_\star),\tag{2}$$

donde  $\otimes$  denota una convolución. Además, se cumple que  $\sum_{i=1}^{N_{\star}} x_j = 1$  y los  $x_j$  son las componentes del "vector de poblaciones": proporción con que cada elemento de la base contribuye al espectro observado en  $\lambda_0$ .

Matemáticamente, los ajustes se realizan mediante la minimización global de  $\chi^2$ , dado por:

$$\chi^2 \equiv \chi^2(\vec{x}, M(\lambda_0), A_V, v_\star, \sigma_\star) = \sum_{\lambda_i}^{\lambda_f} (O(\lambda) - M(\lambda))^2 \omega(\lambda)^2,$$
(3)

donde  $\omega(\lambda)$  es una función peso que es la inversa del error en cada  $\lambda$  y  $O(\lambda)$  es el espectro observado a ajustar. La minimización de  $\chi^2$  provee una solución para el espacio de parámetros, es decir: N valores correspondientes al vector de poblaciones  $\vec{x}$  y las 4 cantidades  $M(\lambda_0)$ ,  $A_V$ ,  $\nu_{\star}$  y  $\sigma_{\star}$ .

Algunos ejemplos de resultados de "Starlight" se muestran en la Figura 1. El panel de la izquierda muestra un ajuste a una zona cercana al núcleo de la galaxia Liner NGC 3367. El panel de la derecha muestra otra de las aplicaciones del método: el ajuste de las líneas del triplete del calcio ionizado de la galaxia Seyfert 2 NGC 2997, para la determinación del ancho equivalente y dispersión de velocidades estelares. En esta aplicación, en lugar de las poblaciones  $L_j$ , se toma como base una muestra de estrellas observadas y se aplica la minimización dada por la ecuación 3.

#### Obtención de poblaciones estelares simples

Vamos a considerar la modelización de poblaciones estelares  $L_j(\lambda)$  según el método de síntesis evolutiva. Para ello, es útil tener en cuenta el escenario siguiente: consideremos una nube de formación estelar en la cual una estrella de masa  $m_{\star}$ , abundancia Z y edad t', tendrá un espectro dado por  $I^{\star}(\lambda_{\star}, m_{\star}, t', Z) =$  $f(\lambda_{\star}, m_{\star}, t', Z)$  para  $t' < \tau(m_{\star})$  y 0 para  $t' > \tau(m_{\star})$ , donde  $\tau(m_{\star})$  es el tiempo de vida de la estrella de masa  $m_{\star}$ . Luego de un tiempo de vida t, existirán varias estrellas de edad t' < t, por lo que el número de estrellas con edades entre t' y t' + dt' y masas entre  $m_{\star}$  y  $m_{\star} + dm_{\star}$  en un tiempo t, será:

$$dN(t) = \psi(t - t')\phi(m_{\star})dm_{\star}dt', \qquad (4)$$

donde  $\psi(t-t')$  es la tasa de formación estelar en la época de nacimiento de cada estrella con edad t'. De la misma manera, podemos considerar un enriquecimiento químico Z(t-t'), por lo que la suma de los espectros en un tiempo t será:

$$I^{total}(\lambda, m_{\star}, t', Z(t-t')) = I^{\star}(\lambda, m_{\star}, t', Z(t-t'))\psi(t-t')\phi(m_{\star})dm_{\star}dt'$$
(5)



**Figura 1.** *Izquierda:* Ajuste espectral a la región azul del espectro de NGC 3367 (Ver detalles en Vega Neme 2008). *Derecha:* Ajuste del triplete del calcio a NGC 2997 (Ver detalles en Vega Neme 2004)

Adoptando límites inferior y superior de masas estelares, a un dado t, el espectro global será:

$$l(\lambda,t) = \int_0^t \int_{M_{low}}^{M_{upp}} I(\lambda, m_\star, t', Z(t-t'))\psi(t-t')\phi(m_\star)dm_\star dt'$$
(6)

Estamos ahora en condiciones de definir una población estelar simple, la cual resulta de considerar como tasa de formación estelar a un brote del tipo  $\psi(t - t') = C.\delta(t - t')$  ([C] =  $M_{\odot}$  y [ $\delta(t - t')$ ] =  $yr^{-1}$ ) y obtenemos:

$$L(\lambda, t, Z(0)) = \frac{l(\lambda, t)}{C} = \int_{M_{low}}^{M_{upp}} I(\lambda, m_{\star}, t, Z(0))\phi(m_{\star})dm_{\star}$$
(7)

 $L(\lambda, t, Z(0))$  es una población estelar simple de edad t y metalicidad Z(0) y podemos designarla por  $L_j(\lambda)$ , donde j denota edad  $t_j$  y metalicidad  $Z_j$ . En la práctica, debido a que los espectros  $I(\lambda, m_\star, t, Z(0))$  corresponden a una biblioteca finita de estrellas (sintéticas u observadas), la variable  $m_\star$  es discreta entre  $M_{low}$  y  $M_{upp}$ , por lo que tenemos:

$$L_j(\lambda) \approx \sum_i I^{\star}(m_{\star,i}, t_j, Z_j) \phi(m_{\star,i}), \text{ donde } \tau(m_{\star,i}) \le t_j$$
(8)

Usualmente, para calcular  $L_j$  se suman los espectros individuales de las estrellas de una dada biblioteca estelar a lo largo de una isócrona de edad  $t_j$  y metalicidad  $Z_j$ , pesada por una función de masa inicial.

Como vemos, el método de síntesis evolutiva tiene en cuenta tres ingredientes principales:

1. Función de masa inicial: función "peso" que nos da la cantidad de estrellas entre masa  $m_{\star}$  y  $m_{\star} + dm_{\star}$ ; se la asume independiente del tiempo. Históri-

camente, se usó una ley de Salpeter, dada por  $\phi(m_{\star}) \propto m_{\star}^{-2.35}$ , entre algunos valores inferior y superior de  $m_{\star}$ . Últimamente, se usa la función de masa de Chabrier:  $\Upsilon(\log m_{\star}) \propto exp[-\frac{(\log m_{\star} - \log m_c)^2}{2\sigma^2}]$  si  $m_{\star} \leq 1M_{\odot}$ , y  $\propto m_{\star}^{-1.3}$  si  $m_{\star} > 1M_{\odot}$ , con  $m_c = 0.08M_{\odot}$  y  $\sigma = 0.69$ .  $\Upsilon(\log m_{\star})$  está relacionada con  $\phi(m_{\star})$  como  $\phi(m_{\star}) = \frac{\log e}{M} \frac{\Upsilon(\log m_{\star})}{m_{\star}}$  (M = masa total).

- 2. Bibliotecas estelares: espectros de estrellas observadas o sintéticas de diferentes abundancias y para diferentes temperaturas y luminosidades en el diagrama HR. En la literatura existen varias bibliotecas de estrellas, observadas y sintéticas. Entre ellas:
  - STELIB (STElar LIBrary): contiene 249 estrellas en el rango espectral 3200-9500 Å, con una resolución de 3 Å y muestreo de 1 en 1 Å.
  - MILES (Medium resolution Int Library of Empirical Spectra): 985 estrellas observadas en 3500-7500 Å, con resolución 2.3 Å y muestreo de 0.9 en 0.9 Å.
  - Martins: es una extensión de la realizada por González Delgado et al (2005). Son 1654 espectros estelares sintéticos, obtenidos a partir de modelos de atmósferas estelares, con resolución y muestreo de 0.3 Å.
- Caminos evolutivos: trayectorias individuales de cada estrella en el diagrama HR, según la teoría de evolución estelar. Al respecto, existen dos grupos principales, cuyos trabajos son conocidos colectivamente como "Padova1994" y "Geneva".

