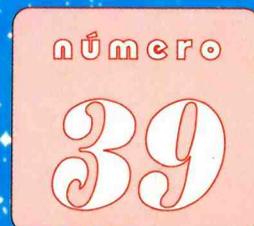
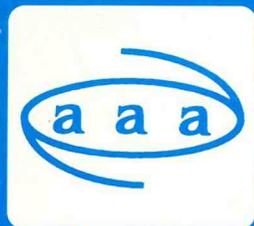


2-14

Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía

8574



Córdoba, 1994

.



.

2-14

ASOCIACION ARGENTINA DE ASTRONOMIA

Personería Jurídica 11811 Provincia de Buenos Aires



AUTORIDADES (1993 - 1996)

Comisión Directiva

Presidente:	Dr. Gustavo Carranza
Vicepresidente:	Dra. Virpi Niemela
Secretario:	Dra. Silvia Fernández
Tesorero:	Lic. Mirta Mosconi
Vocal 1° Titular:	Dr. Carlos Olanó
Vocal 2° Titular:	vacante
Vocal 1° Suplente:	Dr. Mariano Méndez
Vocal 2° Suplente:	Dra. Marta Rovira

Comisión Revisora de Cuentas

Titulares:	Dr. Emilio Lapasset
	Dr. Hernán Muriel
	Dr. Guillermo Goldes
Suplentes:	Dra. Estela Agüero
	Lic. Andrés Piatti

Comité Nacional de Astronomía

Secretario:	Dra. Estela Agüero
Miembros:	Dr. Emilio Lapasset
	Dr. Hugo Levato
	Lic. Rubén Martínez
	Lic. Lía García

BOLETIN DE LA ASOCIACION ARGENTINA DE ASTRONOMIA N° 39

REUNION DE LA ASOCIACION ARGENTINA DE ASTRONOMIA REALIZADA
EN LA CIUDAD DE CORDOBA (ARGENTINA) ENTRE EL 20 Y EL 23 DE
SEPTIEMBRE DE 1994, ORGANIZADA POR EL OBSERVATORIO
ASTRONOMICO DE LA UNIVERSIDAD NACIONAL DE CORDOBA

con el apoyo de

Academia Nacional de Ciencias
CONICET
Secyt - U. N. C.
SEU - U. N. C.
Dirección de Turismo
(Municipalidad de Córdoba)
Dirección de Deportes y Recreación
(Municipalidad de Córdoba)

EDITORES:

Luis A. Milone
David C. Merlo

CORDOBA - 1996

INSTITUCIONES PARTICIPANTES

CASLEO - Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan

CIC - Comisión de Investigaciones Científicas de la Prov. de Bs. As

CONICET - Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas

CONICOR - Consejo de Investigaciones Científicas y Tecnológicas de la Pcia. de Córdoba

Depto. de Física, Fac. de Cs. Exactas, Univ. Nac. de La Plata

Escuela de Astronomía, Chaco

FAMAF - Facultad de Matemática, Astronomía y Física, Univ. Nac. de Córdoba

FCAGLP (= OALP) - Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Univ. Nac. de La Plata

FCEN (UNCA) - Fac. de Cs. Exactas y Naturales, Univ. Nac. de Catamarca

IAFE - Instituto de Astronomía y Física del Espacio

IAG\USP - Instituto Astronómico e Geofísico, Univ. S. Pablo

IAR - Instituto Argentino de Radioastronomía

IFIR - Instituto de Física de Rosario

Instituto Astrofísico de Canarias

Instituto de Física - UFRGS

OAC - Observatorio Astronómico, Univ. Nac. de Córdoba

OAFA - Observatorio Astronómico Félix Aguilar, Univ Nac. de San Juan

Observatorio de París

PROFOEG - Programa de Fotometría y Estructura Galáctica, FCAGLP - CONICET

SeCyTUNC - Secret. de Ciencia y Tecnología, Univ. Nac. de Córdoba

Special Astrophysical Observatory, Rusia

UAAARA - Unión de Asociaciones y Aficionados a la Astr. de la Rep. Arg.

INDICE GENERAL

INSTITUCIONES PARTICIPANTES V

ASTROFISICA ESTELAR

"Evolución estelar en el observatorio de La Plata", O. G. Benvenuto (Inf. Inv.)	3
"Evolución de enanas blancas de diferentes masas", L. Althaus y O. G. Benvenuto	3
"Condiciones astrofísicas para la combustión de materia de neutrones en materia extraña", G. Lugones y O. G. Benvenuto	4
"Radiative driven MHD wind solutions for Wolf-Rayet stars", G. Giménez de Castro y N. Rotstein	5
"Un paso más en el entendimiento de W Serpentis", R. H. Barbá	5
"El sistema binario O + WN HDE 320102 (WR97)", V. S. Niemela, M. L. Cabanne y L. P. Bassino	6
"Spectral classification, HR Diagram and distribution of symbiotic stars", G. A. Medina Tanco y J. E. Steiner	7
"Estrellas Wolf-Rayet y burbujas de gas neutro: WR 149", C. Cappa de Nicolau, V. S. Niemela y U. Herbstmeiter	7
"Interacción de vientos estelares con el medio interestelar: la burbuja de hidrógeno neutro alrededor de la estrella Wolf-Rayet HD 17638", M. Parodi, V. S. Niemela y C. Cappa de Nicolau.....	8
"Radiación Maser en envolturas circunestelares", A. M. Silva	8
"Revisión del cálculo de funciones de partición", D. C. Merlo y L. A. Milone	9
"Funciones de partición: su importancia en el cálculo de modelos de atmósferas estelares", L. A. Milone y D. C. Merlo	13
"Extinción interestelar y clasificación fotométrica bidimensional de estrellas en el Saco de Carbón", J. J. Clariá, A. E. Piatti, V. Straizys, y A. Kazlauskas	15
"Las mil y una caras de HD 5980", R. H. Barbá y V. S. Niemela	18

"HD 104994: ¿un disco de acreción o una estrella Wolf-Rayet?", V. Niemela, R. H. Barbá y M. M. Shara	18
"Comparación de observaciones espectroscópicas de Omicrón Pegasi en CASLEO y DAO", O. I. Pintado y B. García	19
"Estrellas Be: correlación entre la forma del perfil de H α y radiación IR", M. F. Montero y L. S. Cidale	19
"Modelo cinético para envolturas gaseosas diluidas en un campo central", R. D. Rohrmann	20
"Modelo inicial para fotosferas de estrellas tardías", R. D. Rohrmann	21
"Análisis fotométrico de la binaria de contacto BF Pav", J. F. González, E. Lapasset, M. Gómez y J. Ahumada	24
"Análisis de la fotometría BV de la binaria tipo W UMA HY Pavonis", E. Lapasset y M. N. Gómez	24
"Estudio preliminar de las binarias eclipsantes RT Hydri y V594 Centauri", E. Lapasset, J. Ahumada, M. Gómez, R. Fariñas y J. F. González	25

FISICA SOLAR

"Observaciones del Sol en acción", M. Rovira. (Inf. Inv.)	31
"Deformación espectral por apilamiento de pulsos en espectrómetros de rayos X", H. S. Ghielmetti y R. Fernández	40
"Perfiles de líneas de protuberancias solares", G. Stemborg, P. Mauas y M. Rovira	43
"Zonas de conexiones magnéticas cuasi-discontinuas en la fotosfera y fulguraciones solares", C. H. Mandrini, L. G. Bagala y P. Demoulin	46
"Análisis crítico de observaciones de rayos X duros", H. S. Ghielmetti y M. Rovira	49
"Topología magnética de una región activa compleja", C. H. Mandrini, M. Rovira, P. Demoulin, J. F. De La Beaujardiere y J. C. Henoux	52
"Tasas colisionales no-térmicas y fulguraciones solares", P. Mauas	55
"Actividad solar", R. Souto y R. S. J. Castiñeiras	55

MEDIO INTERESTELAR

- "NGC 3603 or the Galaxy Farm: forming stars or feeding PIGS?", H. Dottori (Inf. Inv.) 59
- "Distribución cinemática del material interestelar local", W. G. Pöppel, P. Marronetti y P. Benaglia 59
- "The shape of interstellar dust grains", G. A. Medina Tanco 60
- "Estudio de la cinemática y distribución del material interestelar en asociaciones OB", C. A. Olano, M. C. Martín y N. B. Caballero 60

SISTEMAS ESTELARES

- "Evolución química del disco galáctico: evidencia de un gradiente de abundancia perpendicular al plano de la galaxia", A. E. Piatti, J. J. Clariá, M. G. Abadi y M. B. Mosconi 63
- "Espectroscopia del triplete infrarrojo del Ca ionizado en gigantes de cúmulos globulares pobres en metales", D. Geisler, A. E. Piatti, J. J. Clariá y D. Minitti 66
- "Investigación en la región del cúmulo abierto TR 14", R. A. Vázquez, G. L. Baume, A. Feinstein y P. Prado 69
- "Estudio espectral de la asociación SER OB1", N. Morrel, G. Bosch y V. Niemela 74
- "Estudio con técnicas múltiples de una asociación OB y su entorno", V. Niemela, N. Morrel, M. Arnal, R. Barbá, P. Ostrov, G. Bosch y C. Cappa 74
- "NGC 2354: un cúmulo abierto moderadamente pobre en metales en el Can Mayor", J. J. Clariá y A. Piatti 75
- "Detailed study of open cluster Pis 20", R. A. Vázquez, J. M. Will, P. Prado y A. Feinstein 78
- "UVBRI imaging photometry of Eta Carinae Region", M. Tapia, M. Roth, R. A. Vázquez y A. Feinstein 78
- "JHK' imaging photometry of Tr14, Tr15 and Tr16", M. Roth, M. Tapia, R. A. Vázquez, A. Feinstein y P. Prado 79
- "Espectroscopia CCD en el cúmulo abierto NGC 6530", G. Bosch, V. Niemela y N. Morrel
..... 79
- "A study of the open cluster Tr14 in the Carina region", B. Garcia, S. Malaroda, H. Levato y N. Morrell, 80

"Oscilaciones galácticas", F. C. Wachlin y J. C. Muzzio	84
"Verificación de la fórmula de Chandrasekhar de fricción dinámica mediante simulaciones numéricas", S. A. Cora, J. C. Muzzio y M. M. Vergne	85
"Influencia de la autoconsistencia del medio sobre la fricción dinámica", S. A. Cora, J. C. Muzzio y M. M. Vergne	86
ASTRONOMIA EXTRAGALACTICA Y ESTRUCTURA EN GRAN ESCALA	
"Simulaciones hidrodinámicas", M. G. Abadi. (Inf. Inv.)	89
"NGC 6438: ¿Un sistema triple?", C. Donzelli y M. Espíndola	93
"Poblaciones estelares de galaxias elípticas enanas: un enfoque fotométrico", S. A. Cellone y J. C. Forte	94
"La distribución de metalicidades del sistema de cúmulos globulares de NGC 1399", P. Ostrov....	95
"Estudio sobre los efectos del medio sobre propiedades de galaxias", C. Valotto y D. García Lambas	96
"Un análisis de galaxias diferentes", E. Bajaja y M. C. Martín	96
"Galaxias con emisión extrema en IR y Fe II", S. Lípari	97
"Nuevos estudios espectroscópicos de galaxias IRAS", E. L. Agüero, F. E. Suárez Boedo, S. Paolantonio y J. H. Calderón	100
"Imageamiento de filtros de banda estreita de NGC 4736", I. Rodríguez, H. Dottori, J. Cepa y J. Vilches	101
"Propiedades estadísticas de las regiones HII en NGC 2997", C. Feinstein y R. Martínez	101
"La superburbuja interestelar LMC1", G. Goldes, G. Carranza, A. Laval, E. Le Coarer y Y. P. Georgelin	102
"Acceleration of 10^8 GeV protons in high temperature-high density plasmas in active galactic nuclei", G. A. Medina Tanco, V. Jatenco y R. Opher	106
"Estructura en gran escala en diferentes modelos cosmológicos", M. G. Abadi, M. A. Nicotra y D. García Lambas	106

"Simulaciones cosmológicas con componente gaseosa y materia oscura", M. G. Abadi, P. Tissera y D. García Lambas 107

"Integración de las ecuaciones de movimiento de cáscaras esféricas", J. C. Muzzio y F. C. Wachlin 107

SISTEMA SOLAR - MECANICA CELESTE

"Captura en resonancia y formación de estructuras en el sistema solar", C. Beaugé (Inf. Inv.) 111

"Estudio de las erupciones en cometas mediante la radioemisión del radical OH", A. M. Silva..... 112

"Eclipse total de Sol del 3/11/94", G. Ianninni 112

"Evolución orbital de asteroides recientemente descubiertos", S. Fernández, H. J. Brizuela, E. Díaz y O. Varela 113

"Efectos del impacto del cometa Shoemaker Levy 9 sobre el continuo de Júpiter", F. R. Colomb, C. A. Olano y J. C. Testori 116

"Sobre la convergencia de las series de la Mecánica Celeste", C. A. Altavista 116

"La Geometría Proyectiva y la Mecánica Celeste", C. A. Altavista 117

"Exponentes característicos de Lyapunov para asteroides en resonancia 5:3", S. Fernández y F. Roig 119

ASTROMETRIA

"Catálogo preliminar de radio-estrellas N° 3 - J2.000.0", R. A. Carestia, C. C. Mallamaci, M. Gallego, W. L. Castro, J. A. Pérez, L. F. Marmolejo, J. L. Navarro y J. Sedeño 123

"The position corrections of 1400 stars observed with PA II in San Juan", L. Z. Lu, W. T. Manrique y R. Perdomo 127

"Variación de la latitud instantánea del Pilar Astrolabio Danjon del OAFa período 1987, 1988, 1989", W. Manrique, A. Serafino, E. Actis, E. Alonso y R. Podestá 127