Las bibliotecas han sido implementadas con éxito en una nueva generación de modelos de síntesis evolutiva para la obtención de poblaciones estelares simples (ecuaciones 4 a 8). Ejemplos de ellos son los obtenidos por González Delgado et al (2005), usando los caminos evolutivos "Padova94" y "Geneva", y por Cid Fernandes et al (2005), cuyo código utiliza los modelos de Bruzual y Charlot (2003), generados con caminos evolutivos de "Padova94".

#### Referencias

Bruzual, G., Charlot, S., 2003, MNRAS 344, 1000

- Cid Fernandes, R., Matheus, A., Sodré, L., Stasińska, G., Gomes, J.M., 2005, MNRAS 358, 363
- Gomes, J.M., 2007, Exame de Qualificação de Doutorado, Universidade Federal de Santa Catarina
- González Delgado, R.M., Cerviño, M., Martins, L.P., Leitherer, C., Hauschildt, P.H., 2005, MNRAS 357, 945
- Vega Neme, L.R. 2004, Dissertação de Mestrado Universidade Federal de Santa Catarina
- Vega Neme, L. R. 2008 (en preparación), Tesis Doctoral Universidad Nacional de Córdoba

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

#### COMUNICACIÓN DE TRABAJO

## Estrellas centrales de nebulosas planetarias: un enigma encerrado en una burbuja

Walter A. Weidmann<sup>1</sup>

(1) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina e-mail: walter@mail.oac.uncor.edu

**Abstract.** In this work we present preliminary results of a spectroscopic survey of a sample of central stars of planetary nebulae (CSP-Ne). One of the most important results of this survey is to contribute with spectroscopic data for 62 CSPNe for which their spectral types were previously unknown.

#### Introducción

La imagen que se tiene de una nebulosa planetaria (NP) es la de una estrella enana blanca, ubicada en el centro de una cáscara gaseosa y esférica. Sin embargo, numerosos espectros e imágenes obtenidas en distintas bandas han mostrado una gran diversidad, tanto de estrellas centrales como de morfologías, en las envolturas gaseosas (Corradi, 2004).

Actualmente se conocen unas 3000 NPs galácticas (IPHAS, PK2001 y MASH), más otras tantas extragalácticas. Sin embargo, el porcentaje de estrellas centrales clasificadas es todavía muy bajo.

La formación de una NP constituye una etapa en la evolución de muchas estrellas. Si la evolución de una estrella, desde su formación hasta cuando se agota su fuente de energía, fuese integramente comprendida, seguramente podría comprenderse porqué y bajo qué condiciones una estrella evecta esta nebulosa. La evolución de una estrella de baja masa podría dividirse en dos etapas. La primera comprende la fase desde que la estrella abandona la secuencia principal hasta la eyección de la nebulosa y, la segunda, desde que la estrella comienza a eyectar material hasta que extingue completamente su energía. Actualmente, se conoce relativamente bien la evolución de las estrellas con masas inferiores a 8  $M_{\odot}$ , desde el comienzo de la combustión del hidrógeno en la región nuclear, hasta su arribo a la rama asintótica (AGB) (Iben 1991). Sin embargo, la etapa posterior de su evolución encierra aún muchos interrogantes. Uno de los principales obstáculos en el entendimiento de esta segunda etapa evolutiva es, por un lado, el escaso número de estrellas centrales de nebulosas planetarias (ECNPs) a las que se les ha podido determinar su tipo espectral - sólo el 20% de las 1143 NPs del catálogo de Acker et al. (1992) cuentan con tipo espectrales de sus estrellas centrales - y, por otro lado, la gran variedad de tipos espectrales observados (ver Fig. 1), los que conforman un complicado rompecabezas.

El hecho de que sean pocas las PNCSs a las que se les ha podido determinar su tipo espectral, está intrínsecamente asociado a la dificultad que presenta la observación de estas estrellas. En efecto, por un lado, las ECNPs son mayoritariamente débiles (el 60 % tienen V > 15.5) y, por otro lado, hay que tener

presente que estas estrellas están envueltas en una cáscara gaseosa que emite líneas de H y He (entre otras), las cuales enmascaran las posibles líneas de absorción de las ECNPs. Tanto el reducido número de ECNPs con tipos espectrales determinados, como la gran diversidad de los mismos y las características que posee el CASLEO, motivaron la iniciación en este observatorio de un proyecto de observación de ECNPs sin espectroscopía previa, precisamente para aportar datos acerca de sus tipos espectrales.

#### Tipos espectrales de las CSPN



**Figura 1.** Esquema que muestra los distintos tipos espectrales que pueden encontrarse en las ECNPs: las dos grandes divisiones entre estrellas ricas y pobres en hidrógeno (Méndez, 1991) y otros tipos espectrales menos frecuentes. Las flechas indican los subtipos que están incluidos en otros más generales.

#### Selección y observación de la muestra

Las observaciones se realizaron con el telescopio de 2.15 m del CASLEO (Argentina), durante 40 noches repartidas entre los años 2005 y 2008. Se tomaron espectros de dispersión simple con el espectrógrafo REOSC, utilizándose en todos los casos la red de 300 líneas  $mm^{-1}$  (dispersión = 3.4 Å  $px^{-1}$ ). Sólo cuando resultó necesario obtener mayor resolución, se empleó la red de 600 líneas  $mm^{-1}$ . El tamaño de la ranura fue de 300  $\mu$  y en la mayoría de los casos estuvo orientada en la dirección N-S. Los espectros fueron reducidos siguiendo las técnicas estándares, usando el paquete IRAF <sup>1</sup>.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>IRAF: the Image Reduction and Analysis Facility is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which is operated by the Association of Universities for Research in

La muestra fue seleccionada a partir del catálogo de Acker et al. (1992). Como primera prioridad se seleccionaron aquellas NPs para las cuales se desconocía el tipo espectral de la estrella central y cuyos núcleos tuvieran una magnitud V < 15. Como segunda prioridad, se seleccionaron las NPs cuya clase de excitación (EC) fuese superior a 5, independientemente de la magnitud de la estrella central. Finalmente, como tercera prioridad, se seleccionaron NPs cuyas imágenes en banda ancha revelaban una conspicua estrella central. Varios objetos del catalogo MASH (Parker et al. 2006) fueron seleccionados de acuerdo a este último criterio. Como resultado de estos criterios de selección, se observaron 86 PNCSs para las cuales no se tenía información de su tipo espectral. La Tabla 1 resume los resultados obtenidos.

## Resultados

Los resultados de las observaciones tendientes a incrementar el número de ECNPs con tipos espectrales determinados, se muestran en la Tabla 1. Resulta significativo el hecho de haber encontrado un 40 % de estrellas con líneas de emisión ([WR] y WELS, estrellas con líneas de emisión débiles). Este no es un hecho casual, ya que el segundo criterio de selección de la muestra restringe a NPs con EC > 5, lo que aumenta la probabilidad de encontrar estrellas calientes. La línea de emisión más importante, en la mayoría de los casos, fue la del CIV en 5806 Å. Uno de los resultados más interesantes que encontramos entre las PNCss pobres en hidrógeno, está representado por una estrella [WO], ubicada en el núcleo de la NP Th 2-A (Weidmann et al., 2008), ver Fig. 2.

Tipo	Porcentaje de
espectral	ECNPs clasificadas
[WR]	21%
WELS	20%
Ricas en H	19%
Poca señal	16~%
No clasificadas	12%
Continuo	7~%
Tardíos	3%
PG1159	2%

Tabla 1. Resultados obtenidos del relevamiento de tipos espectrales en ECNPs.

Por otro lado, el siguiente grupo más numeroso corresponde a las estrellas ricas en hidrógeno (estrellas O, Of y B), principalmente identificadas por la presencia de líneas de absorción del He. Es probable que, en algunos casos, estas líneas esten enmascaradas por las líneas de emisión de la nebulosa, en cuyo caso estos objetos

Astronomy, Inc. (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation (NSF).

engrosan los grupos de estrellas no clasificadas o con tipo espectral continuo (detallados en la Tabla 1).

Un número no despreciable de NPs fue clasificado como tipo espectral continuo, debido a que el continuo estelar no muestra líneas de emisión ni absorción, a pesar de contar con una buena señal. Actualmente hay un pequeño grupo de ECNPs clasificadas con tipo espectral continuo (Feibelman 1994), mientras que un 16% + 12% de espectros no ha podido ser clasificado, ya sea porque el continuo estelar presenta poca señal o porque las características observadas no permiten encuadrarlo en ningún tipo espectral de los mencionados en la Tabla 1. En esta categoría incluimos un objeto que presenta evidencias de ser una estrella simbiótica.

Un pequeño grupo de ECNPs exhiben características interesantes. En algunos casos se advierten espectros tardíos, los que son candidatos a sistemas binarios, en tanto que en otros casos los espectros revelan importantes líneas de absorción de C IV, por lo que fueron tentativamente clasificados como PG1159. Este grupo de estrellas requiere de observaciones más profundas y sistemáticas que permitan determinar su naturaleza, ya sea su binaridad o la pertenencia al escueto grupo de estrellas PG1159.



**Figura 2.** Espectro de la estrella central de la nebulosa planetaria Th 2-A tomado desde el CASLEO. Nótese las anchas líneas de emisión en 3822Å (O VI), 4670Å (C IV) y 5806Å (C IV).

**Agradecimientos.** El autor agradece a los Dres. Guillermo Bosch, Roberto Gamen y Gustavo Carranza por las numerosas sugerencias y aportes que hicieron a lo largo de todo su trabajo de tesis.

## Referencias

Acker, A., Ochsenbein, F., Stenholm, B., et al., 1992, Strasbourg-ESO Catalogue of galactic planetary nebulae, ESO

Corradi, R.L.M., 2004, ASPC, 313, 25

Feibelman W.A., 1994, PASP, 106, 56

Iben, Icko, Jr., 1991, ApJS, 76, 55

Méndez R.H., 1991, IAUS, 145, 375

Parker, Q., Acker, A., Frew, D., Hartley, M. et al., 2006, MNRAS, 373, 79

Weidmann, W.A., Gamen, R., Díaz, R.J., Niemela, V.S., 2008, A&A, 488, 245

Contribuciones murales

Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Propiedades espectrales integradas de una decena de cúmulos abiertos galácticos

A. V. Ahumada<sup>1,2,3</sup>, J. J. Clariá<sup>2,3</sup>, E. Bica<sup>4</sup>, M. C. Parisi<sup>2,3</sup>

- (1) European Southern Observatory (ESO) Chile
- (2) Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba
- (3) CONICET

(4) IF-UFRGS, Porto Alegre, Brasil

Abstract. We present flux-calibrated integrated spectra obtained at CASLEO (Argentina) in the range 3700-6700 Å for 10 small angular diameter Galactic open clusters. Using the equivalent widths of the Balmer lines and comparing the cluster spectra with solar-metallicity template spectra of Galactic star clusters with known properties, we derive both foreground E(B-V) colour excesses and ages.

## Introducción

Los cúmulos abiertos (CAs) constituyen excelentes elementos de prueba para una variedad de aplicaciones astrofísicas, ya que sus parámetros básicos pueden determinarse con mayor facilidad y precisión que en estrellas aisladas. Si bien la mayor parte de las determinaciones de parámetros básicos se basan en diagramas color-magnitud y/o en estudios fotométricos de estrellas individuales (e.g., Clariá *et al.* 2007), la espectroscopía integrada ha mostrado ser una técnica de gran utilidad como complemento de las técnicas fotométricas. Como parte de un programa de observación sistemática de CAs de pequeño diámetro angular, en este trabajo se determinan edades y enrojecimientos de 10 cúmulos de la Vía Láctea.

#### Observaciones espectrocópicas y determinación de parámetros

La muestra seleccionada de CAs se presenta en la Tabla1. Los observaciones fueron realizadas con el telescopio 'Jorge Sahade' de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) y el espectrógrafo REOSC. La red utilizada y el ancho de la ranura seleccionado, permitieron obtener espectros con una dispersión de 3.46 Å/pixel y una resolución de ~ 14 Å. Los espectros finalmente obtenidos se presentan en la Figura 1.

Una primera estimación de la edad se realizó en base a los anchos equivalentes de las líneas de Balmer. El siguiente paso consistió en elegir el *template* de los trabajos de Piatti *et al.* (2002) o de Ahumada, Clariá & Bica (2007) que mejor ajusta el continuo y las líneas del espectro observado, previa corrección de este último por enrojecimiento usando la ley de Seaton (1979). En la Tabla 1 se presentan los parámetros derivados, los cuales muestran en general buen acuerdo con los valores determinados por otros autores usando otras técnicas.



Figura 1. Espectros integrados de los 10 CAs observados, normalizados a la unidad para  $\lambda\sim 5800~{\rm \AA}$ 

Tabla 1. Enrojecimientos y edades de los CAs seleccionados.

Denominaciones	$\alpha$ h:m:s	δ •:':"	$l_o$	b o	E(B-V)	$\tau_{Balmer}$ (10 <sup>6</sup> años)	$\tau_{Template}$ (10 <sup>6</sup> años)
NGC 3255. BH 96	10:26:31	-60:40:36	286.089	-2.635	0.10	500	200-350
Sher 1	11:01:04	-60:14:00	289.637	-0.242	0.45	10-50	30
NGC 3590, BH 114	11:12:59	-60:47:18	291.204	-0.178	0.25	10-50	40
NGC 4439, BH 134	12:28:27	-60:06:18	300.068	+2.639	0.20	10-50	40
Hogg 14	12:28:36	-59:49:00	300.061	+2.928	0.29	400	200-350
NGC 4463, BH 135	12:29:56	-64:47:24	300.643	-2.014	0.60	10-50	30
NGC 4609,BH 138	12:42:18	-62:59:42	301.895	-0.142	0.05	50 - 100	100 - 150
Ruprecht 107, BH 146	13:19:46	-64:57:00	305.927	-2.243	0.15; 0.40	1000-5000	3000-4000; 1000
NGC 5168, BH 147	13:31:06	-60:56:24	307.732	+1.562	0.25	50 - 100	100-150
BH 202	16:55:18	-40:57:00	344.280	+01.57	0.10	1000-5000	1000