INSTRUMENTACION

"Explorador hemisférico del espectro U/V (HUBE)", R. C. Henry 131

"EBASIM: un espectrógrafo "echelle" en banco óptico para el CASLEO", J. Simmons y H. Levato	134
"Sistema electrónico y de programas para manejo de la información de imágenes tomadas por cámara CCD", R. J. Marabini	138
"Automatización del telescopio de 2,15 m del CASLEO", J. L. Aballay, P. Pereyra, A. Marun, H. Ruartes, E. Alvarez y V. Mulet	144
"Automatización de la cúpula del telescopio de 2,15 m del CASLEO", J. L. Aballay, A. Marun, P. Pereyra, D. Victoria, H. Ruartes, V. Mulet y E. Alvarez	146
"El nuevo sistema espectroscópico del IAR", N. Perón, E. M. Arnal, J. J. Larrarte, J. Groisman, J. Nazzaro, C. C. Miguel, R. Morras y E. Bajaja	148
"Efectos térmicos sobre el "seeing" en el telescopio del CASLEO", H. Levato, A. De Franceschi, R. Jakouzyck y E. Guzzeta	148
"La estabilidad actual del espectrógrafo REOSC", H. Levato, S. Malaroda, B. García y M. Grosso	148
"Adquisición de espectros de comparación y flats de lámpara en forma automática en espectrógrafo Echelle/REOSC de CASLEO", J. L. Aballay, P. Pereyra, A. Marun y A. Casagrande	149
"Control de rueda de filtros para imágenes directas en CASLEO", J. L. Aballay, A. Marun y P. Pereyra	151
"Adaptación de electrónica de cámara CCD con chip TH7882 e interfase óptico-mecánica al espectrógrafo Boller & Chivens", A. Casagrande, J. L. Aballay y A. Marun	152
"Módulo de filtros para el telescopio de 2,15 m del CASLEO", A. Casagrande y J. Aballay	155
"Adaptación de cámara CCD - CH260 - TEK 1024 a espectrógrafo Echelle/REOSC", A. Casagrande, D. Victoria, R. Domínguez y L. Fernández	157
"El nuevo espectrógrafo multifuncional de campo integral de Bosque Alegre", V. Afanasiev, S. Dodonov y G. Carranza	160
"Avances en la modernización del telescopio reflector de 76 cm de la estación astronómica Carlos U. Cesco", C. Francile, R. Gil Hutton, A. González, G. Gómez y A. Cornudella	160

HISTORIA Y ENSEÑANZA DE LA ASTRONOMIA

- "Educación en la Astronomía: un tema de investigación", H. Tignanelli 163
- "Los medios masivos de comunicación como herramienta para la divulgación y enseñanza de la Astronomía", F. E. Suárez Boedo 163
- "Ciclos de divulgación astronómica para ingresantes universitarios", F. E. Suárez Boedo 163

Contribuciones de Aficionados a la Astronomía

- "Observatorio astronómico construido enteramente en mampostería: "JANTAR MANTAR" (1710) Delhi - India", M. D. Garro 164
- "Astronomía y leyendas de los aborígenes chaqueños", O. R. Ameri y C. Chávez 165
- "Enseñanza y divulgación de la Astronomía en el Chaco", O. R. Ameri 165

APÉNDICE:

- "Evolución estelar en el Observatorio de La Plata", O. G. Benvenuto 167

Índice de Autores 183

- Resumen del Acta de la Asamblea Ordin. de la AAA del 22-09-1994** 187

ASTROFISICA ESTELAR

EVOLUCION ESTELAR EN EL OBSERVATORIO DE LA PLATA

O. G. Benvenuto
FCAGLP

Desde hace ya varios años en el Observatorio de La Plata se está desarrollando un código de evolución estelar. Este código ha sido escrito de la manera más general posible tratando de que sea capaz de computar la evolución de cualquier tipo de estrella no rotante.

Con este programa se ha calculado la evolución de estrellas tan diferentes como objetos de $100 M_{\odot}$ perdiendo masa, objetos de la ZAHB hasta la rama de las AGB, estrellas de Helio y aún enanas blancas hasta sus últimas etapas de cristalización.

En esta charla se hace un informe detallado del estado de este proyecto, especialmente enfocado hacia la posibilidad de que los resultados sean de interés a otros miembros de nuestra Comunidad Astronómica. Se detalla la física incluida y también las aplicaciones planeadas para un futuro próximo.

(Por haber sido recibido fuera de término, este trabajo se incluye in extenso en las páginas 167/181).

EVOLUCION DE ENANAS BLANCAS DE DIFERENTES MASAS

L. Althaus y O. G. Benvenuto
FCAGLP

La obtención de la tasa de formación estelar en función del tiempo en las vecindades del sol a partir de la Función Luminosidad de las enanas blancas ha sido considerado recientemente por diferentes autores quienes enfatizan que estas estrellas darían las mejores estimaciones de dicha tasa. Ya que los resultados están basados en cálculos evolutivos de enanas blancas de diferentes masas y puesto que al presente no existen modelos suficientemente detallados, hemos computado secuencias evolutivas de enanas blancas de masas $0.4 M_{\odot}$, $0.55 M_{\odot}$, $0.8 M_{\odot}$, $1 M_{\odot}$ y $1.2 M_{\odot}$ prestando especial atención a los procesos de mezcla convectiva en la envoltura responsables de los cambios espectrales observados.

La pérdida de energía por neutrinos y la liberación de calor latente durante la cristalización han sido incluidas como así también una ecuación de estado detallada en la envoltura. Asimismo hemos calculado las funciones de luminosidades teóricas para cada masa.

CONDICIONES ASTROFISICAS PARA LA COMBUSTION DE MATERIA DE NEUTRONES EN MATERIA EXTRAÑA

G. Lugones¹ y O. G. Benvenuto²

1: Depto. de Física, Fac. de Cs. Exactas, Univ. Nac. de La Plata.

2: FCAGLP.

Se estudian las propiedades de la combustión de materia neutrónica en materia extraña en la hidrodinámica relativista. Debido a las incertidumbres en las propiedades de la materia neutrónica, empleamos las ecuaciones de estado de neutrones libres, Bethe-Johnson, Lattimer-Ravengall y de Walecka y para la materia extraña adoptamos el modelo de la bolsa del MIT. Encontramos que la combustión es posible para neutrones libres, Bethe-Johnson y Lattimer-Ravenhall pero no para la ecuación de estado de Walecka. Interpretamos este resultado usando un modelo politrópico simple y mostramos que existe una condición general para la combustión.

También se estudia la hidrodinámica de la combustión de materia de neutrones en materia extraña en un tubo. Se muestra que la hidrodinámica requiere llamas más rápidas por órdenes de magnitud comparadas con lo que predice la cinética de las reacciones, por lo que la flama debe ser turbulenta. Se muestra que las condiciones en que se produce la combustión favorecen la detonación. Esto podría ser de importancia en el mecanismo de explosión de supernovas de tipo II.

RADIATIVE DRIVEN MHD WIND SOLUTIONS FOR WOLF-RAYET STARS

G. Giménez de Castro y N. Rotstein
IAFE - CONICET

A solution for the Wolf-Rayet stars wind is obtained by solving the MHD equations combined with the radiative driven winds formalism. In this model we combine radiation pressure, collimated magnetic fields and centrifugal forces. Non-isotropic mass density distribution is introduced through an external mass asymmetry parameter. This formalism can be applied not only to Wolf-Rayet stars but also to early B stars and naturally includes late B stars for which radiation pressure is not dominant. We discuss the different assumptions needed to solve the dynamical equations. The terminal velocity dependence of the wind on the magnetic field strength, mass density anisotropy and rotation is discussed.

UN PASO MAS EN EL ENTENDIMIENTO DE W SERPENTIS

R. H. Barbá
FCAGLP - CONICET

W Serpentis (HD 166126) es una binaria interactuante, cuyas propiedades espectroscópicas y fotométricas la convierten en un objeto único.

Dicha binaria fue observada espectrográficamente en alta dispersión en Cerro Tololo (Junio de 1991) y en dispersión media en el CASLEO (Agosto de 1992).

Este material ha permitido analizar detalles espectrales asociados con las dos componentes estelares del sistema. Es la primera vez que se detectan líneas espectrales asociadas con la componente que está al frente en el mínimo de luz profundo. Se sugieren valores posibles de distintos parámetros físicos del sistema. Por último, se discute la estructura gaseosa del sistema (envolturas circumbinaria y circunestelares, disco de acreción, corriente gaseosa, etc.) sugiriéndose un modelo tentativo para el mismo.

EL SISTEMA BINARIO O + WN HDE 320102 (WR 97)

Virpi S. Niemela^{1,2}, María L. Cabanne y Lilia P. Bassino¹

1: Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata.

2: Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires.

ABSTRACT:

By means of spectrographic observations obtained at CTIO, Chile, we have determined that HDE 320102 is an O6 + WN binary system, with an orbital period of 12.595 days. We present an analysis of the orbital elements of this system based on radial velocities of the absorption lines of the O6 component, and of the HeII λ 4686 Å and NV $\lambda\lambda$ 4603-19 Å emissions of the WN component.

RESUMEN:

En base a observaciones espectrográficas obtenidas en CTIO, Chile, determinamos que HDE 320102 es un sistema binario O6 + WN, con un período orbital de 12.595 días. Presentamos un análisis de los elementos orbitales del sistema basado en velocidades radiales de las líneas de absorción de la componente del tipo O6, y de las emisiones de HeII λ 4686 Å y NV $\lambda\lambda$ 4603-19 Å de la componente WN.

SPECTRAL CLASSIFICATION, HR DIAGRAM AND DISTRIBUTION OF SYMBIOTIC STARS

G. A. Medina Tanco y J. E. Steiner
IAG / USP

45 symbiotic stars observed in the direction of the galactic bulge are classified in spectral type using TiO λ 6180 Å, λ 7100 Å and VO λ 6865 Å, absorption feature indices and visual comparison. The effective temperatures obtained are used together with K data from the literature to estimate the bolometric luminosity of the giant componentes, and the corresponding HR Diagram is plotted together with evolutionary tracks for intermediate mass stars. Statistical distances to the known galactic symbiotic stars are also derived from the calibration of the bolometric luminosities of galactic bulge symbiotic giants.

The results are used to gain insight on the mass and evolutionary status of both S- and D- type symbiotic giants, as well as their spatial distribution and position in the stellar populations scheme of our galaxy. The importance of the ST-Teff relation is also addressed.

ESTRELLAS WOLF-RAYET Y BURBUJAS DE GAS NEUTRO: WR 149

C. Cappa de Nicolau¹, V. Niemela² y U. Herbstmeier

1: IAR.

2: FCAGLP - IAFE.

Analizamos la distribución del gas neutro en la dirección a la estrella WR 149 en base a observaciones de la línea de HI en 21 cm realizadas con el radiotelescopio de 100-m de Effelsberg, Alemania. El gas neutro con velocidad correspondiente a la distancia espectrofotométrica de WR 149 se ve distribuido en dos burbujas, una de ellas centrada en la posición de la estrella.

Determinamos las dimensiones y propiedades de ambas burbujas.

INTERACCION DE VIENTOS ESTELARES CON EL MEDIO INTERESTELAR: LA BURBUJA DE HIDROGENO NEUTRO ALREDEDOR DE LA ESTRELLA WOLF-RAYET HD 17638

M. Parodi¹, V. Niemela² y C. Cappa de Nicolau³

1: IFIR.

2: FCAGLP - IAFE.

3: IAR.

Hemos analizado la distribución del gas neutro alrededor de la estrella Wolf-Rayet HD 17638 en base a observaciones de la línea de 21 cm del hidrógeno neutro. El estudio nos permitió detectar una burbuja de HI de 52 pc de diámetro asociada a la estrella y originada en la acción de su fuerte viento estelar. La baja velocidad de expansión de la burbuja indica una edad dinámica del orden de $2 \cdot 10^6$ años. Esta edad, considerablemente mayor que la duración de la fase WR, es típica de una estrella con masa mayor a $30 M_{\odot}$. Se comparan los parámetros de la burbuja con los de otras burbujas interestelares conocidas.

RADIACION MASER EN ENVOLTURAS CIRCUNESTELARES

A. M. SILVA
IAFE - CONICET

En este trabajo se expone la información obtenida a partir de la radiación maser originada en las envolturas de estrellas post-AGB. Estas estrellas son altamente variables, con grandes pérdidas de masa, y van en camino de convertirse en nebulosas planetarias. Los perfiles de línea en 1.6 GHz del OH, en 22 GHz del H₂O y en 86 GHz del SiO, permiten inferir la geometría de la envoltura y las condiciones físicas de la misma. Mediante datos de radiotelescopios se han elaborado modelos de envolturas bipolares, de discos ecuatoriales y de vientos radiales, posibilidades que se discuten aquí, la presencia de picos de energía ("spikes") superpuestos al perfil principal puede ser indicativa de una estructura de burbujas en la envoltura, asociada a su vez con una fase irregular y discreta en la pérdida de masa de la estrella.

Por último se discuten las técnicas de interferometría, las que aportan una detallada información de los spots de gas en los que se origina la emisión maser.

REVISION DEL CALCULO DE FUNCIONES DE PARTICION

D. C. Merlo y L. A. Milone
OAC

RESUMEN. Se calcularon funciones de partición para algunos elementos nobles, hidrogénicos, alcalinos y alcalino-térreos. Los cálculos se realizaron en un rango de P_e y T que representan condiciones que se encuentran en estrellas ordinarias, desde sus atmósferas hasta la zona de comienzo del interior estelar. Los resultados son analizados y discutidos, y en algunos casos de interés, se dan valores numéricos.

1. INTRODUCCION.

Es indudable el interés que reviste el estudio de las regiones estelares que no se encuentran en Equilibrio Termodinámico Local (ETL) -coronas, cromosferas y las capas más superficiales de la fotosfera- pero apenas se superan profundidades modestas en las atmósferas de las estrellas, las condiciones para la validez del ETL se restablecen y ésta resulta ser una excelente aproximación para la realidad.

En un plasma en ETL, el estado de excitación y de ionización de los átomos que lo forman (o sea, la determinación de los números ocupacionales de los estados ligados y disociados) queda determinado a través de las fórmulas de Boltzmann y de Saha, y éstas evidencian la importancia de las funciones de partición.

Analizando la extensa bibliografía existente sobre cálculo y valores de funciones de partición, hemos encontrado que hay solamente tres que cubren desde los elementos más livianos de la tabla periódica, hasta los medianamente pesados (Ba), o directamente hasta los últimos (Pb, Th, U): Traving, Baschek & Holweger (TBH, 1966), Irwin (I, 1981) y Sauval & Tatum (ST, 1984). Nuestro propósito ha sido determinar el grado de acuerdo existente entre estos autores y la corrección de sus resultados.

TBH e I, han utilizado las tablas de niveles de atómicos de Moore para realizar sus cálculos (Moore, 1948-58); si bien el conocimiento de los niveles atómicos se ha incrementado notablemente desde entonces (Moore, 1965/1976; Martin, 1973; Bashkin and Stoner, 1976, etc.), nosotros también utilizamos las tablas de Moore para que nuestros resultados fueran directamente comparables con los de ellos.

En el presente trabajo nos limitamos a presentar tablas de funciones de partición del H I y del He I, realizando una comparación parcial con los resultados de TBH. Una discusión detallada de los resultados de TBH, I y ST, la haremos en otra parte.

2. PROCEDIMIENTO DE CALCULO.

Como es bien sabido, las funciones de partición atómicas (APF) dependen del número de partículas perturbadoras a través de la disminución de la energía de ionización ($LIE \equiv \Delta\chi$). En la literatura corriente se han dado diversas expresiones para LIE (Unsöld, 1948; Claas, 1951; Griem, 1964; Fischel & Sparks, 1971, etc.) y para que nuestros resultados de APF resulten independientes de esas teorías, adoptamos a $\Delta\chi$ como un parámetro independiente.

En nuestros cálculos hemos tomado en consideración los estados atómicos simple y múltiplemente excitados. La importancia de los últimos ya ha sido debidamente enfatizada por otros autores (Halenka and Grabowski, 1977, 1984, 1986).