#### Referencias

Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, E., 2007, A&A, 437, 473
Clariá, J.J., Piatti, A.E., et al., 2007, MNRAS, 379, 159
Piatti, A.E., Bica, E., et al., 2002, MNRAS, 335, 233
Seaton, M.J., 1979, MNRAS, 187, 73p

## COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Investigando el cúmulo Collinder 220

Baume G.<sup>1,2</sup>, Fernández Lajús E.<sup>1,2</sup>, de Elía G.C.<sup>1,2</sup> y Gamen R.C.<sup>3</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP)

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata (Conicet - UNLP)

(3) Complejo Astronómico El Leoncito - San Juan

Abstract. We present in this paper the preliminary results of a study of a region in Carina where some interesting objects, such as the open cluster Cr 220, are located. The study is based on optic photometric observations (*UBVI*), 2MASS infrared data and UCAC2 kinematic data. The analysis carried out indicates that the cluster has similar characteristics to those of its surrounding field. I could, however, be a real object of ~ 100-200 Myr, situated at about 3 kpc and affected by differential reddening (0.15 <  $E_{B-V}$  < 0.36). The mean proper motions associated to this cluster were estimated as well as the luminosity functions of the object itself and of its stellar field.

**Resumen.** Se presentan resultados preliminares de un estudio de una región de Carina en la que se encuentran algunos objetos interesantes, entre ellos el cúmulo abierto Cr 220. El estudio se basa en observaciones fotométricas en el óptico (*UBVI*), datos infrarrojos del catálogo 2MASS y datos cinemáticos extraidos del catálogo UCAC2. El análisis realizado indica que, si bien este objeto posee características similares al campo estelar circundante, podría tratarse de un cúmulo real de unos 100-200 millones de años, afectado por enrojecimiento diferencial ( $0.15 < E_{B-V} < 0.36$ ), y ubicado a unos 3 kpc del Sol. Se estimaron, además, las componentes medias de los movimientos propios asociados a este objeto y se calcularon las funciones de luminosidad que corresponderían tanto al cúmulo como al campo estelar circundante. Asociación Argentina de Astronomía Anales de las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar, 2008 J.J. Clariá & M. G. Abadi, eds.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

## Análisis combinado de distribuciones espectrales de energía, imágenes y espectros infrarrojos de proto-estrellas en Taurus Auriga

L. Gramajo<sup>1</sup>, M. Gómez<sup>1</sup>, B. Whitney<sup>2</sup>, T. Robitaille<sup>3</sup>

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba

(2) Space Science Institute, USA

(3) School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, United Kingdom

**Resumen.** In this contribution, we present the results of the modeling of the spectral energy distributions (SEDs), infrared spectra and near- and mid- infrared images of four protostars in the Taurus-Auriga molecular cloud. IRAS 04302+2247, IRAS 04325+2402 and Coku Tau 1 show "typical" parameters of Class I objects. IRAS 04368+2557, on the other hand, may be on transitional stage between Class 0 and I objects, with ages ~  $10^4$  and  $10^5$  yr, respectively.

## Análisis

Para estudiar las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de los objetos seleccionados, se realizó una búsqueda en la literatura de los valores de los flujos y/o magnitudes en un rango entre 1.22-3000  $\mu$ m. A partir de los datos adquiridos, se construyeron las SEDs observadas (cruces en la Fig. 1 para IRAS 04325+2402) con sus respectivos errores observacionales. Por otra parte, los espectros de Spitzer, obtenidos en el rango de 5-36  $\mu$ m, han sido publicados por Furlan et al. (2008), en tanto que las imágenes de alta resolución HST/NICMOS y de resolución intermedia Spitzer/IRAC, son las obtenidas por Padgett et al. (1999) y Padgett et al. (2005), respectivamente. Estas últimas corresponden a GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire), uno de los proyectos de claves del telescopio Spitzer.

Para realizar el modelado de los datos disponibles y con el objetivo de poder inferir propiedades físicas, tanto del colapso como de los discos de acreción, se comenzó modelando las SEDs, utilizando la grilla de 200.000 modelos axisimétricos, desarrollada por Robitaille et al. (2006). Este análisis permitió derivar una solución inicial. Partiendo de esta configuración y utilizando el código de Whitney et al. (2003b), se determinó el conjunto de parámetros que mejor reproducen las SEDs, imágenes y espectros de cada uno de los objetos analizados. En la Tabla 1 se listan los parámetros obtenidos del análisis combinado (SEDs+espectros+imágenes). La Figura 1 muestra, a manera de ejemplo, la SED (panel izquierdo), la imagen observada en las bandas de Spitzer/IRAC (panel central) yla modelada (panel derecho) para la fuente IRAS 04325+2402.

Tres de los objetos analizados (IRAS 04302+2247, IRAS 04325+2402 y Coku Tau 1) presentan parámetros "típicos" de objetos de Clase I, con edades de  $\sim 10^5$
Parámetros	Fuentes					
	IRAS 04302+2247	IRAS $04325 + 2402$	Coku Tau 1	IRAS $04368 + 2557$		
$M_{star}$ (M <sub><math>\odot</math></sub> )	0.10	0.41	1.50	1.00		
$R_{star}$ ( $R_{\odot}$ )	2.85	3.17	3.50	3.56		
$T_{star}$ (K)	3200	3150	4000	4200		
$\dot{M}$ (M <sub><math>\odot</math></sub> yr <sup>-1</sup> )	$1.0 \times 10^{-6}$	$2.9 \times 10^{-6}$	$2.0 \times 10^{-7}$	$3.1 \times 10^{-5}$		
$R_c$ (AU)	250	70	30	250		
$R_{max}$ (AU)	2530	2000	5000	5000		
$M_{disk}$ ( $M_{\odot}$ )	0.070	0.001	0.003	0.002		
$\dot{M}_{disk} (\mathrm{M}_{\odot} \mathrm{yr}^{-1})$	$1.4 \times 10^{-9}$	$6.2 \times 10^{-9}$	$2.4 \times 10^{-8}$	$1.2 \times 10^{-8}$		
$\theta(^{\circ})$	32.5	20.0	20.0	30.0		
i(°)	83.0	55.0	81.0	80.0		

Tabla 1. Parámetros derivados del análisis conjunto (SEDs+espectros+imágenes)



**Figura 1.** Fuente IRAS 04325+2402. *Izquierda:* Observaciones (cruces) y mejor SED. Con línea de puntos se indica el modelo fotosférico de Kurucz correspondiente al objeto central. *Centro:* Imágen Spitzer/IRAC. *Derecha:* mejor modelo de la imagen.

años (ver, por ejemplo, Whitney et al. 2003a). IRAS 04368+2557, si bien está rodeada por un disco representativo de la Clase I, posee una tasa de acreción de masa de la envolvente correspondiente a objetos de Clase 0 (1 × 10<sup>-5</sup>  $M_{\odot}yr^{-1}$ ), con edades de ~ 10<sup>4</sup> años. Esto sugiere que IRAS 04368+2557 podría encontrarse en una etapa de transición entre objetos de Clase 0 y I.