Cuando examinamos una fuente de niveles de energía atómicos, inmediatamente notamos que a los estados de los átomos los podemos clasificar en: *completos*, *incompletos*, e *hidrogénicos*. *Completos* son aquellos en los que para cada valor del número cuántico total J de cada uno de sus términos, se conoce su energía. *Incompletos* son los que no cumplen esta condición, e *hidrogénicos* son los que dado n , no hay valor alguno de l para el que se haya determinado experimentalmente su energía (la que es entonces aproximada con una fórmula hidrogénica). En los estados *completos* trabajamos con niveles y en los *incompletos* con términos, utilizando la energía promedio. Para el peso estadístico de los niveles hidrogénicos, hacemos intervenir al peso estadístico del *ion padre*.

3. ALGUNOS RESULTADOS.

En las Tablas I y II presentamos para el H I y He I, los valores calculados para las APF. Una amplia gama de condiciones físicas están allí presentes:

$$6000 \leq T \leq 100000 \text{ K, y } 4E8 \leq Ne \leq 5E16$$

(admitiendo que las partículas perturbadoras sean exclusivamente iones y electrones). Las columnas encabezadas **MM** (Merlo & Milone) corresponden al presente trabajo, en tanto las únicas con encabezamiento **TBH**, corresponden a valores obtenidos con las expresiones de esos autores. Como se ve, el acuerdo es excelente (y podemos anticipar que lo continúa siendo para los restantes once primeros elementos de la tabla periódica, en sus estados neutro y una vez ionizado).

4. CONCLUSIONES.

De las limitaciones que presentan los métodos de cálculo de TBH, I y ST, nos ocuparemos cuando discutamos la homogeneidad de sus resultados. En cuanto a las

TABLA I

$\Delta\chi =$	0.001	0.001	0.01	0.10	0.20	0.25	0.50
Temp	TBH	MM	MM	MM	MM	MM	MM
6000	0.3010	0.3010	0.3010	0.3010	0.3010	0.3010	0.3010
8000	0.3017	0.3017	0.3011	0.3010	0.3010	0.3010	0.3010
10000	0.3322	0.3321	0.3021	0.3011	0.3011	0.3011	0.3011
12000	0.6088	0.6082	0.3150	0.3017	0.3014	0.3013	0.3012
14000	1.1899	1.1890	0.3847	0.3049	0.3030	0.3026	0.3020
16000	1.7569	1.7561	0.5717	0.3156	0.3083	0.3066	0.3042
20000	2.5999	2.5992	1.1573	0.3907	0.3452	0.3344	0.3187
30000	3.7396	3.7391	2.2365	0.8977	0.6623	0.5881	0.4585
40000	4.3103	4.3100	2.8026	1.3670	1.0463	0.9289	0.6884
60000	4.8812	4.8809	3.3714	1.8971	1.5343	1.3911	1.0634
80000	5.1666	5.1664	3.6561	2.1712	1.7968	1.6461	1.2901
100000	5.3378	5.3377	3.8270	2.3370	1.9574	1.8032	1.4339

N.B.: La Tabla I da valores de $\log u(T)$ para el H I; TBH = Traving et al.; MM = cálculos de Merlo & Milone.

TABLA II

$\Delta\chi =$	0.001	0.001	0.01	0.10	0.20	0.25	0.50
Temp	TBH	MM	MM	MM	MM	MM	MM
12000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
14000	0.0013	0.0013	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
16000	0.0163	0.0162	0.0005	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
20000	0.3712	0.3704	0.0179	0.0007	0.0003	0.0002	0.0001
30000	2.1977	2.1968	0.7679	0.0679	0.0314	0.0230	0.0111
40000	3.2275	3.2268	1.7261	0.4413	0.2452	0.1879	0.0946
60000	4.2595	4.2590	2.7499	1.2878	0.9408	0.8082	0.2876
80000	4.7756	4.7752	3.2650	1.7818	1.4099	1.2610	0.9124
100000	5.0852	5.0849	3.5742	2.0842	1.7044	1.5502	1.1804

N.B.: La Tabla II da valores de $\log u(T)$ para el He I.

dificultades de carácter general que pueden afectar al cálculo de APF (más allá de las aproximaciones numéricas que se han utilizado en el pasado y que en ocasiones se

continúan utilizando, y de procedimientos de interpolación no siempre justificados) una de las principales es el desconocimiento de los niveles de energía ligados; el error sería grave si estos niveles fueran próximos al fundamental, donde, afortunadamente, el conocimiento desde el laboratorio es más completo. El desconocimiento de las energías correctas de niveles fuertemente excitados sería menos grave, ya que éstos empezarían a contribuir para temperaturas muy altas, en las que de todos modos, los átomos están ya muy fuertemente ionizados y el valor correcto de la APF no es importante.

REFERENCIAS:

- Bashkin, S. and Stoner, J. O.:1976, *Atomic Energy Levels and Grotrian Diagrams*, North Holland Publishing Company Amsterdam-Oxford; American Elsevier Publishing Company, Inc. New York.
- Claas, W. J.:1951, *Rechs. Astrons. de l'Observ. d'Utrecht XIII*, 4, 5.
- Fischel, D. and Sparks, W. M.:1971, *Ap.J.* **164**, 359.
- Griem, H. R.:1964, *Plasma Spectroscopy*, New York, Mc Graw-Hill Book Co.
- Halenka, J. and Grabowski, B.:1977, *Astron. Astrophys.* **54**, 757.
- Halenka, J. and Grabowski, B.:1984, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **57**, 43.
- Halenka, J. and Grabowski, B.:1986, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **64**, 495.
- Irwin, A. W.:1981, *Ap.J.Suppl.Ser.*, **45**, 621.
- Martin, W. C.:1973, *J. Phys. Chem. Ref. Data* **2**, 257.
- Moore, Ch. E.:1949-58, *Atomic Energy Levels*, Vol. 1-3, NBS Cir, 467.
- Moore, Ch. E.:1965-76, *National Standard Reference Data Series - National Bureau of Standards* 3, Section 1/7.
- Sauval, A. J. & Tatum, J. B.:1984, *Ap.J.Suppl.Ser.*, **56**, 193.
- Traving, G., Baschek, B. & Holweger, H.:1966, *Abhand. Hamburger Sternwarte*, Bd. VIII, 3.
- Unsöld, A.:1948, *Zs. für Ap.* **24**, 355.

FUNCIONES DE PARTICION: SU IMPORTANCIA EN EL CALCULO DE MODELOS DE ATMOSFERAS ESTELARES

L. A. Milone y D. C. Merlo
OAC

RESUMEN. En condiciones de equilibrio térmico, las funciones de partición juegan un papel importante en la determinación del estado de excitación y de ionización de la materia. Por lo tanto, eligiendo apropiadamente las condiciones físicas y de composición química, se calculan modelos de atmósferas estelares tomando en cuenta, respectivamente, en forma aproximada y detallada, el comportamiento de las funciones de partición. Se analiza la influencia que esto tiene en los resultados, encontrándose que es relativamente pequeña.

1. INTRODUCCION.

Es una práctica bastante generalizada, que en el cálculo de un modelo de atmósfera estelar las funciones de partición se calculen en forma un tanto esquemática (ver Kurucz, 1970; Vernazza et al., 1976). No obstante, se ha mostrado (Merlo & Milone, 1996) por un lado, que los valores que pueden alcanzar las funciones de partición para bajas densidades y altas temperaturas, son muy distintos de los standard que se pueden encontrar en la literatura (ver, por ej., Allen, 1973/1976) y además, que la variación que experimenta el decremento del potencial de ionización en una atmósfera (de 1 a 2 órdenes de magnitud) haría aconsejable incorporar en el cálculo del modelo, el cálculo detallado de la función de partición (al menos en el caso de aquellos elementos que contribuyen substancialmente a la presión electrónica con su ionización).

2. CALCULO DE MODELOS DE ATMOSFERAS ESTELARES.

Con el objeto de verificar si es necesario, o no, incluir el cálculo detallado de la función de partición en la integración de un modelo de atmósfera estelar, se integraron 3 modelos de H puro, con $g= 10000$ cgs., y $T_e= 9000, 10000$ y 15000 K; cada uno de los modelos se calculó, en un caso, adoptando $u(HI)= 2$, y en otro, calculándola correctamente, adoptando un decaimiento del potencial de ionización ($\delta\chi$) igual a 0.01 eV.

Se eligió H puro porque se evita cualquier contaminación con otros elementos que pueden ceder electrones, y porque a las temperaturas adoptadas, es el principal donante de electrones.

Los modelos fueron resueltos en la aproximación ETL y se utilizó un código propio para la integración.

Se encontró así, que los modelos en los que la función de partición se calcula prolijamente, son apenas diferentes de aquellos en los que se la elige constante. Las diferencias son crecientes con la profundidad óptica y para $\tau \approx 100$, en temperatura alcanza a unos 25° K (es inferior a 0.1%) y similarmente son inferiores a 0.5% en τ , P_e , Kappa Rosseland y ρ .

La explicación de este resultado es la siguiente: En las capas más superficiales, la temperatura es lo suficientemente baja como para que aún con $\delta\chi = 0.01$ eV, la función de partición continúa valiendo 2. Por el contrario, en las capas más profundas (altas temperaturas) la función de partición toma valores muy altos ($\gg 1$) y la ionización decrece frente al caso $u = 2$, pero esto es poco significativo en la práctica debido a que el material está ya muy fuertemente ionizado.

3. CONCLUSION.

La conclusión que sacamos, es que en el cálculo de un modelo podemos evitar el cálculo detallado de la función de partición. Esta puede representarse por uno, o dos valores, que tomamos constantes en capas de distinta profundidad. Este proceso agiliza el cálculo y no deteriora los resultados.

REFERENCIAS:

- Allen, C. W.: 1973, 1976, *Astrophysical Quantities*, 3rd. edition, reprinted with corrections.
- Kurucz, R. L.: 1970, *Atlas: A Computer Program for Calculating Model Atmospheres*, SAO Spec.Rep.No. 309.
- Merlo, D. C. y Milone L. A.: 1996, *Bol. de la Asociación Arg. de Astr. No. 39*, pg. 9.
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., and Loeser, R.: 1976, *Ap.J.Suppl.* **30**, 1.

INTERSTELLAR EXTINCTION AND PHOTOMETRIC TWO-DIMENSIONAL CLASSIFICATION OF STARS IN THE COALSACK

EXTINCION INTERSTELAR Y CLASIFICACION FOTOMETRICA BIDIMENSIONAL DE ESTRELLAS EN EL SACO DE CARBON

J.J. Clariá¹, V. Straizys², A.E. Piatti¹ y A. Kazlauskas²

1 : Observatorio Astronómico de Córdoba, CONICET

2 : Institute of Theoretical Physics and Astronomy, Vilnius, Lithuania

ABSTRACT : Spectral types, absolute magnitudes, interstellar absorption and distances of 76 stars in the Coalsack are determined using photoelectric photometry in the Vilnius system. The UPXYZVS measurements confirm visual absorptions of up to 5.6 mag in the main dark cloud at 200 pc from the sun and suggest the existence of another dust cloud at about 400 pc. This paper has been published in detail in *Baltic Astronomy*, 3, 199 (1994).

RESUMEN : A partir de fotometría fotoeléctrica en el sistema de Vilnius, se determinan tipos espectrales, magnitudes absolutas y distancias de 76 estrellas en el Saco de Carbón. Las mediciones confirman absorciones visuales de hasta 5.6 magnitudes en la principal nube oscura a 200 pc del sol y sugieren la existencia de otra nube de polvo a unos 400 pc. Este trabajo ha sido publicado en detalle en *Baltic Astronomy*, 3, 199 (1994).

OBSERVACIONES EN LAS BANDAS UPXYZVS

El presente estudio tiende a mejorar nuestro conocimiento acerca de la población estelar en dirección hacia el Saco de Carbón. La región seleccionada ($303^\circ < l < 305^\circ$, $+0.9^\circ < b < +1.8^\circ$) prácticamente coincide con el área I investigada por Rodgers (1960).

Un total de 76 estrellas ($V < 13.4$) del Saco de Carbón fueron medidas en las bandas UPXYZVS del sistema de Vilnius (Straizys 1992) usando el telescopio de 1.0 m del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (Chile).

RESULTADOS

Los tipos espectrales y magnitudes absolutas M_v fueron determinados principalmente a partir de las calibraciones de los diagramas (libres de enrojecimiento) Q(UPY) vs Q(PYV); Q(UPV) vs Q(XYV); Q(UXY) vs Q(UPYV); Q(UPY) vs Q(XZS) y Q(XZS) vs Q(XYZ), establecidas por Straizys et al. (1982).

Las estrellas para las cuales el parámetro $Q(YSYV) = (Y-S) - [(Y-S)/E(Y-V)](Y-V)$ resultó mayor o igual que 0.13 fueron reconocidas como del tipo M.

Los excesos $E(Y-V)$, absorciones A_v y distancias r de las estrellas observadas fueron determinadas a partir de :

$$E(Y-V) = (Y-V) - (Y-V)_0, \quad (1)$$

$$A_v = 4.5 E(Y-V), \quad (2)$$

$$5 \log r = V - M_v + 5 - A_v, \quad (3)$$

donde $(Y-V)$ es el color observado e $(Y-V)_0$ representa el índice intrínseco calibrado por Straizys (1992) para los diferentes tipos espectrales y clases de luminosidad. El coeficiente 4.5 en (2) corresponde a la ley normal de enrojecimiento, según la cual $R = A_v/E(B-V) = 3.15$ para las estrellas tempranas.

En la Fig. 1 se aprecia un pronunciado aumento de la extinción A_v a 200 pc del sol, distancia de la principal nube oscura. Sólo dos estrellas con $A_v < 0.5$ magnitudes y ubicadas a menos de 100 pc del sol, son claramente objetos de primer plano. Las restantes tienen extinciones que oscilan entre 0.7 magnitudes, en los bordes de la nube, y 5.6 magnitudes, en las regiones más densas.

Prácticamente todas las estrellas observadas son objetos de fondo, visibles a través de la pantalla de polvo del Saco de Carbón. Esta población está compuesta por estrellas B y A próximas a la secuencia principal, gigantes y subgigantes G, K y M e incluso supergigantes de diferentes tipos espectrales. Las curvas de la Fig. 1 ilustran las distancias dentro de las cuales son visibles estrellas de $M_v = 0$ (B8V y K5III, por ejemplo) y $V = 12$ (curva inferior) o $V = 13$ (curva superior), afectadas por diferentes cantidades de enrojecimiento. Por encima de estas curvas sólo se observan estrellas de mayor luminosidad, principalmente gigantes y supergigantes de tipo B.

De la Fig. 1 se desprende que la principal nube oscura aporta $\sim 2,5$ magnitudes a la extinción visual observada de las estrellas más distantes, altamente enrojecidas. Esta conclusión proviene de la ausencia observada de estrellas con $A_v > 2.3$ magnitudes a distancias menores que 400 pc y a la tendencia exhibida por la mayoría de las estrellas a concentrarse entre $A_v = 1.0$ y 2.5 magnitudes. El predominio de esta extinción moderada no excluye la posibilidad de que en algunas regiones particulares la extinción pueda alcanzar valores muy elevados. Existe, sin embargo, cierta evidencia respecto a la existencia de una segunda nube oscura (probablemente más tenue) a unos 400 pc del sol. En nuestro caso, esta evidencia se basa sólo en 2 estrellas de tipo B (Nos. 51 y 54), ubicadas muy próximas en el cielo. Una de ellas (No. 51) es la más enrojecida de la muestra examinada. Si bien ambas podrían formar parte de una concentración más densa

de polvo en el mismo Saco de Carbón, la evidencia en favor de una segunda nube a 400 pc se ve reforzada por el pronunciado aumento de la extinción hacia $V_0 - M_V = 8.0$ ($d = 400$ pc) que se observa en la Fig. 3 de Siedensticker y Schmidt-Kaler (1989). Si esta segunda nube realmente existe, debe tener grandes ventanas transparentes a través de las cuales se perciben numerosas estrellas enrojecidas sólo por la principal nube oscura.

En La Fig. 1 cinco objetos muy enrojecidos se ubican entre el Saco de Carbón y el brazo espiral de Carina-Sagitario a 1.3 kpc del sol, en tanto que un grupo de estrellas B gigantes y supergigantes, altamente enrojecidas, forman parte del mencionado brazo espiral. Las nubes de polvo a 200 pc y probablemente a 400 pc del sol son sin duda responsables de la muy baja densidad superficial de estrellas en la región.

REFERENCIAS

- Rodgers, A.W., 1960, MNRAS, 120, 163.
 Seidensticker, K.J. y Schmidt-Kaler, Th., 1989, Astron. Astrophys., 225, 192.
 Straizys, V., 1992, Multicolor Stellar Photometry, Packart Publ., House, Tucson, Arizona.

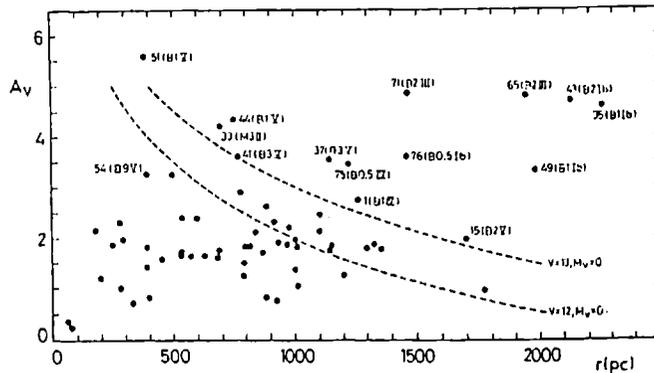


Figura 1: Variación de la extinción interestelar A_V en función de la distancia de las estrellas en el saco de Carbón. Las curvas ilustran las distancias dentro de las cuales son visibles estrellas de $M_V=0$ y $V=12.0$ (curva inferior) y $V=13.0$ (curva superior), afectadas por diferentes cantidades de enrojecimiento. Cinco objetos muy enrojecidos (Nros. 33, 37, 41, 44 y 75) se ubican entre el Saco de Carbón y el brazo espiral de Carina-Sagitario, en tanto que un grupo de estrellas B gigantes y supergigantes (Nros. 35, 43, 49, 65, 71 y 76), altamente enrojecidas, forman parte del mencionado brazo espiral.

LAS MIL Y UNA CARAS DE HD 5980

R. H. Barbá¹ y V. Niemela²

1: FCAGLP - CONICET.

2: FCAGLP - IAFE.

La binaria Wolf-Rayet eclipsante HD 5980, en la Nube Menor de Magallanes, fue observada en el rango óptico durante 14 años. En los espectros se advierten notables cambios en el tipo espectral de la Wolf-Rayet, la cual ha evolucionado desde un tipo espectral WN3-4 a WN7-8. Las velocidades radiales de las líneas de emisión de la WR, obtenidas a partir de los espectrogramas de agosto de 1992, indican un movimiento orbital que se corresponde con la componente de la binaria que se halla delante durante el eclipse primario. Además, comparamos las curvas de velocidad radial y la variación de otros parámetros dependientes de la fase con datos previamente publicados.

HD 104994: ¿UN DISCO DE ACRECION O UNA ESTRELLA WOLF-RAYET?

V. Niemela¹, R. H. Barbá² y M. M. Shara

1: FCAGLP - IAFE

2: FCAGLP - CONICET.

Espectros digitales de HD 104994 (T.E.: WN3p) obtenidas durante junio de 1993, enero y febrero de 1994 muestran variaciones en velocidad radial de gran amplitud en las emisiones intensas de N v 4603-19\AA\ y He ii 4686\AA, con una escala de tiempo de una fracción de día. El período más probable hallado es de 0.311 días, similar (pero no igual) al período fotométrico previamente encontrado por otros autores. La amplitud de las variaciones en velocidad radial de las emisiones de N v es casi el doble de la de He ii. Haciendo notar la similitud de HD 104994 con las binarias fuentes de rayos X super blandos, sugerimos que el espectro de líneas en emisión corresponde a un disco de acreción muy luminoso en un sistema binario evolucionado.

COMPARACIÓN DE OBSERVACIONES ESPECTROSCOPICAS DE OMICRON PEGASI EN CASLEO Y DAO

O. I. Pintado y B. García
CASLEO

Se ha observado la estrella Omicrón Pegasi con el REOSC del CASLEO. Las observaciones se efectuaron empleando el espectrógrafo en dispersión cruzada y la red de 400 líneas/mm, la que produce una dispersión entre 5 y 10 Å/mm. Los espectros del Dominion Astrophysical Observatory fueron obtenidos por S. Adelman con Reticon y presentan una dispersión de 2,4 Å/mm. La comparación entre ambos espectros tiene por objeto la identificación de líneas débiles y el análisis de la calidad de los espectros de CASLEO. De la comparación mencionada se desprende que los espectros REOSC son adecuados para el estudio de abundancias de elementos, aún los poco abundantes ya que se pueden observar líneas de hasta 5mÅ. Los perfiles de las líneas son comparables con los del DAO. También se compararon las observaciones actuales con aquellas efectuadas antes de la reparación del espectrógrafo. Cabe destacar que en los espectros antiguos, sólo las partes centrales de cada orden son utilizables y no es posible concatenarlos. En los nuevos espectros las líneas que aparecen en distintos órdenes presentan diferencias en sus perfiles prácticamente despreciables, lo que permite su concatenación.

ESTRELLAS BE: CORRELACION ENTRE LA FORMA DEL PERFIL DE H α Y RADIACION IR

M. F. Montero¹ y L. S. Cidale²

1: FCAGLP.

2: FCAGLP - CONICET.

La existencia de una correlación entre la luminosidad del continuo IR y la intensidad de la emisión de la línea de H α , en estrellas Be, ha sugerido que ambos eventos se originan en la misma región de la envoltura circunestelar. Sin embargo, existen otras evidencias, observacionales y teóricas, que indican que si bien ambos fenómenos están relacionados, probablemente estos eventos no tengan lugar en la misma región (tal como ocurre cuando se introduce como hipótesis la existencia de una estructura cromosférica y un viento estelar). Teniendo en cuenta que la forma del perfil de H α depende de los gradientes de velocidad en las proximidades de la fotosfera, en este trabajo analizamos posibles correlaciones entre el origen de la línea H α y la radiación del continuo infrarrojo.

KINETIC MODEL FOR DILUTED GASEOUS ENVELOPES IN A CENTRAL FIELD

MODELO CINETICO PARA ENVOLTURAS GASEOSAS DILUIDAS EN UN CAMPO CENTRAL

R. D. Rohrmann

Observatorio Astronómico de la U.N.C., SeCyT

Abstract. A model based on the kinetic theory is proposed for tenuous gaseous envelopes subject to a central attraction field. Quasi-steady states are studied where the gaseous system shows differential rotation. The density of particles, mean velocity of the gas and kinetic temperature are analytically determined. The kinematic behavior of the gas is analyzed in detail by studying the hydrodynamic limit of rotationally forced ejection of matter and condition of escape.

Resumen. Se ha propuesto un modelo basado en la teoría cinética que describe envolturas gaseosas diluidas sujetas a un campo de atracción central. Consideramos una función distribución de partículas, solución cuasi-estacionaria de la ecuación de Liouville, la cual representa un cuerpo central de alta densidad rodeado por una tenue envoltura donde la viscosidad gaseosa es despreciable. El sistema global posee una ley de rotación diferencial cuyos comportamientos asintóticos son rotación como cuerpo rígido (velocidad angular Ω) hacia el origen del cuerpo central, y ley de velocidad conservando el momento angular hacia las regiones externas de la envoltura (densidad de momento angular L). Se encuentra que para ciertos valores de Ω , L y de la intensidad del campo de atracción, aparece una inversión del gradiente de la densidad del gas sobre el plano ecuatorial, originándose en esos casos superficies de isodensidades de forma anular alrededor del cuerpo central. Adicionales estudios referentes a velocidades de rotación próximas a la velocidad crítica fueron realizados.

STARTING MODEL FOR PHOTOSPHERES OF LATE-TYPE STARS MODELO INICIAL PARA FOTOSFERAS DE ESTRELLAS TARDIAS

R. D. Rohrmann

Observatorio Astronómico de la U.N.C., SeCyT

Abstract. A starting temperature distribution for the computation of model atmospheres including convection is proposed. To solve the transfer problem we used an iterative method based on a Feautrier-type computing scheme. We find that the starting model yields satisfactory convergence to the solution of the transfer equation.

El cálculo de un modelo de atmósfera en condiciones de ETL requiere efectuar iteraciones donde la distribución de temperatura se corrige hasta satisfacer, con cierto grado de precisión, la ecuación de transporte de energía. Es necesario para ello disponer de una distribución de temperatura inicial (T_0). Como tal puede elegirse la del correspondiente modelo gris (o una aproximación a ésta)

$$T_0^4 = 3/4 T_{\text{ef}}^4 [\tau + q(\tau)] \quad (1)$$

Técnicas de cálculo de modelos de atmósfera que presentan transporte de energía por convección, tal como la propuesta por Gustafsson (1971), son susceptibles a inestabilidades numéricas cuando se emplea una distribución inicial como la dada por (1). En estos casos, esta distribución origina en la zona convectiva un flujo de energía total (radiativo más convectivo) que excede en una fracción importante el flujo correcto (F^*). La técnica de cálculo mencionada sobrecorrige la distribución de temperatura de forma tal que en el nuevo cálculo el flujo neto es subestimado. Posteriores iteraciones presentan divergencia en los resultados.

Nuestro criterio para mejorar el modelo inicial antes de utilizar la técnica rigurosa de corrección de temperatura, consiste en buscar una distribución T_c con la cual el flujo convectivo (F_c) resultante sea efectivamente el modo de transporte dominante en aquella región donde el cálculo con T_0 dado por (1) lo sugiere.

Teorías de transporte convectivo como la mixing-length suministran una expresión para F_c en términos de la temperatura y su gradiente. Esta ecuación puede ser invertida (Crivellari & Simonneau 1991) obteniéndose una ecuación diferencial para la temperatura

$$dT/d\tau = f(T, F_c) \quad (2)$$

donde f depende además de la densidad, presión y opacidad del gas, así como de otras cantidades termodinámicas.

Describimos ahora la técnica para calcular T_c . Llamamos Ω a la región convectiva donde $F_c(T_o) > F^*$. Suponemos que existe solo una zona convectiva de importancia en la atmósfera (de lo contrario la extensión del método es inmediata). En las capas superiores a Ω damos a T_c los mismos valores que adopta T_o . En Ω los valores de T_c serán los que resultan de integrar (2) con $F_c = F^*$, desde el límite superior de la región Ω hasta su límite inferior. Como condición inicial en la integración usamos el valor de T_o en la frontera superior de Ω . Si en el borde inferior de Ω se tiene $T_o = t_o$, y de la integración resulta $T_c = t_c$, calculamos T_c en la región por debajo de Ω con la siguiente expresión

$$T_c = t_c - t_o + T_{ef} [3/4(\tau+q(\tau))]^{1/4} , \quad (3)$$

lo cual asegura que en dicha zona T_c conserve el gradiente que posee T_o .

Debido a que f depende de la presión, densidad, etc, el cálculo de T_c por integración de (2) debe realizarse en forma iterativa, resolviendo conjuntamente la ecuación de equilibrio hidrostático, y actualizando los valores de las distintas cantidades termodinámicas intervinientes. El cálculo de T_c demanda usualmente 6 o menos iteraciones (correcciones finales menores a 1K en toda la región estudiada).

Para el cálculo riguroso de la temperatura resolvemos el transporte radiativo con el esquema Feautrier, con un modo convectivo incorporado según Gustafsson (1971), y ordenando las ecuaciones de acuerdo al método de Rybicki (Gustafsson & Nissen 1972). Estudiamos seis modelos con temperaturas efectivas entre 4500 K y 7000 K, y $\log g = 4$. Usando T_c como distribución inicial de temperatura se logra estabilidad y convergencia en el cálculo de todos los modelos. Las distribuciones de temperaturas iniciales T_o (calculada con [1]) y T_c , normalizadas con la distribución final para cada modelo, se hallan dibujadas en las Figuras 1 y 2, respectivamente. Para profundidades ópticas $\tau_{\lambda 5000}$ inferiores a 2.5 hay equilibrio radiativo para todos los modelos, de manera que allí T_o y T_c coinciden. En la región convectiva T_c difiere de la solución final en menos del 4%, mientras que T_o llega a apartarse de la misma hasta en un 50% ($T_{ef} = 4500$ K) u 80% ($T_{ef} = 7000$ K).

Conclusión. Para el cálculo de un modelo de atmósfera que incluye transporte de energía por convección, siguiendo la técnica de Gustafsson, la distribución de temperatura inicial propuesta permite alcanzar la solución en forma estable, resolviendo típicos problemas de convergencia.

Referencias

- Crivellari, L. & Simonneau E. 1991, *Astrophys. J.* 367, 612.
 Gustafsson, B. 1971, *Astron. & Astrophys.* 10, 187.
 Gustafsson, B. & Nissen P. 1972, *Astron. & Astrophys.* 19, 261.