### Referencias

Furlan, E., McClure, M., Calvet, N., et al., 2008, ApJS, 176, 184
Padgett, D. L., Brandner, W., Stapelfeldt, K. R., et al., 1999, AJ, 117, 1490
Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw R., et al., 2006, ApJS, 167, 256
Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., et al., 2003a, ApJ, 591, 1049
Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., et al., 2003b, ApJ, 598, 1099

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Curvas de calibración BCD para estrellas B supergigantes

M. F. Muratore<sup>1</sup>, J. Zorec<sup>3</sup>, L. Cidale<sup>1,2</sup>, M. L. Arias<sup>1,2</sup>, Y. Frémat<sup>4</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET)

(3) Institut d'Astrophysique de Paris, Université Pierre & Marie

Curie, Francia

(4) Royal Observatory of Belgium, Belgium

**Resumen.** We plan to use the BCD system to obtain an independent calibration of  $T_{eff}$  for early-type supergiants. As the calibration curves of the BCD parameters ( $\lambda_1$ ,D) into  $T_{eff}$  are limited to the luminosity classes III, IV and V, we have to extend them in order to include stars of luminosity classes I and II. In the present work we present some preliminary results.

## Introducción

La determinación de temperaturas efectivas precisas para las estrellas B supergigantes es fundamental para la estimación de edades, la búsqueda de vínculos con estrellas progenitoras y con estados evolutivos posteriores (LVB, supergigantes Be y B[e] y supernovas) y el análisis de los procesos físicos de la fotosfera y el viento estelar. Teniendo en cuenta las discrepancias de los valores derivados con distintos métodos, proponemos obtener una escala de temperaturas independiente y homogénea, basada en los parámetros  $\lambda_1$  y D del sistema espectrofotométrico BCD (Barbier & Chalonge 1941, Chalonge & Divan 1952). Dado que la calibración T<sub>ef</sub>( $\lambda_1$ ,D) existente para las estrellas B está limitada a las clases de luminosidad III, IV y V, confeccionaremos nuevas curvas de calibración que incluyan objetos B de clases de luminosidad I y II.

## Metodología y Resultados

Para construir las nuevas curvas  $T_{ef}(\lambda_1,D)$ , utilizamos espectros de baja resolución de un gran número de estrellas B de nuestra galaxia, con datos fotométricos disponibles en la literatura. Por una parte, determinamos la  $T_{ef}$  de cada objeto de la muestra usando el método de integración de flujos. Por otra parte, obtuvimos los parámetros  $(\lambda_1,D)$  para los mismos objetos realizando mediciones directas sobre los espectros de baja resolución. Estos datos nos permitirán obtener una nueva calibración BCD mediante la construcción de un diagrama  $(\lambda_1,D)$  donde ajustaremos curvas de  $T_{ef}$  constante.

En esta contribución, presentamos un análisis de los valores de T<sub>ef</sub> obtenidos usando el método de integración de flujos. La temperatura efectiva se calculó mediante la expresión: T<sub>ef</sub> =  $(4f/\sigma \theta^2)^{1/4}$ , donde f es el flujo bolométrico absoluto reducido por la distancia a la tierra y corregido por extinción interestelar,  $\theta$ 

es el diámetro aparente, y  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann. El flujo integrado f se calculó usando observaciones en el rango 1300 Å a 1  $\mu$ m y ajustando modelos de atmósferas en ETL, con diferentes temperaturas efectivas, para los rangos espectrales no observados (UV e IR lejano). La corrección por absorción interestelar se realizó usando un E(B-V) promediado de distintas fuentes (fotometría UBV, uvby y la pendiente del continuo,  $\Phi_{rb}$ , definida en el sistema BCD) y una ley de absorción del medio interestelar estándar. El valor de  $\theta$  se estimó a partir del cociente de flujos  $F_{\lambda}/F_{\text{modelo}}$  en el intervalo  $\lambda\lambda$  7000–8000 A. En la Fig. 1 comparamos los valores de  $T_{ef}$  obtenidos con los existentes en la literatura derivados por distintos métodos. A partir del gráfico observamos que, para  $T_{ef} < 20000 \,\mathrm{K}$ , nuestros datos concuerdan con los obtenidos por otros autores, presentando una discrepancia menor al 5%. Por otra parte, para  $T_{ef} > 20000 \, \text{K}$ , los errores están entre el 10 y 15 %. La principal fuente de error puede atribuirse a las incertezas en las determinaciones del exceso E(B-V). Para las estrellas tempranas, esta cantidad varía considerablemente con los colores intrínsecos, particularmente con (B-V)<sub>o</sub> y la ley de extinción interestelar. Por otra parte, observamos que nuestros valores son aproximadamente 2000-3000 K menores que los correspondientes al resto de las determinaciones. Esta desviación sistemática podría deberse a que en ciertos objetos, el flujo correspondiente a las regiones no observadas, estimado mediante modelos, está subestimado alrededor de un 50 %.



**Figura 1.** Comparación de las  $T_{\rm ef}$  obtenidas usando el método de integración de flujos (IF) con determinaciones de la literatura basadas en diferentes métodos, que se corresponden con los distintos símbolos. Se grafica además la diagonal principal y las rectas de error del 15 %

#### Referencias

Barbier, D., Chalonge, D., 1941, Ann. Astroph., 4, 30 Chalonge, D., Divan, L., 1952, Ann. Astrophys, 15, 201

# COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Análisis de parámetros físicos de estrellas de HgMn

Natalia E. Nuñez<br/>  $^{1,2,3},$  Natalia L. Maza $^{1,3},$  Jorge F. González<br/>  $^{1,2,4},$  Orlando H. Levato $^{1,2,4}$ 

 (1) CASLEO, Complejo Astronómico El Leoncito
 (2) UNSJ, Universidad Nacional de San Juan
 (3) ANPCyT, Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica
 (4) CONICET, Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas

**Abstract.** As part of the Project called *Mercury - Manganese Stars: intrinsic properties and their evolution*, we present the characteristics of a survey of open clusters, which aims mainly at detecting that kind of peculiar stars. We also put forward a preliminary study of two stars already classified as MgMn. All the spectra were obtained at the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) during the years 2007 and 2008.

### 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. En particular, las estrellas de HgMn pertenecen al subgrupo CP3, para las cuales son sobreabundantes principalmente el Hg (claramente visible en la línea 3984 Å) y el Mn, además de otros elementos como P, Y, Pt y Sr. Estas estrellas suelen encontrarse en asociaciones estelares con edades del orden de 7x10<sup>5</sup> años. Los campos magnéticos suelen ser muy débiles o inexistentes, sus temperaturas efectivas (T<sub>e</sub>) oscilan entre 10000 y 15000 K, sus tipos espectrales entre B6 y A1 y sus clases de luminosidad entre III y V. La frecuencia de binarias con períodos entre 4 y 16 días es del orden del 40 %.

#### Instrumental

Las observaciones para la búsqueda espectroscópica de estas estrellas se realizaron con el espectrógrafo REOSC del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), en dispersión cruzada, durante un total de 19 noches en los años 2007 y 2008. Los espectros cubren un rango entre 3800 Å y 6300 Å y tienen una resolución de 13000. Para la determinación de abundancias químicas, se obtuvieron además espectros con el espectrógrafo EBASIM del CASLEO, cuyo poder resolvente es de 40000 en 5000 Å.