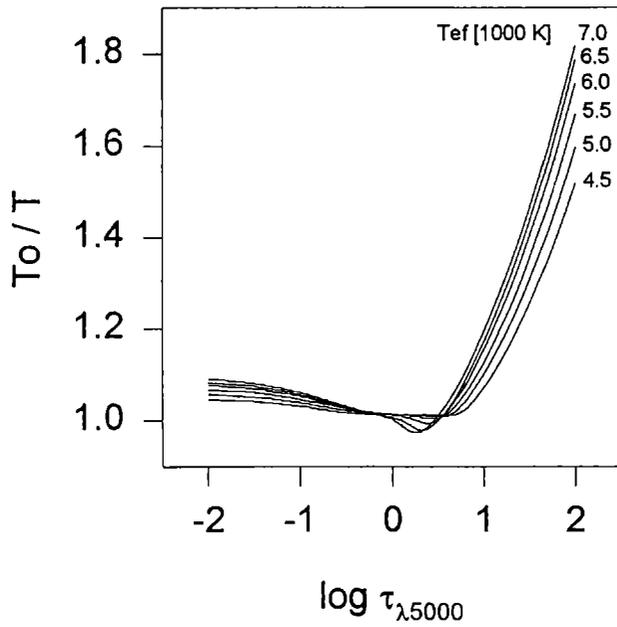


Fig. 1

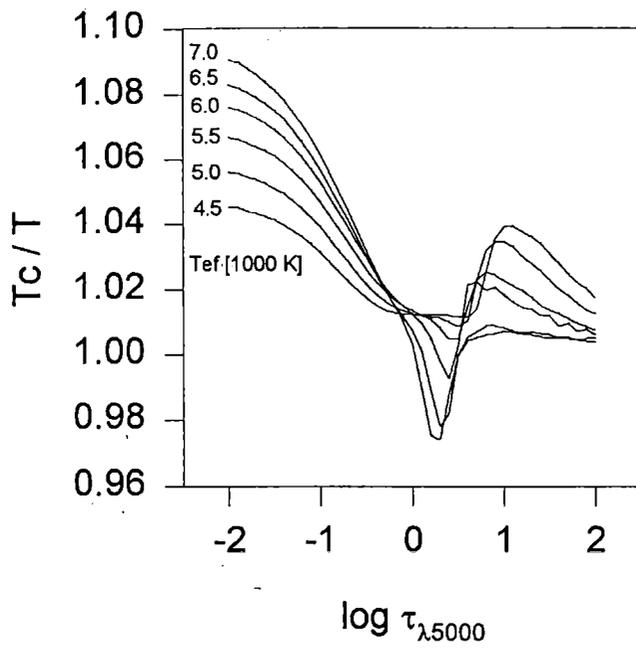


Fig. 2

ANALISIS FOTOMETRICO DE LA BINARIA DE CONTACTO BF PAV

J. F. González¹, E. Lapasset², M. Gómez³ y J. Ahumada⁴

- 1: OAC - CONICOR.
- 2: OAC - CONICET.
- 3: OAC.
- 4: OAC - SECyTUNC.

Se presenta el análisis de las observaciones fotométricas BV de la binaria de corto período BF Pav, llevadas a cabo entre 1987 y 1993. El estudio de los tiempos de mínimo define un período de 0.3023186 días, probablemente creciente a una tasa de 0.015 s/año. Las curvas de luz B y V obtenidas son analizadas mediante el método de Wilson y Devinney en un amplio rango de razones de masas. Se trata de un sistema de contacto moderado con una relación de masas $q = 1.4 \pm 0.2$. Se presentan los parámetros fotométricos de las distintas soluciones y se comparan los resultados con los obtenidos para otros sistemas binarios similares. Se estiman parámetros estelares absolutos de las componentes y se discuten las probables características físicas y evolutivas del objeto.

ANALISIS DE LA FOTOMETRIA BV DE LA BINARIA TIPO W UMA HY PAVONIS

E. Lapasset¹ y M. N. Gómez²

- 1: OAC - CONICET.
- 2: OAC.

Se presentan curvas de luz BV del sistema binario de corto período HY Pavonis. Se exploran diferentes posibles soluciones para un amplio rango de la relación de masas "q", mediante un modelo de superficies equipotenciales en contacto. Los parámetros fotométricos de HY Pavonis son determinados a partir de las configuraciones que mejor reproducen las curvas observadas. Varias soluciones en el rango de $q = 1.90 \pm 0.25$ se ajustan en forma comparable a las observaciones. El sistema responde a una configuración de contacto de tipo W. La diferencia de temperaturas entre ambas componentes, la inclinación orbital y el grado de contacto son determinados en forma independiente del valor de q. Se discuten algunas características físicas y evolutivas de HY Pavonis en el contexto de los sistemas de contacto.

ESTUDIO PRELIMINAR DE LAS BINARIAS ECLIPSANTES

RT HYDRI Y V594 CENTAURI

E. Lapasset^{1,2}, J. Ahumada^{1,3}, M. Gómez¹, R. Fariñas¹ y J.F. González^{1,4}

¹Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba

²CONICET

³Secretaría de Ciencia y Tecnología, Universidad Nacional de Córdoba

⁴CONICOR

Resumen: Se presentan las primeras observaciones fotoeléctricas UBV de dos sistemas binarios eclipsantes de corto período orbital: RT Hydri y V594 Centauri. Se determinan nuevos tiempos de mínimo y se actualizan las efemérides, incluyendo posibles variaciones del período. Las curvas de luz derivadas de las presentes observaciones exhiben las características típicas de las binarias tipo W UMa, con apreciables profundidades en los mínimos. Un análisis preliminar de las curvas en magnitud V permite clasificar a los dos sistemas estudiados dentro del grupo de las binarias cerradas de contacto marginal.

A PRELIMINARY STUDY OF THE ECLIPSING BINARIES

RT HYDRI AND V594 CENTAURI

Abstract: The first UBV photoelectric observations of two short-period eclipsing binaries, RT Hydri and V594 Centauri, are presented. New times of minima are determined and the ephemeris is improved, including possible variations of the period. The derived light curves are typical of W UMa-type binaries and show considerably deep minima. A preliminary analysis of the curves in the V filter allows the systems to be classified as marginal-contact binaries.

Introducción. Los sistemas de contacto con períodos orbitales cortos ($P < 1$ día), conocidos como de tipo W Ursae Majoris (W UMa), representan el extremo inferior en la distribución de momentos angulares de estrellas dobles normales. Dentro del conjunto de las binarias son objetos poco frecuentes y, en muchos aspectos, muy poco comprendidos. El modelo de las superficies equipotenciales de contacto con envolventes convectivas (Lucy 1968) sirvió para explicar la escasa diferencia de temperaturas entre las componentes y el hecho de que las dimensiones de éstas son incompatibles con las de estrellas normales de secuencia principal. Muchos interrogantes quedan aún sujetos a especulaciones, particularmente en lo que se refiere a la historia evolutiva de estos objetos, en la posible existencia de envolventes radiativas, en el caso de los sistemas de tipo W con temperaturas invertidas, etc. Solamente mediante el perfeccionamiento de algunas teorías aplicables a este tipo de estrellas y la suma de nuevos y más precisos datos observacionales será factible avanzar en la interpretación de estos enigmáticos sistemas.

En este trabajo presentamos en forma preliminar observaciones fotoeléctricas UB_V de dos binarias de tipo W UMa para las cuales no existían al presente datos observacionales relevantes.

Observaciones. Las estrellas RT Hyi y V594 Cen formaron parte de un programa de observación de binarias de corto período que se desarrolló a partir del año 1988 en el observatorio de Las Campanas (Chile), en la Estación de Altura C.U. Cesco y en el Complejo Astronómico El Leoncito (San Juan, Argentina). En Las Campanas se utilizó el telescopio canadiense de 60 cm con una fotomultiplicadora RCA 1P21 refrigerada con hielo seco y electrónica con contador de fotones; en la Estación C.U. Cesco se observó con el telescopio de 76 cm y la fotomultiplicadora RCA 34031(A) refrigerada por efecto Peltier. En el CASLEO el fotopolarímetro del Observatorio del Vaticano (VATPOL) adaptado al telescopio de 215 cm fue el utilizado. En ambos casos se usaron filtros del sistema estándar UB_V, y las estrellas de programa fueron medidas diferencialmente respecto de estrellas cercanas en el campo elegidas como comparaciones. También se observaron durante algunas de las noches estrellas en el sistema estándar UB_V de las listas de Cousins (1974) y Landolt (1983) con el fin de reducir las mediciones al sistema UB_V original. Se obtuvieron en definitiva 614 observaciones individuales en cada filtro U, B y V para RT Hyi y 492 para V594 Cen, aunque en el proceso de reducción se eliminaron muchas mediciones con el filtro U por presentar demasiada imprecisión.

Efemérides. De las mencionadas observaciones fue posible determinar un buen número de tiempos de mínimo utilizando métodos gráficos. Los períodos publicados con anterioridad fueron utilizados para establecer las épocas de cada mínimo. Por procedimientos de mínimos cuadrados lineales se establecieron las siguientes efemérides de cada estrella:

RT Hydri	$T_0 = 2448206.5516$ DJHel ± 2	$P = 0.28403594$ d ± 68
V594 Centauri	$T_0 = 2448057.4974$ DJHel ± 2	$P = 0.31709855$ d ± 30

Curvas de luz. Las primeras curvas de luz fotoeléctricas de los dos sistemas aquí estudiados se derivaron de las observaciones diferenciales presentadas utilizando las efemérides obtenidas en el punto anterior para determinar las fases de cada medición. En ambos casos, las curvas de luz cubren en forma completa el ciclo de variación de esas estrellas. Se tratan de estrellas características del tipo W UMa con apreciables profundidades en los mínimos y continua variación en los máximos. RT Hyi presenta además la peculiaridad de una marcada diferencia de magnitud entre ambos máximos. Ninguno de los dos sistemas muestra evidencias de eclipses totales en sus mínimos.

Los dos sistemas objeto del presente estudio corresponden a tipos espectrales tardíos. En efecto, RT Hyi es de tipo K1V y V594 Cen es de tipo G8/9V; estas clases espectrales han sido deducidas de los índices de color B-V integrados de cada estrella. Salvo escasas excepciones, las binarias de contacto de tipos espectrales G y K corresponden a sistemas en los que la componente más masiva es la de menor temperatura, es decir, sistemas de tipo W. Este subgrupo se caracteriza por poseer períodos orbitales menores que 0.35 días (tal como las dos estrellas aquí estudiadas), y por responder a configuraciones con escaso grado de sobrecontacto y con relaciones de masa de alrededor de 0.50. Estas serían, en consecuencia, las características que a priori pueden establecerse para RT Hydri y V594 Centauri. Un análisis detallado de las curvas de luz permitirá encontrar los principales parámetros fotométricos y orbitales de estos sistemas.

Referencias

- Cousins A.W.J., 1974, MNASSA 33, 97
 Landolt A.U., 1983, AJ 88, 239
 Lucy L.B., 1968, ApJ 151, 1123

FISICA SOLAR

Observations of the Sun in Action

Observaciones del Sol en Acción

M. G. Rovira

Instituto de Astronomía y Física del Espacio, IAFE-CONICET
CC.67, Suc.28, 1428 Buenos Aires, Argentina.

Abstract

The knowledge of the solar active phenomena requires their observation from the space to cover the ranges of the electromagnetic spectrum unreachable from the ground. Presently, two missions devoted to the study of the Sun are in operation: the satellites Yohkoh and Ulysses. Their recent results are briefly analyzed and compared with discoveries of the solar dedicated satellites that were active in the 70's and 80's: the space station Skylab, the SMM and the Hinotori. The objectives and integration of the incoming SOHO satellite that will be launched in 1995, to observe continuously the Sun from the Lagrange L1 point, are also described.

Resumen

La comprensión de los fenómenos activos del Sol requiere su observación desde el espacio para cubrir los rangos del espectro electromagnético no accesibles desde tierra. Actualmente están en operación dos misiones dedicadas al estudio del Sol: los satélites Yohkoh y Ulysses. Se analizan sus resultados recientes comparándolos con los descubrimientos de los satélites solares principales de las décadas del 70 y 80: Skylab, SMM y Hinotori. Se describen también los objetivos e integración del satélite SOHO que observará continuamente el Sol, en una época de baja actividad, a partir de 1995, desde el punto de Lagrange.

Las capas de la atmósfera solar por encima de la cromósfera no se pueden estudiar con observaciones desde Tierra por dos razones principales:

1- son tan tenues con respecto a la fotosfera, que cualquier emisión que ellas produzcan en el rango visible del espectro electromagnético no se puede distinguir sobre el fondo fotosférico mucho más intenso;

2- se encuentran a temperaturas más altas que la fotosfera dando origen a emisión de líneas debidas a niveles de excitación o ionización altos. Estas líneas son generalmente emitidas en las regiones espectrales del ultravioleta y rayos X, a las cuales la atmósfera terrestre es opaca.

Por estas razones resultan de fundamental importancia las observaciones realizadas desde globos, cohetes o satélites, juntamente con mediciones en el rango visible y de radio, además de magnetogramas vectoriales, realizadas desde observatorios terrestres.

El Sol fue el primer objeto celeste observado desde el espacio: el 10 de octubre de 1946 el Laboratorio de Investigación Naval (NRL) de los Estados Unidos lanzó un cohete V2 a una altura de 160 km con un espectrógrafo sensible hasta 2 000 Å. Ocho satélites, hoy comparativamente pequeños y simples, dedicados a observaciones solares, los Observatorios Solares en Órbita (OSO), volaron entre los años 1962 y 1975.

En Mayo de 1973 fue puesta en órbita la estación espacial Skylab. Los 8 telescopios que llevaba a bordo observaron el Sol entre 2 y 7000 Å. Dos de ellos eran filtros en $H\alpha$ utilizados para el apuntamiento e identificación de las regiones activas. Los restantes incluían 2 telescopios en rayos X blandos (0.2-6 keV), 3 en UV y un coronógrafo en luz visible.

Estos instrumentos permitieron observar la corona en rayos X blandos (0.2-6 keV) con una resolución que no había sido alcanzada hasta entonces comprobándose que la corona "quieta" no existe estando constituida fundamentalmente por arcos magnéticos. Los resultados más novedosos fueron los relacionados con los agujeros coronales y los puntos brillantes.

Los agujeros coronales son extensas regiones de densidad y temperatura mucho menores que la corona que las rodea. Es un fenómeno que se distingue principalmente en rayos X y UV. También en rayos X y UV se observan los puntos brillantes que, aunque de dimensiones más pequeñas que las manchas, están igualmente asociados a intensos campos magnéticos.

En febrero de 1980, cerca del máximo de actividad del ciclo solar 21, entró en órbita el satélite Solar Maximum Mission (SMM), dedicado a la observación del Sol. Entre sus instrumentos llevaba un espectrómetro de rayos X duros, HXRBS, con una resolución temporal de 128 ms y 15 canales de energía entre unos 30 y 500 keV; un espectrómetro de imágenes en rayos X, HXIS, (3.5-30 keV) que fue el primero en obtener imágenes del Sol en rayos X duros; un espectrómetro de rayos γ , GRS, (0.3-10 MeV) con mayor sensibilidad que los que habían volado hasta entonces incluyendo la posibilidad de detectar directamente neutrones rápidos producidos por los iones acelerados en las fulguraciones. Un espectrómetro de rayos X blandos, BCS, (1.4-22.5 Å); un espectrómetro y polarímetro en UV, UVSP, (1500-3600 Å) que podía obtener imágenes en un área de 256" x 256" en pasos de 1"; un coronógrafo y polarímetro, C/P, que observaba en el rango entre 4448 y 6585 Å; los que junto con un radiómetro de alta sensibilidad, ACRIM, completaban el conjunto de instrumentos a bordo del SMM.