#### La muestra: criterios de selección y análisis

Los criterios de selección para la búsqueda de candidatas a estrellas de HgMn, se basan principalmente en su vinculación física a cúmulos abiertos. Las mismas deben tener tipos espectrales entre B6 y A1 y colores B-V entre -0.1 y 0.16. Las estrellas fueron seleccionadas de las bases de datos SIMBAD y WEBDA, identificándose en sus espectros las líneas características de Hg y Mn, como así también de Y, P y Pt. Para la determinación de abundancias químicas, se seleccionaron estrellas de HgMn del catálogo de Renson et al. (1991), presentándose acá los primeros resultados para dos estrellas de HgMn, cuyos espectros fueron obtenidos con el espectrógrafo EBASIM. El análisis consistió básicamente en la identificación de líneas y en el cálculo de la velocidad radial para cada estrella. Para lograr el primer propósito, se usaron las tablas de multipletes de Moore (1945) y referencias específicas para otros elementos, tales como MnII (Iglesias & Velasco 1964) y PtII (Engleman 1989). Las identificaciones se realizaron siguiendo los criterios usuales, en tanto que para la medición de anchos equivalentes, se utilizó la tarea splot de IRAF. Elementos típicos, tales como HgI, HgII, MnII, PtII, PII e YII, entre otros, pudieron finalmente ser identificados.

#### Resultados

Los valores de  $T_e$  y log g fueron calculados a partir de la fotometría de Strömgren publicada en el catálogo de Hauck & Mermilliod, utilizándose además el programa TEMPLOGG (Rogers 1995). Los parámetros resultantes de las dos estrellas analizadas pueden verse en la Tabla 1.

Tabla 1. Parámetros estelares								
HD	Tipo Espectral	V	Vsen i (km/seg)	$\frac{VR_{obs}}{(\mathrm{km/seg})}$	$T_e$ K	Log g		
149121 158704	B9 HgMn B9 HgMn	$5.6 \\ 6.0$	20 20	-25.04 -2.13	$10799 \\ 13147$	$3.86 \\ 4.57$		

#### Referencias

Engleman, R., 1989, ApJ, 340, 1140
Iglesias, L., Velasco, R., 1964, Publs. Inst. Optica, No.23
Moore C.E., 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest (Princeton University Observatory)

Preston G.W., 1974, ARA&A, 12, 257

Renson, P. et.al, 1991, A&AS, 89, 429

Rogers, N.Y., 1995, Comm. in Asteroseismology 78

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Relación edad-metalicidad en la Nube Menor de Magallanes

M.C. Parisi<sup>1</sup>, A.J. Grocholski <sup>2</sup>, D. Geisler <sup>3</sup>, A. Sarajedini <sup>4</sup>, J.J. Clariá <sup>1</sup>

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba, Argentina.

(2) Space Telescope Science Institute, USA.

(3) Universidad de Concepción, Chile.

(4) University of Florida, USA.

**Abstract.** Metallicities of 15 Small Magellanic Cloud (SMC) clusters are determined from the CaII triplet lines in spectra obtained with the VLT telescope (Paranal, Chile). Using this information and the one available in the literature for other previously studied SMC clusters, the age-metallicity relationship is determined and analized. The present results tend to favour the bursting model proposed by Pagel & Tautvaisiene.

#### Introducción

Una de las mejores claves para develar la historia química de la Nube Menor de Magallanes (NmM) proviene de la relación edad-metalicidad (REM), la cual puede, en principio, compararse con las predicciones de diferentes modelos teóricos. Si bien algunos estudios previos sugieren que la evolución química de esta galaxia es consistente con un modelo simple de "caja cerrada", estudios más recientes no parecen favorecer este escenario.

#### Obtención y análisis de los datos

Se obtuvieron ~ 300 espectros de gigantes rojas de 16 cúmulos de la NmM usando el instrumento FORS2 del telescopio VLT. Los espectros tienen una dispersión de ~ 0.85 Å/pixel y cubren un rango de ~ 1600 Å en la región del triplete del calcio ionizado, CaT (8498 Å, 8542 Å y 8662 Å). Todos los datos fueron reducidos usando IRAF. Para determinar la metalicidad, se utilizaron los anchos equivalentes medidos de las líneas del CaT y la calibración de Cole et al. (2004), en tanto que las edades fueron tomadas de la literatura.

#### Resultados

En la Fig. 1 se aprecia cómo varía la metalicidad en función de la edad para los cúmulos acá estudiados (círculos negros) y los pertenecientes a las muestras de Da Costa & Hatzidimitriou (1998, DH98) y Piatti et al. (2001, 2007), representados por círculos abiertos y triángulos, respectivamente. La línea a rayas representa el modelo simple de "caja cerrada" computado por DH98, mientras que la línea llena corresponde al modelo explosivo de Pagel & Tautvaisiene (1998, PT98). El primero predice un enriquecimiento químico continuo, gradual, a lo largo de toda la historia de la galaxia, en tanto que el segundo supone un estallido de formación estelar en la etapa más temprana, seguido de un período de aparente quietud y de otro estallido de formación estelar más reciente. Nótese que el modelo de DH98 no parece estar muy bien reproducido por los datos, los cuales ajustan mucho mejor las predicciones de PT98, particularmente durante el período intermedio (enriquecimiento químico muy pequeño o nulo) y en los últimos  $3x10^9$  años (crecimiento continuo del enriquecimiento). El acuerdo en general con este modelo es muy bueno, aunque existen dos regiones en las cuales aparenta haber desacuerdo. En efecto, si si tiene en cuenta el modelo de PT98, las metalicidades de 2 de los cúmulos acá estudiados (L 1 y K 3) resultan demasiado grandes para sus edades de ~  $10x10^9$  años, en tanto que los 4 cúmulos más jóvenes de la muestra tienen una metalicidad por debajo de la predicha por este modelo.



**Figura 1.** Relación edad-metalicidad en la Nube Menor de Magallanes. El significado de los distintos símbolos se explica en el texto. La línea a rayas representa el modelo simple de caja cerrada (DH98), en tanto que la línea continua representa el modelo explosivo de PAT98

### Referencias

Cole, A.A., Smecker-Hane, E. et al., 2004, MNRAS, 347, 367
Da Costa, G.S., Hatzidimitriou, D., 1998, AJ, 115, 1934 (DH98)
Grocholski, A.J., Cole, A.A. et al., 2006, AJ, 132, 1630
Pagel, B.E.J., Tautvaisiene, G., 1998, MNRAS, 299, 535 (PT98)
Piatti, A.E., Santos, J.F.C. Jr. et al., 2001, MNRAS, 325, 792
Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al., 2007, MNRAS, 381, L84

# COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Modelos de absorción en la Galaxia

G. Perren<sup>1,4</sup>, R. A. Vázquez<sup>2</sup>, H. Navone<sup>1,3,4</sup>

(1) Instituto de Física de Rosario (CONICET-UNR)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la UNLP, IALP-CONICET

(3) Facultad de Ciencias Exactas, Ingeniería y Agrimensura (UNR)

(4) Observatorio Astronómico Municipal de Rosario (OAMR)

**Resumen.** We present the first results of a comparison of colour excesses,  $E_{(B-V)}$ , between those produced by the models of Amores & Lépine (2005) and Schlegel *et al.* (1998) and those obtained from WEBDA<sup>1</sup>, in regions occupied by open clusters. Initial tests carried out in the third quadrant of the Galaxy showed a high disparity between the values provided by Schlegel *et al.* and those taken from WEBDA. It was found, however, a good correlation between the values provided by the Amores & Lépine models with the empirical data. Based on these results, this analysis will be extended in forthcoming studies, to cover the remaining three quadrants, thus completing the celestial sphere. Its aim is to highlight the validity of the models depending on the height Z of objects in the Galactic plane.