Entre los principales resultados del SMM podemos citar los relacionados con las imágenes en rayos X duros (16-30 keV) obtenidas por el HXIS. Las observaciones permitieron distinguir, durante la fase impulsiva de las fulguraciones solares, que la emisión se concentra en áreas pequeñas y localizadas de distinta polaridad magnética que se asocia con los extremos de los arcos magnéticos en los que se desarrolla el fenómeno.

Dentro de una incerteza de 1 s, el GRS observó que la emisión de fotones con energías desde decenas de keV a varios MeV se realiza simultáneamente en la fase impulsiva de algunas fulguraciones. Este resultado novedoso es muy importante porque implica que tanto los electrones como iones son acelerados e interactúan con el blanco al mismo tiempo.

Las observaciones en CaXIX, λ 3.176 Å del BCS permitieron observar

el corrimiento de la línea producido por el fenómeno conocido como “evaporación cromosférica” por el cual material de la cromósfera es inyectado en el arco magnético aumentando su densidad.

Se obtuvieron las primeras mediciones directas del campo magnético en la región de transición utilizando la línea del CIV λ 1548 A observada por el instrumento UVSP.

Los transitorios coronales, que ya habían sido estudiados con el Skylab, fueron analizados en más detalle con la resolución espacial del C/P.

Uno de los descubrimientos más importantes fue el realizado con el ACRIM que permitió, mediante el ajuste lineal por cuadrados mínimos de la curva de irradiancia en función del tiempo para el período 1980- 1985 determinar un decrecimiento de la “constante solar” de $-0.019\%/año$.

En febrero de 1981 fue puesto en órbita el satélite japonés HINOTORI dedicado a observaciones solares en altas energías. Más recientemente, el 30 de agosto de 1991 fue lanzado otro satélite japonés, el Yohkoh. Es un proyecto del Institute of Space and Astronautical Science (ISAS), Japón, con importante participación de otras instituciones japonesas y de grupos de investigación de los Estados Unidos y del Reino Unido. El objetivo principal es el estudio de los fenómenos solares de alta energía. Con este propósito lleva a bordo cuatro instrumentos científicos:

- 1- HXT, telescopio de rayos X duros
- 2- SXT, telescopio de rayos X blandos
- 3- WBS, conjunto de espectrómetros de banda ancha y
- 4- BCS, conjunto de espectrómetros de cristal de Bragg.

El telescopio de rayos X duros obtiene imágenes del Sol completo en 4 bandas de energía entre 13.9 y 92.8 keV. Estas son las primeras imágenes en energías de más de 30 keV, donde la radiación X se debe principalmente

a partículas no-térmicas de alta energía. La resolución temporal es de 0.5 seg y la resolución espacial de 5 seg de arco.

El telescopio de rayos X blandos, SXT, tiene una resolución angular de 2.5 seg de arco contando con 5 filtros de análisis que cubren un rango de longitudes de onda entre 2 y 50 Å. Tanto puede tomar imágenes del Sol completo como partes restringidas, por ejemplo, seleccionando las regiones más brillantes y operando en modo "flare". Observa continuamente la corona solar mostrándola como un fenómeno dinámico. En la Figura 1 se observa una imagen del Sol completo tomada por este instrumento el 23 de febrero de 1995.

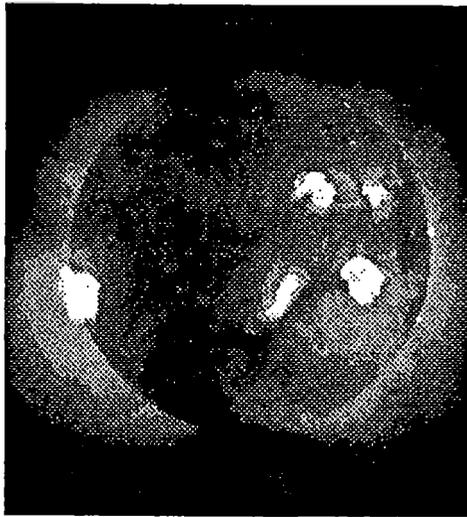


Figura 1. Imagen del Sol tomada por el instrumento SXT a bordo del satélite Yohkoh.

El WBS comprende un conjunto de espectrómetros de banda ancha cuyo rango de operación se extiende desde los rayos X blandos ($\approx 1\text{keV}$) hasta los rayos gamma ($< 100\text{MeV}$).

El BCS está compuesto por 4 cristales de Bragg con bandas de lon-

gitudes de onda angostas que cubren las principales líneas de emisión de los siguientes iones: SXV, CaXIX, FeXXV y FeXXVI. A partir de estas líneas se puede obtener valiosa información sobre las condiciones del plasma solar.

Una característica importante de este satélite es que los 4 instrumentos están co-alineados y operan simultáneamente. Esta combinación resulta de gran utilidad para investigar tanto la morfología como las condiciones físicas de los fenómenos de alta energía y alta temperatura.

Alguno de los primeros resultados confirmaron observaciones obtenidas con satélites anteriores, aunque generalmente con instrumentos de menor resolución espacial y temporal. Los fenómenos verdaderamente novedosos descritos hasta ahora como consecuencia de las observaciones del Yohkoh son:

1. Expansión ocasional o continua de la corona sobre regiones activas a velocidades de unos pocos km a unas pocas decenas de km por segundo. Estas expansiones ocurren aún en ausencia de fulguraciones y la estructura general de la región tiende a mantenerse. Este fenómeno no es previsible en la representación convencional en la cual la corona, de densidad menor y temperatura más alta, que se encuentra sobre las regiones activas, es retenida por los intensos campos magnéticos de las manchas solares en equilibrio magnetohidrostático.

2. El SXT reveló la presencia de estructuras tipo jet, aumento transitorio en la emisión de rayos X desde fuentes con movimiento aparentemente colimado. Comparando con observaciones simultáneas en H α , estos movimientos parecen ser flujos reales de plasma. Muchos de ellos están asociados a puntos brillantes en rayos X, regiones activas o regiones con flujo emergente.

Resultados igualmente interesantes se obtuvieron de los otros instrumentos, los que por el objetivo y la extensión de esta revisión no vamos a mencionar. Es de destacar, sin embargo, la capacidad del Yohkoh para observar fenómenos solares en un amplio rango de intensidad, desde débiles

estructuras coronales hasta fulguraciones brillantes, así como la posibilidad de tomar imágenes con una alta cadencia temporal, lo que permite, entre otras cosas, obtener observaciones prácticamente continuas en rayos X blandos de la evolución de una fulguración desde antes de su disparo hasta la recuperación de las condiciones coronales una vez concluido el fenómeno.

De confirmarse la expansión de la corona sobre regiones activas, esta puede tener influencias sobre el movimiento del viento solar y, en consecuencia, sobre el modelado de otros vientos estelares basado en el modelo convencional del Sol.

Otro de los comportamientos enigmáticos del Sol al que los instrumentos del Yohkoh pueden aportar información son los agujeros coronales, los que rotan como un cuerpo rígido mientras todas las otras manifestaciones de actividad superficial tienen rotación diferencial.

Este satélite sigue activo proveyendo importante y abundante información principalmente de la corona solar.

El Compton Gamma-Ray Observatory (CGRO) es un satélite de NASA de 16 000 kg que lleva 4 instrumentos que observan radiación X y gamma cubriendo casi 6 décadas de energía, desde alrededor de 15 keV hasta 30 GeV, y también neutrones muy energéticos. Fue lanzado en abril de 1991 y es la primera oportunidad en que se pueden realizar observaciones simultáneas en un rango tan amplio.

Aunque el Sol no está incluido entre los objetivos científicos centrales de la misión del CGRO, sus observaciones constituirán un valioso aporte para el estudio de las fulguraciones solares. El BATSE (Burst and Transient Source Experiment) provee observaciones con mayor sensibilidad que la del experimento similar que voló a bordo del SMM. Consta de 8 módulos iguales colocados en los extremos del CGRO lo que permite cubrir todo el cielo. Cada módulo contiene un detector de gran área (LAD) y otro espectroscópico (SD). Entre ambos cubren desde los 15 keV hasta aproximadamente los 100 MeV. En uno de sus modos de operación el LAD

obtiene datos cada 0.064 seg.

El Ulysses es una misión conjunta de ESA y NASA cuyo objetivo primario es el estudio de las propiedades del medio interplanetario y del viento solar como función de la latitud heliográfica. Ha permitido realizar, por primera vez, mediciones "in situ" fuera del plano de la eclíptica y sobre los polos del Sol.

Este satélite, de 370 kg, llegó a Jupiter en febrero de 1992, 16 meses después de su lanzamiento, y el campo gravitatorio de este planeta lo desvió a una órbita de alta inclinación al sur del plano de la eclíptica pasando entre mayo y setiembre de 1994 sobre el polo sur solar a una distancia de 2.3 UA. Entre mayo y setiembre de 1995 se producirá su pasaje por encima del polo norte del Sol.

Por último, en esta breve síntesis que pretende describir los satélites más importantes que realizaron observaciones solares durante las últimas tres décadas mencionaremos el SOHO (Solar Heliospheric Observatory). Este satélite, instrumentado por laboratorios de los EEUU y Europa, será lanzado en el transcurso de 1995. Su misión está dedicada a mejorar nuestra comprensión de la atmósfera solar exterior y del viento solar. Para ello llevará un conjunto de telescopios que permitirán el estudio de fenómenos que se inician debajo de la fotosfera y que se propagan a través de la fotosfera, cromósfera, región de transición y corona.

Las investigaciones se dividen en tres áreas principales: estudio del interior del Sol o heliosismología; estudio de la atmósfera solar; y mediciones "in situ" del viento solar. Las dedicadas a la heliosismología estudiarán principalmente aquellas partes del espectro de las oscilaciones solares que no pueden observarse desde Tierra.

Los instrumentos que estudian la atmósfera solar son fundamentalmente espectrómetros que permitirán el estudio de líneas de emisión y absorción producidas por los iones presentes en sus diferentes regiones. A partir de esta información será posible determinar temperaturas y velocidades de las cambiantes estructuras. Estas mediciones serán complemen-

tadas con el estudio de la composición y energía del viento solar. Esto se realiza con la ayuda de detectores de partículas que toman muestras del viento solar a medida que éste pasa a través de ellos.

El SOHO será colocado en órbita alrededor del punto de Lagrange Sol-Tierra: L1, a aproximadamente 1.5×10^6 km de la Tierra. Esto permite la observación continua del Sol, y además, al estar permanentemente fuera de la magnetosfera terrestre, tomar muestras del viento solar no alterada por ésta.

The Pulse Pile-up Effect in Solar Hard X-ray Spectrometers

Deformación Espectral por Apilamiento de Pulsos en Espectrómetros de Rayos X Solares

H.S.Ghielmetti y R. Fernandez
Instituto de Astronomía y Física del Espacio / CONICET

Abstract

We developed a computational technique based on Monte Carlo method to simulate the deformation of the spectra recorded by solar hard X-ray spectrometers due to pulse pile-up at high counting rates. Pile-up is simulated assuming a poissonian temporal distribution of the pulse arrivals, and also a square wave approximation to the pulse amplitude. Our code, that reproduces Datlowe's (1975) numerical algorithm when applied to thermal incident spectra, was tested also with typical power-law solar X-ray spectra, for increasing pulse input rate to the analog electronics of the pulse-height analyzer.

Resumen

Hemos desarrollado un código basado en el método de Monte Carlo, con el objeto de simular la deformación espectral, producida por apilamientos de pulsos, observada en casos de alto conteo en espectrómetros de rayos X solares. El cálculo incorpora la distribución de Poisson de los intervalos de tiempo entre pulsos sucesivos, y utiliza la aproximación de onda cuadrada para la amplitud de los pulsos analizados. El método ha sido aplicado a espectros solares de tipo térmico, en los que se reproduce los resultados del cálculo numérico de Datlowe (1975), y a espectros incidentes de tipo potencial con distinto grado de dureza. Dado un tiempo efectivo para el apilamiento, los resultados muestran la fuerte dependencia de la deformación con la intensidad de la radiación detectada.

Es un hecho conocido, particularmente en el campo de la física nuclear, que pulsos sucesivos generados en un detector de centelleo pueden apilarse en el circuito electrónico que precede al analizador de pulsos asociado. Este efecto instrumental, más notable cuando se detectan altos contajes, distorsiona la distribución espectral observada. Su influencia en la interpretación de los espectros de rayos X de las fulguraciones solares fué señalada inicialmente por Kane y Hudson (1970) en relación con las observaciones del espectrómetro de centelleo del satélite OSO-III. Datlowe (1975) propuso un método de cálculo numérico, y lo aplicó para corregir los espectros de rayos X solares observados con el

OSO-7. Sin embargo, aunque el efecto es mencionado como presente en otras observaciones espectrales posteriores, en fulguraciones solares de gran intensidad, no se da una estimación cuantitativa de su influencia.

El satélite argentino SAC-B incluye un espectrómetro de centelleo para la observación de la emisión de rayos X duros en las fulguraciones solares. Como en instrumentos similares, su función de respuesta fue originalmente calculada para la situación límite de conteo tendiente a cero. En este trabajo esa función de respuesta se ha mejorado incorporando el efecto del apilamiento de pulsos. Para ello, se incluye la distribución poissoniana de intervalos de tiempo entre pulsos sucesivos. Como Datlowe (1975) hacemos la aproximación de onda cuadrada para calcular la amplitud de los pulsos apilados, y definimos un tiempo efectivo τ para el apilamiento. Además la simulación incluye los pulsos perdidos en el tiempo muerto adicional utilizado en la conversión digital de cada pulso analizado.

El método ha sido verificado, en primer lugar, reproduciendo correctamente los resultados del cálculo numérico de Datlowe para el caso de espectros incidentes de tipo térmico (Ver Fig. 1). En ese caso, y también con espectros de forma potencial ($E^{-\gamma}$), la importancia de la deformación depende del parámetro $\alpha = a\tau$, donde a es la tasa (pulsos/seg.) de los pulsos detectados, es decir, depende de la intensidad de la fulguración. Con espectros potenciales, en los más duros ($\gamma = 1 - 2$) la deformación es menos notable, pero en su mayoría los espectros X solares observados son más blandos ($\gamma = 4 - 5$), y para estos casos de alta intensidad la simulación muestra que la deformación es grande. Resulta también que el apilamiento de pulsos puede hacer aparecer espectros incidentes térmicos como de forma potencial.

La calibración del espectrómetro del SAC-B se hará utilizando fuentes radioactivas monoenergéticas. La simulación de MC para una fuente de Am^{241} (pico en 59.5 keV) muestra que la relación entre el área del pico con apilamiento doble y la del pico de pulsos simples, crece linealmente con el conteo producido por la fuente (Ver Fig. 2). Así sería posible estimar experimentalmente, comparando la relación calculada y la medida, el tiempo efectivo de apilamiento.

Dado que la electrónica asociada a los distintos espectrómetros de rayos X duros solares utilizados en el pasado, o activos actualmente, tienen tiempos τ del mismo orden (alrededor del microsegundo), es obvio que este efecto instrumental afectará a los más sensibles, es decir los de mayor área, y por lo tanto de, proporcionalmente, mayor conteo a igualdad de flujo detectado. Por ejemplo, el llamado Detector de Gran Área (LAD)

del instrumento BATSE en el satélite CGRO tiene una area 30 veces mayor que la de nuestro espectrómetro en el SAC-B, y por ello los efectos del apilamiento estimados con nuestra simulación serán comparables ya para fulguraciones solares unas 30 veces menos intensas. Por ello el análisis de la información espectral del LAD debe tener en cuenta este efecto.

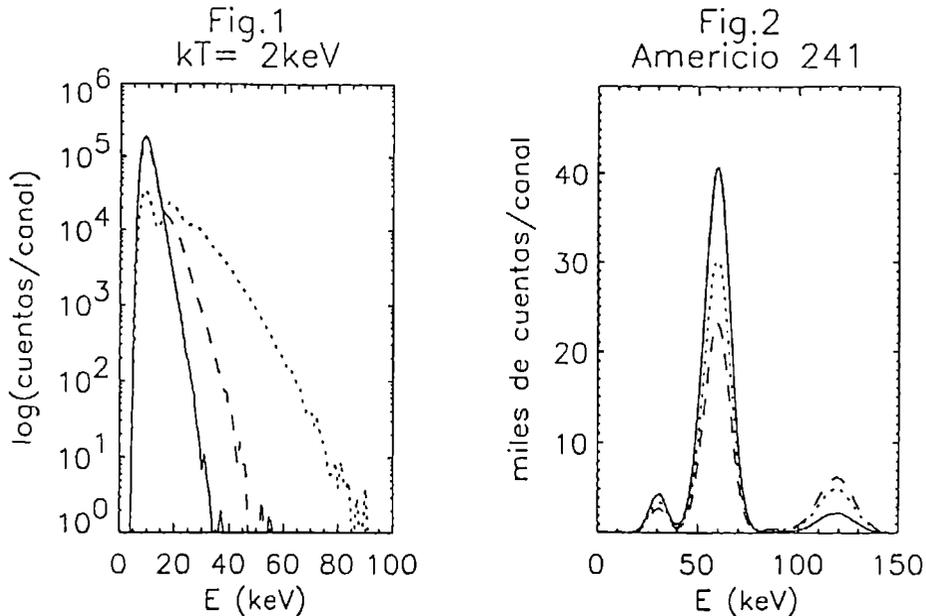


Fig. 1: Simulación MC del espectro observado por el espectrómetro de rayos X del SAC-B para un espectro incidente térmico ($kT=2$ keV) y valores crecientes de a (con $\tau = 3$ microseg.). Línea completa $\alpha = 0.001$, línea cortada $\alpha = 0.1$ y línea de puntos $\alpha = 1$.

Fig. 2: Simulación MC de la respuesta del espectrómetro de rayos X del SAC-B para la fuente de Am^{241} . Muestra un apilamiento creciente en el pulso doble para a creciente y $\tau = 3$ microseg. Línea completa $\alpha = 0.3$, línea de puntos $\alpha = 0.9$ y línea cortada $\alpha = 1.5$.

Referencias

- Kane, S.R. y Hudson, H.S., 1970. Solar Phys. 14, 414-418.
 Datlowe D.W., 1975. Sp. Sc. Instrument., 1, 389-406.

Solar prominences line profiles

Perfiles de líneas de protuberancias solares

G. Stenborg, P. Mauas y M. Rovira
Instituto de Astronomía y Física del Espacio, IAFE-CONICET
CC.67, Suc.28, 1428 Buenos Aires, Argentina.

Abstract

A numerical code to calculate the line profiles for different elements present in the solar atmosphere was developed for the particular case of solar prominences. The objective is to compare the calculated with the observed profiles in order to limit the range of variation of the physical parameters, as temperature, pressure, electronic density, total density and turbulence velocity, which characterize these phenomena.

Resumen

Se implementó un código numérico que permite el cálculo de perfiles de líneas de elementos más pesados que el hidrógeno, presentes en la atmósfera solar, aplicándolo al caso particular de las protuberancias. El objetivo es comparar estos perfiles calculados con sus observaciones, y así limitar el rango en que varían los distintos parámetros físicos que caracterizan la estructura de una protuberancia, por ejemplo, la temperatura, presión, densidad electrónica, densidad total y velocidad de turbulencia.

Las protuberancias solares son estructuras en la corona baja del Sol, cuya densidad es unas cien veces mayor y cuya temperatura es unas cien veces menor que la atmósfera que las rodea. Estas condiciones generan un fuerte gradiente de temperatura que contribuye a que el plasma que las forma se encuentre muy lejos del equilibrio termodinámico local (ETL). Por ello, en el análisis teórico de su estructura es necesario resolver simultáneamente las ecuaciones de equilibrio estadístico y de transporte de radiación.

En este trabajo representamos a la protuberancia por una placa de espesor finito, y de extensión infinita en las otras dos dimensiones, ubicada verticalmente sobre la superficie solar. Está iluminada desde ambos lados por radiación fotosférica y cromosférica de valor conocido. Reemplazando la solución formal de la ecuación de transporte de radiación en la ecuación de equilibrio estadístico obtenemos un sistema de ecuaciones cuya solución nos permite conocer las poblaciones de los niveles del átomo o ión considerado en función de la distancia al plano central de la protuberancia. Además de los parámetros atómicos del elemento cuyos perfiles de línea queremos calcular, son datos de entrada de este cálculo la distribución espacial de la temperatura, densidad electrónica, densidad total y presión que es obtenida en forma independiente resolviendo el sistema para el átomo de hidrógeno por ser éste el elemento más abundante en la atmósfera solar.

El nuevo código numérico fue aplicado al cálculo de las líneas de CaI, MgI, CaII y MgII utilizando modelos de protuberancias con distintos valores de presión: 0.02, 0.05 y 0.2 *dina cm⁻²*. El ajuste de la intensidad de una línea requiere, en cada caso, considerarla como resultante de la superposición de un cierto número de placas similares que llamaremos "hebras". Para las líneas h y k del MgII la intensidad es independiente del número de hebras, mientras que para el CaII es proporcional a este número. Esto significa, por un lado, que las líneas h y k del MgII son ópticamente gruesas y las H y K del CaII son ópticamente finas.

Comparamos las intensidades integradas de dichas líneas con las observaciones del satélite OSO 8 encontrando que el mejor ajuste de las líneas

del MgII se consigue con con una presión de 0.2 dina cm^{-2} y alrededor de 50 hebras. Para las líneas del CaII, en cambio, con la misma presión, serían necesarias más de 100 hebras.

Para otra protuberancia, en un trabajo anterior, encontramos que para ajustar las intensidades de las líneas del hidrógeno también se necesitan más de 100 hebras, aunque en este caso para $p=0.1 \text{ dina cm}^{-2}$. Esto significa que debemos variar los parámetros de entrada al programa que calcula la atmósfera de la protuberancia a partir de la solución del átomo de hidrógeno hasta encontrar valores de presión, temperatura central, velocidad de turbulencia, etc que ajusten simultáneamente las líneas de los elementos (átomos e iones) que vamos incorporando al cálculo.

ZONES WITH QUASI-DISCONTINUOUS MAGNETIC CONNECTIONS IN THE PHOTOSPHERE AND SOLAR FLARES

ZONAS CON CONEXIONES MAGNETICAS CUASI-DISCONTINUAS EN LA FOTOSFERA Y FULGURACIONES SOLARES

L.G.Bagalá ¹, C.H. Mandrini ¹ y P.Démoulin ²

1. Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)- Buenos Aires.

2. DASOP- Observatoire de Paris - France

Abstract

The topological structure of active regions is related with flare brightenings. (Mandrini et al, 1991, 1993; Démoulin et al, 1992, 1993, 1994). In these works, we modeled the observed longitudinal magnetic field by means of a discrete number of subphotospheric magnetic poles, and derived the magnetic topology taking into account the connections between these poles (*source method, MF*). We present here a new method (*quasi-discontinuity method, MQD*). It finds the regions above the photosphere where the connectivity of field lines changes drastically.

Resumen

La estructura topológica de las regiones activas está relacionada con los brillantamientos debidos a las fulguraciones (Mandrini et al, 1991, 1993; Démoulin et al, 1992, 1993, 1994). En estos trabajos, el campo magnético fotosférico se modelaba en base a un conjunto de fuentes ubicadas por debajo de la fotosfera y la topología se definía teniendo en cuenta las conexiones entre éstas (*método de fuentes, "MF"*). Aquí presentamos un método nuevo, llamado de *cuasi-discontinuidad (MQD)*. La finalidad de éste es encontrar las regiones en donde ocurren cambios rápidos en la conectividad de las líneas de campo por encima de la fotosfera.

Introducción

Se han desarrollado varios modelos en 2D y 2D1/2 en los que el proceso de reconexión del campo magnético tiene lugar en láminas de corriente que pueden formarse en los alrededores de los puntos

nulos o en las separatrices. En las láminas las líneas de campo cambian su conectividad en forma discontinua. Sin embargo, no está claro aún como procede este mecanismo en 3D. En nuestros estudios usando el MF, hemos encontrado que los brillantamientos de las fulguraciones están ubicados sobre las separatrices y que su posición coincide con las zonas donde las conexiones magnéticas "parecen ser discontinuas". Se tienen entonces tanto argumentos teóricos como observacionales para desarrollar un método que permita encontrar las regiones que presentan una drástica variación en las conexiones magnéticas a nivel fotosférico.

Breve descripción del método

Sean (x,y) y (x',y') las coordenadas de la posición inicial y final respectivamente de una línea fotosférica de campo. La conectividad de las líneas de campo de la región activa está caracterizada por: $X=x'-x$, $Y=y'-y$ como función de la posición inicial (x,y) . Por variación drástica en la conexión de una línea entendemos que: $X(x,y)$, $Y(x,y)$ se modificarán apreciablemente frente a una variación leve de (x,y) . Se define una función $F(x,y)$ que caracteriza a estas variaciones drásticas como:

$$F(x,y) = \sqrt{\left(\frac{dX}{dx}\right)^2 + \left(\frac{dY}{dy}\right)^2 + \left(\frac{dX}{dy}\right)^2 + \left(\frac{dY}{dx}\right)^2}$$

$F(x,y)$ satisface las siguientes características: 1) es adimensional, 2) es independiente del sistema de coordenadas, 3) acumula la variación de la conexión de una línea de campo en ambas direcciones, x e y , y 4) la ubicación espacial de los valores más altos de F determina las regiones donde la conexión de las líneas de campo en la fotosfera cambia drásticamente. La estimación numérica de la función F , en una región fotosférica dada, requiere del cálculo de un inmenso número de líneas de campo. Luego, se comienza con una grilla numérica rectangular gruesa. Esta permite tener una primera estimación del valor de F en todos los puntos de la grilla, usando diferencias finitas centradas. Las N ubicaciones donde F es mayor que un cierto valor se conservan y el cálculo se repite usando una grilla dos veces más fina, sólo en los puntos cercanos a los N

anteriores. El proceso se repite hasta que se obtiene una precisión espacial adecuada. El valor de N se impone en cada iteración para obtener resultados más rápidos y precisos.

Conclusiones

Aplicamos el *MQD* a varias regiones activas cuya topología había sido estudiada anteriormente usando el *MF*. De este estudio preliminar vemos que:

- El *MQD* define zonas abiertas que no pueden asociarse uno a uno con las clásicas celdas de conectividad dadas por el *MF*.
- Las bandas dadas por el *MQD* coinciden con porciones de las separatrices definidas por el *MF*.
- En las regiones activas bipolares el *MQD* define dos bandas elongadas con dos zonas en donde las conexiones varían drásticamente, mientras que en las regiones cuadrupolares aparecen 4 zonas de conectividad discontinua. Esto está de acuerdo con las observaciones de la morfología de los brillantamientos.
- Dado que se ha demostrado (Démoulin et al, 1994 en preparación) que cualquier movimiento fotosférico, en particular aquellos que ocurren a gran escala, induce la formación de corrientes concentradas en la zona de *cuasi-discontinuidad*; la coincidencia de las corrientes fotosféricas derivadas de los magnetogramas vectoriales con las zonas de variación drástica y los brillantamientos sugieren, que éstas son las que proveen la energía que luego se libera por reconexión durante las fulguraciones. Las zonas de reconexión estarían ubicadas sobre superficies abiertas cuya intersección con la fotosfera son las bandas de *cuasi-discontinuidad*.

Referencias

- Démoulin, P., Hénoux, J.C., Mandrini, C.H.: 1992, *Solar Phys.* 139, 105.
Démoulin, P., van Driel-Gesztelyi L., et al: 1993, *Astron. Astroph.* 271, 292.
Démoulin, P., Mandrini, C., Rovira M., et al: 1994, *Solar Phys.* 150, 221.
Mandrini, C., Démoulin, P., et al: 1991, *Astron. Astroph.* 250, 541.
Mandrini, C., Rovira, M., Démoulin, P., et al: 1993, *Astron. Astroph.* 272, 609.

Critical analysis of solar hard X-ray observations

Análisis crítico de observaciones de rayos X duros solares

H. Ghielmetti y M. Rovira

Instituto de Astronomía y Física del Espacio, IAFE-CONICET
CC.67, Suc.28, 1428 Buenos Aires, Argentina.

Abstract

The impulsive phase of a solar flare hard X-rays emission is a rich source of information to understand the physics processes acting during the flare phenomenon. Particularly, in some cases, it shows the superposition of many intensity variations with time scales of tens to tenths of seconds. Looking for an objective method to separate and characterize these possible time scale fluctuations we tried the novel method of the Discrete Wavelet Transform (DWT), applying it to some hard X-rays flares observed with good time resolution (64 ms) by the Large Area Detector (LAD) of BATSE, an instrument on board the CGRO satellite.

Resumen

La fase impulsiva de la emisión de rayos X duros en una fulguración solar muestra la superposición de fluctuaciones en la intensidad con escalas de tiempo de hasta decenas de segundos y otras muy rápidas, en el rango de las décimas de segundo. En la búsqueda de un método objetivo para separar esas variaciones de distinta escala se ensaya el método de la Transformada Discreta en Onditas, aplicándola a algunas fulguraciones observadas con buena resolución temporal (64 mseg) con el detector de gran área (LAD) del instrumento BATSE en el satélite CGRO.