### Introducción

Los modelos de Amores & Lépine (2005) se basan en suponer la Galaxia como un disco con geometría radial, en la cual la extinción interestelar aumenta casi linealmente con la distancia (Modelo A) o bien toman en cuenta la estructura con brazos espirales de la Galaxia y la extinción aumenta de a saltos, cada vez que se cruza un brazo espiral (Modelo S). Se estima que en la dirección del núcleo de la Vía Láctea, la absorción producida por el material interestelar alcanza las 25, 12 y 2.5 magnitudes, para longitudes de onda de 0.5  $\mu$ , 1  $\mu$  y 2  $\mu$ , respectivamente. El valor promedio de la absorción en el plano galáctico se estima en 0.5 magnitudes/kpc (Ünsold 1991).

## Resultados

Al igual que en el trabajo original de Amores & Lépine (2005), se encontró que los modelos A y S son equivalentes en promedio, estando su ajuste lineal dado por la recta:  $E_{B-V}^{Modelo\,S} \cong 0.8 \; E_{B-V}^{Modelo\,A}$ . El coeficiente de correlación entre los valores de extinción  $E_{(B-V)}$  de ambos modelos es:  $r \sim 0.94$  y entre el Modelo S y los datos de WEBDA:  $r \sim 0.51$ . El 76 % de los datos se encuentran

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>http://www.univie.ac.at/webda/presentation.html



**Figura 1.** Promedio de índices  $E_{(B-V)}$  versus longitud. Los números representan la cantidad de cúmulos en cada cesto de 10°.

dentro del rango  $\delta E_{B-V} = E_{B-V}^{ModeloS} - E_{B-V}^{WEBDA} = \pm 0.2 \, mag$ . Realizando un histograma de los valores de la dispersión  $\delta E_{(B-V)}$  agrupados en cestos de  $0.05 \, mag$  y ajustando con una función Gaussiana, encontramos un valor de la desviación estándar de  $\sigma \approx 0.09$ . Los mapas de 100  $\mu$  de Schlegel *et al.* (1998) dan un coeficiente de correlación entre ambos excesos (WEBDA y Schlegel) casi despreciable:  $r \sim 0.04$ . El 75 % de los datos se encuentran dentro del rango  $\delta E_{(B-V)} = 0 \, mag \, y \, \delta E_{(B-V)} = -1 \, mag$ , donde:  $\delta E_{(B-V)} = E_{B-V}^{WEBDA} - E_{B-V}^{Schlegel}$ . El modelo resulta poco preciso y, en concordancia con otros autores, se encuentra que sobrestima demasiado los valores de  $E_{(B-V)}$ .

#### Conclusiones

El modelo S tiende a subestimar el exceso  $E_{(B-V)}$ , por lo que si tenemos en cuenta el ajuste lineal:  $E_{B-V}^{Modelo\,S} \cong 0.8 \; E_{B-V}^{Modelo\,A}$ , vemos que el modelo A, a pesar de su simplicidad, ajusta levemente mejor los datos de WEBDA. Este modelo puede utilizarse en la corrección de grandes masas de datos, con la certeza de que el error en la sobrestimación de distancias por subestimación de excesos, es mucho menor que usando los mapas de Schlegel *et al.* (1998) Los mapas de estos autores son más precisos cuanto mayor sea la distancia a la que se encuentra el objeto, dado que para una dada dirección, suma toda la columna de polvo, siendo claramente inadecuados para realizar las correcciones por extinción, en comparación con los modelos de Amores & Lépine (2005). Con el objetivo de analizar toda la Galaxia, este análisis se extenderá a los tres cuadrantes restantes y a todas las latitudes.

# Referencias

Amores, E.B., Lépine, J.R.D., 2005, AJ, 130, 659

- Bellazzini, M., Ibata, R., Martin, N., Irwin, M.J., Lewis, G.F., 2004, MNRAS, 354, 1263
- Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
- Unsold, A., Baschek, B., 19991, The New Cosmos. Springer-Verlag
- Vázquez, R.A., May, J., Carraro, G., Bronfman, L., Moitinho, A., Baume, G., 2008, ApJ, 672, 930

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Análisis de la variable pre-cataclísmica BUL-SC16 335 con el código Wilson-Devinney

J. Tello<sup>1</sup>, F. Jablonski<sup>1</sup>

(1) Divisão de Astrofísica - INPE, São José dos Campos, BRASIL

Abstract. The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) produced a catalogue of  $\sim 220000$  candidates for variable stars on the galactic bulge direction. We identified among them about 10 thousand eclipsing binaries and calculated the corresponding period orbital for each light curve measured in the I band. Some objects have characteristics particularly interesting from the astrophysical point of view. BUL-SC16 335 is one of them, with short orbital period and strong reflection effect. Its light curve is similar to that of HW Vir whose analysis indicates that this is a pre-cataclysmic. We apply the Wilson-Devinney code to the light curve of this objet and our results suggest that it too could be a eclipsing pre-cataclysmic. These objects are relatively rare and new identifications may contribute significantly to the study of the evolution of compact systems.

### Introducción

Durante la fase OGLE-II, se obtuvieron las curvas de luz en la banda I de las candidatas a variables de diferente tipo. De ese catálogo, definiendo diversos parámetros que caracterizan el conjunto de las curvas de luz, seleccionamos aproximadamente 10000 binarias eclipsantes y determinamos sus períodos orbitales. El número es comparable al que obtuvo Devor (2005) con un método automatizado.

#### Variables Pre-Cataclísmicas

Progenitores de variables cataclísmicas pueden ser algunos sistemas binarios separados, formados por una estrella sub-enana tipo B (sdB) y una estrella roja de la secuencia principal. Las estrellas sdB son de baja masa, ~ 0.5 masas solares (Heber, 1986), con temperaturas que exceden ~ 25000 K (Saffer *et al.*, 1994). Actualmente, apenas se conocen unas decenas de sistemas pre-cataclísmicos.

#### Aplicación del código Wilson-Devinney a BUL-SC16 335

BUL-SC16 335 es uno de los objetos seleccionados, cuya extensión de los eclipses sugiere que una de las componentes sería un objeto compacto. La curva de luz corresponde a un sistema separado de corto período (P = 0.125 días), con evidente efecto de reflexión. Dicha curva es parecida a la de HW Vir, la cual, según estudios de Wood *et al.* (1993), sería una variable pre-cataclísmica. Con el código de Wilson-Devinney (1971) construímos varios modelos asumiendo diferentes conjuntos de parámetros, siendo la temperatura de la componente primaria fija en  $T_1 = 30000$  K. Comparamos el parámetro w que mide la calidad del ajuste para cada modelo siguiendo el método de Kaluzny & Semeniuk (1984), siendo mínimo dentro del intervalo 0.35 < q < 0.45. La Figura 1 muestra la curva ajustada para q = 0.4, con parámetros:  $i = 76.26 \pm 0.47$ ,  $T_2 = 4792 \pm 166$ ,  $\Omega_1 = 4.937 \pm 0.152$ ,  $\Omega_2 = 3.470 \pm 0.102$ ,  $L_1/(L_1+L_2) = 0.980 \pm 0.334$ . Nuestros resultados difieren de los obtenidos por Polubek *et al.* (2007), con un modelo ligeramente diferente al de Wilson & Devinney (1971). De nuestro ajuste notamos que no hay diferencias significativas entre los tamaños relativos de las componentes, a pesar de que  $T_1 \sim 6T_2$ . Obviamente, ambas no pueden estar en la secuencia principal.



Figura 1. Ajuste de la binaria eclipsante BUL-SC16 335 para q = 0.4.

# Conclusiones

Nuestros resultados son compatibles con la hipótesis de que la binaria es una variable pre-cataclísmica. Sin embargo, son necesarias observaciones fotométricas y espectroscópicas adicionales para determinar com mayor precisión en qué grado de evolución se encuentra. Su estudio puede contribuir al conocimiento de la evolución de los sistemas binarios y, en especial, al de las variables cataclísmicas.

## Referencias

Devor, J., 2005, ApJ, 628, 411
Heber, U., 1986, A&A, 155, 33.
Kaluzny, J., Semeniuk, I., 1984, AcA, 34, 433
Polubek, G., Pigulski, A., Baran, A., Udalski, A., 2007, ASPC, 372, 487.
Saffer, R.A., Bergeron, P., Koester, D., Liebert, J., 1994, ApJ, 432, 351.
Wood, J.H., Zhang, E.H., Robinson, E.L., 1993, MNRAS, 261, 103
Wilson, R., Devinney, E., 1971, ApJ, 166, 605.

COMUNICACIÓN DE TRABAJO – CONTRIBUTED PAPER

# Investigación observacional de sistemas múltiples tempranos

M.E.Veramendi<sup>1,2</sup>, J.F.González<sup>1,2</sup>

(1) Complejo Astronómico El Leoncito, CONICET

(2) Universidad Nacional de San Juan

**Abstract.** We present a brief description of the observations and first results of a project aimed to determine some observational properties of a sample of early-type multiple stars.

## Observaciones

Empleando el "Multiple Star Catalogue" (MSC, Tokovinin 1997) como fuente, se seleccionaron 46 sistemas de tipos espectrales O, B y A, con tres o más componentes conocidas. Para éstos, se realizó un relevamiento espectroscópico con dos objetivos principales: detectar binaridad en las componentes estelares supuestamente simples y determinar órbitas para subsistemas espectroscópicos ya reportados. Las observaciones se realizaron con el telescopio de 2.15 m y el espectrógrafo REOSC del CASLEO (Argentina), durante 12 noches, divididas en tres turnos, en los meses de febrero, marzo y abril del año 2008. Se obtuvieron en total 156 espectros de 37 sistemas, los cuales cubren el rango espectral de 3755 Å a 6260 Å y tienen una resolución de 13000. Todos los espectros fueron reducidos usando el paquete IRAF.

#### Primeros resultados

Mediante la comparación de espectros separados temporalmente casi un mes y la realización de correlaciones cruzadas entre ellos, hasta el momento se han detectado variaciones en velocidad radial y/o en la morfología del espectro para 10 componentes clasificadas como simples. En la mayoría de los casos de binarias espectroscópicas, aún no se cuenta con suficientes datos como para calcular elementos orbitales. Sin embargo, se han detectado las líneas espectrales de la componente secundaria en los espectros de algunas estrellas clasificadas como SB1, sin órbita calculada.

#### El sistema IDS 08226-3843

Uno de los sistemas analizados, IDS 08226-3843, está clasificado en el MSC como un sistema cuádruple, formado por una estrella doble visual, en la cual la componente primaria (A) es la binaria eclipsante NO Puppis (HD 71487) y la componente secundaria (B) es la doble visual B 1605 (HD 71488). Se obtuvieron 20 espectros de HD 71487 y se empleó el método de González y Levato (2006) para medir las velocidades radiales. Dichas velocidades se analizaron usando el método de Wilson y Devinney (Wilson y Devinney 1971, Wilson 1990). Se realizaron distintos ajustes adoptando los parámetros (R2/R1, R1/a, T2, i) correspondientes a cada una de las 5 soluciones posibles, propuestas por Grønbech (1976) a partir de sus datos fotométricos. La única coincidencia de los modelos de Lejeune y Schaerer (2001) con las soluciones propuestas se obtiene para R2/R1=0.7, lo cual sugiere que esta razón de radios es la más apropiada y que el sistema recién está comenzando su vida en la secuencia principal. Por otra parte, no se observaron variaciones en el espectro de HD 71488 y la velocidad radial medida (22.79  $\pm$  1.63 km/s) confirma su relación física con HD 71487.

Adoptados		Ajustados	
$R_2/R_1$	0.7	To(HJD)	$2454517.5843 \pm 0.0018$
$R_1/a$	0.254	P(dias)	$1.2568552 \pm 0.000064$
$T_1(K)$	12000	$a(R_{\odot})$	$8.398\pm0.048$
$T_2(K)$	7779	e	$0.1250 \pm 0.0059$
$i(\circ)$	78.7	$\omega_0(\circ)$	$343.89 \pm 2.56$
$d\omega/dt$ (o/ciclo)	0.03333	$V\gamma(km/s)$	$25.47 \pm 0.58$
, , , ,		$M_1$	$3.407 \pm 0.118$
		$M_2$	$1.639 \pm 0.055$

Tabla 1. Parámetros de HD 71487



Figura 1. *Izquierda*: Ajuste de velocidades radiales. *Derecha*: Comparación con los modelos de Lejeune y Schaerer (2001).

# Referencias

González, J.F., Levato, H., 2006, A&A, 448, 283
Grønbech, B., 1976, A&A, 50, 79
Lejeune, T., Schaerer, D., 2001, A&A, 366, 538
Tokovinin, A., 1997, A&AS, 124, 75
Wilson, R., Devinney, E., 1971, ApJ, 166, 605
Wilson, R., 1990, ApJ, 356, 613

# Índice de autores

Abadi, M., 35 Ahumada, A. V., 87 Alonso, M. V., 3 Althaus, L. G., 60 Arias, M. L., 92 Bassino, L. P., 13 Baume, G., 38, 89 Bergmann, M., 54 Bica, E., 87 Carraro, G., 38 Cid Fernandes, R., 75 Cidale, L., 70, 92 Clariá, J. J., 39, 87, 96 Collado, A., 44 Córsico, A. H., 60 de Elía, G. C., 89 Fernández Lajús, E., 89 Frémat, Y., 92 Gamen, R. C., 89 García-Lorenzo, B., 54 Geisler, D., 96 Gomes, J., 75 Gómez, M., 65, 90 González, J. F., 23, 94, 102 Gramajo, L., 90 Granada, A., 49 Grocholski, A. J., 96 Jablonski, F., 100 Lípari, S., 54 López García, Z., 44 Levato, O. H., 94 Malaroda, E., 44 Maza, N. L., 94

Mediavilla, E., 54 Merlo, D., 54 Muratore, M. F., 92 Navone, H., 98 Nuñez, N. E., 94 Parisi, M. C., 87, 96 Perren, G., 98 Punsly, B., 54 Robitaille, T., 90 Rohrmann, R. D., 55, 70 Romero, A. D., 60 Sainz, E., 65 Sánchez, S. F., 54 Sarajedini, A., 96 Taniguchi, Y., 54 Tello, J., 100 Terlevich, R., 54 Vallverdú, R., 70 Vázquez, R. A., 38, 98 Vega Neme, L., 75 Veramendi, M. E., 102 Weidmann, W. A., 80 Whitney, B., 90 Zheng, W., 54 Zorec, J., 92