Es objetivo central en la investigación de las fulguraciones solares la identificación del proceso responsable de la impredecible, rápida, enorme liberación de energía que las caracteriza, y la identificación y localización (en el espacio y en el tiempo) de los procesos físicos que rigen las distintas etapas de su desarrollo. Esto requiere, por una parte, la observación simultánea en distintos rangos del espectro electromagnético (radio, visible, UV, X, gamma) y, además, que en cada rango se disponga de la resolución espacial, temporal y espectral compatible con las respectivas escalas de variación de los fenómenos involucrados.

La evidencia observacional más clara de que algunos de esos procesos son abruptos, repetitivos, y de corta duración, está dada por la detección de la emisión impulsiva de rayos X duros (de 10's a 100's de keV) y microondas. En particular los rayos X duros son un elemento de diagnóstico utilizado para comprender los mecanismos de aceleración y transporte de los electrones que en su interacción con la atmósfera solar generan los rayos X. Por ello son muy útiles las observaciones de rayos X duros con buena resolución temporal (64 msec) obtenidas por el detector de gran área (LAD) del instrumento BATSE instalado a bordo del satélite CGRO.

El propósito de este trabajo es encontrar un método de análisis de la serie temporal de contajes provista por el LAD durante una fulguración solar que permita la estimación en forma objetiva de las distintas escalas de tiempo presentes, separando las variaciones comparativamente lentas de las rápidas o muy rápidas, con fluctuaciones de tiempos característicos en el rango de la fracción de segundo. La transformada rápida de Fourier, aunque apta para la búsqueda de componentes de distinta frecuencia en fluctuaciones cuasi-periódicas no proporciona su ubicación temporal en el fenómeno. Además, el filtrado necesario para borrar el ruido de origen estadístico produce indeterminaciones que afectan las componentes rápidas. Por ello ensayamos por primera vez la técnica de la Transformada Discreta en Onditas (wavelets u ondelettes) a los 15 casos de que disponemos. Este análisis, de uso creciente en astronomía, es particularmente apto para aplicar a fenómenos en los que se superponen cambios abruptos de alguna magnitud física, siendo una de sus virtudes la localización en el tiempo de cada componente.

Como ejemplo de los resultados obtenidos presentamos en la Figura 1a el registro de la banda 25-50 keV del LAD en una fulguración solar importante cuya duración total fue de unos 120 segundos. Esta muestra un segmento inicial (≈ 50 seg) dominado por variaciones lentas en las que se superponen fluctuaciones de pequeña amplitud, seguido por un intervalo que incluye fluctuaciones más rápidas, con excursiones en la intensidad mucho más profundas. La descomposición en onditas es ejemplificada, en este caso, mostrando sólo dos componentes, correspondientes a tiempos característicos de 1-2 seg (Fig.1b) y unos 20 seg (Fig.1c). La figura muestra también la diferente localización en el tiempo de las dos escalas temporales. Finalmente, es también un resultado interesante de esta aplicación preliminar de la DWT que ninguno de los 15 casos analizados muestra componentes dominantes en escalas de tiempo de décimas de seg.

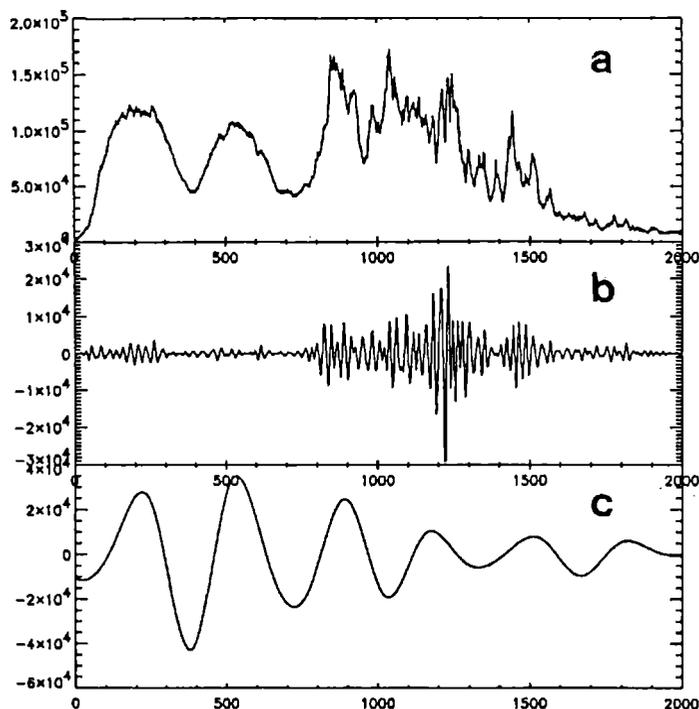


Figura 1. Emisión de rayos X duros de la fulguración solar del 10/6/91. Ctas/seg vs número de intervalos de 64 mseg.

Magnetic topology of a complex active region

Topología magnética de una región activa compleja

C.H. Mandrini¹, M.G. Rovira¹, P. Démoulin², J.-F. de La Beaujardière^{2,3}
y J.C. Hénoux²

¹ Instituto de Astronomía y Física del Espacio, IAFE-CONICET, CC.67,
Suc.28, 1428 Buenos Aires, Argentina.

² Observatoire de Paris, DASOP, URA326 (CNRS), 92195 Meudon
Cédex, FRANCE.

³ Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive,
Honolulu, HI 96822-1839, USA.

Abstract

We present a detailed analysis of the magnetic topology of AR 6233 on two consecutive days (August 28 and 29, 1990). We compare the location of the magnetic separatrices and separators with off-band H α observations and other flare manifestations, such as intense nonthermal electron precipitation and high coronal pressure sites, for two flares that occurred on these days. Because transverse magnetograms indicate that strong magnetic shear is present along the longitudinal inversion line, where flare brightenings are located, the observed photospheric magnetic field is modeled in an approach in which a combination of sources with current-free and non current-free magnetic field is used. This model allows us to obtain a better fit between the observed and modeled transverse field. Then, we find a closer relationship between separatrices and flare features. The results of a current-free and of a linear force-free approach are also discussed.

As in other flaring regions studied previously, chromospheric flare

brightenings are found on separatrices. The topological structure obtained for these flares is rather complex and cannot be explained by classical flare models. We find that the connectivity of field lines may change drastically from one edge of an $H\alpha$ ribbon to the other. Electron precipitation and high coronal pressure sites, and some photospheric intense currents are also found in the immediate vicinity of separatrices. The early kernels of August 28 flare are found closer to the separatrices of the nonpotential field, while the later are closer to those of the potential field. All these results agree with the hypothesis that magnetic energy is stored in field-aligned currents and released due to magnetic field reconnection, with a noticeable relaxation of the field, either at the separator region or on separatrices.

Resumen

Presentamos un análisis detallado de la topología magnética de AR 6233 en dos días consecutivos (28 y 29 agosto de 1990). Comparamos la ubicación de las separatrices y separadores con observaciones en las alas de $H\alpha$ y otras manifestaciones, tales como zonas de precipitación intensa de electrones no térmicos y presión coronal alta, correspondientes a dos fulguraciones que tuvieron lugar en esos días. Las observaciones del campo magnético transversal indican que a lo largo de la línea de inversión de polaridad, donde se encuentran los abrigantamientos, el campo es altamente no potencial. Por lo tanto, el campo fotosférico observado se modela usando una combinación de fuentes potenciales y no potenciales. Este modelo nos permite obtener un mejor ajuste con las observaciones y, de esta forma, una estrecha relación entre las separatrices y las distintas manifestaciones de las fulguraciones. Discutimos también los resultados del cálculo de la topología en base a un modelo del campo libre de corrientes y libre de fuerzas lineal.

Como en otros casos estudiados anteriormente, los abrigantamien-

tos cromosféricos se encuentran sobre las separatrices. La estructura topológica obtenida es compleja y no puede ser explicada en base a los modelos de fulguración clásicos. Encontramos que la conectividad de las líneas de campo puede cambiar drásticamente desde un borde de una banda en $H\alpha$ al otro. Las zonas de precipitación de electrones y presión coronal alta, y algunas regiones con corrientes fotosféricas intensas, se encuentran también en las proximidades de las separatrices. Los núcleos de emisión tempranos de la fulguración del 28 de agosto están más cerca de las separatrices calculadas a partir del modelo no potencial, mientras que los tardíos están más cerca de las obtenidas con la aproximación no potencial. Todos estos resultados indican que la energía del campo magnético se almacena en forma de corrientes alineadas con el mismo y que ésta se libera por reconexión magnética, con una notable relajación del campo, ya sea en el separador o en las separatrices.

TASAS COLISIONALES NO-TERMICAS Y FULGURACIONES SOLARES

P. Mauas
IAFE

Aplicando un formalismo de Fokker-Planck para estudiar la función de distribución que describen los haces de electrones acelerados que inciden en la cromosfera solar durante fulguraciones, se calculan las tasas de excitación e ionización debidas a colisiones con partículas del haz.

Se utilizan estas tasas no térmicas para el cálculo de modelos autoconsistentes de atmósfera, y se estudia cómo este efecto altera los perfiles de las líneas cromosféricas durante una fulguración. En particular, se muestra que si estas tasas son tenidas en cuenta en el cálculo de la atmósfera, las líneas de Balmer aparecen considerablemente ensanchadas, lo que coincide con las observaciones.

ACTIVIDAD SOLAR

R. Souto y R. S. J. Castiñeiras

La base de datos que permitió la confección de estos gráficos, implicó la entrada de más de 30.000 Registros Numéricos por miembros de nuestro Observatorio. Los valores del Nro. de Wolf para 1994, son provisionales, por lo tanto sujetos a cambios. Los valores de flujo solar, en la frecuencia de 2800 MHz (10.7 cm) son provistos como un servicio del National Research Council of Canada, para SIDC desde 1986.

Los valores de X-FLARES INDEX, hasta octubre de 1992, son calculados como la suma del Nro. de C-FLARES + 10 veces el Nro. de M-FLARES, con significación de rayos X - 100 veces el Nro. de M-FLARES, con flujo importante en rayos X. Estos valores están disponibles desde 1986.

MEDIO INTERESTELAR

NGC 3603 OR THE GALAXY FARM: FORMING STARS OR FEEDING PIGS?

H. Dottori
Inst. de Física -UFRGS

We present observations of non-stellar emission objects in the field of the ionizing cluster NGC 3603. Spectroscopic and Photometric observations are used to analyze the physical properties of these intriguing objects.

They are globules, about 0.1pc in diameter, with high electronic density, which present emission characteristics of planetary nebulae. Their total brightness as well as the age of NGC 3603 and the large amount of objects detected argue against the PN hypothesis. We discuss the possibility of external ionization and conclude that they are objects partially ionized by the central ionizing cluster (PIGS) of NGC 3603.

DISTRIBUCION CINEMATICA DEL MATERIAL INTERESTELAR LOCAL

W. G. Pöppel, P. Marronetti y P. Benaglia
IAR

Se hace una comparación crítica de diversos resultados observacionales tomados de la literatura con los resultados predichos por un modelo basado en un evento explosivo producido hace unos 30 a 37 millones de años dentro del estrato de gas neutro frío y a unos 120 - 200 pc de la posición actual del Sol.

THE SHAPE OF INTERSTELLAR DUST GRAINS

G. A. Medina Tanco
IAG / USP

Analisa-se a evolucao da forma de um grao de poeira interestelar a medida que ele cresce acretando novas moleculas. Pode se considerar entao un grao tipico num certo estagio como uma mera superficie rigida provendo os sitios de adsorcao para a proxima camada externa. Esta nova camada provera, ao seu devido tempo, os sitios de adsorcao para a camada subsequente. Assim, e de se esperar que a sua densidade superficial esteja fortemente relacionada com a forma final do grao. A superficie do grao em rotacao e considerada como uma grilha reticular plana de M nodos independentes, distinguiveis e equivalentes com N moleculas adsorvidas, as quais sao tratadas como um gas bidimensional. A analise mostra as condicoes sob as quais um grao de uma dada forma e momento angular inicial tende a crescer elongado ou esferoidal (e a forma final do objeto) quando acreta moleculas de temperatura T .

ESTUDIO DE LA CINEMATICA Y DISTRIBUCION DEL MATERIAL INTERESTELAR EN ASOCIACIONES OB

C. A. Olano, M. C. Martín y N. B. Caballero
IAR

Se ha continuado con el estudio de la región comprendida entre $90^\circ < l < 180^\circ$ y $-10^\circ < b < 10^\circ$. En los mapas preliminares se mostraba en detalle la distribución global del gas relacionada con las asociaciones de Cefeo y otras. En esta etapa se analizaron los perfiles de la línea de 21 cm del HI, no sólo en la región señalada, sino que (las componentes parecían extenderse más allá de esta zona) se amplió a $10^\circ < b < 20^\circ$. El análisis gaussiano se extendió también a los perfiles de la emisión molecular del CO en 1.15GHz. Los mapas preliminares de estas componentes permiten concluir que algunas de las mismas están sin duda asociadas con Cefeo y con el Cinturón de Gould.

SISTEMAS ESTELARES

CHEMICAL EVOLUTION OF THE GALACTIC DISK : EVIDENCE OF AN ABUNDANCE GRADIENT PERPENDICULAR TO THE GALACTIC PLANE.

EVOLUCION QUIMICA DEL DISCO GALACTICO : EVIDENCIA DE UN GRADIENTE DE ABUNDANCIA PERPENDICULAR AL PLANO DE LA GALAXIA.

A.E. Piatti, J.J. Clariá, M.G. Abadi, y M.B. Mosconi

Observatorio Astronómico de Córdoba, CONICET.

ABSTRACT : Using a revised DDO abundance scale for the galactic open cluster system, the existence and size of the radial and axial abundance gradients, as well as the existence of a global age-metallicity relation in the galactic disk are investigated.

RESUMEN : Haciendo uso de una escala de abundancia DDO revisada para el sistema de cúmulos abiertos galácticos, se investiga la existencia y magnitud de los gradientes de abundancia radial y axial, como así también la existencia de una relación global edad-metalicidad en el disco galáctico.

INTRODUCCION

Durante las últimas décadas, se han venido llevando a cabo numerosos estudios con el propósito de investigar la evolución química y dinámica del disco de nuestra Galaxia. Sin embargo, debido a la cada vez mayor complejidad de los modelos y a la limitada cantidad y calidad de datos observacionales, no ha podido aún conformarse una imagen única del mencionado proceso evolutivo. Si bien hay consenso general respecto a la existencia de un gradiente radial de abundancia en el disco, existen todavía considerables contradicciones acerca de si existe o no un gradiente de abundancia perpendicular al plano de la Galaxia. Por otra parte, la relación edad-metalicidad desempeña un papel muy importante en la comparación con modelos teóricos que describen la evolución química del disco galáctico.

El primer objetivo de este trabajo ha sido proveer un conjunto homogéneo de abundancias precisas de una muestra cuantitativa y cualitativamente importante de gigantes del campo y de cúmulos abiertos, con la cual resulte posible abordar los tópicos mencionados arriba. Al respecto, hemos intentado llevar la precisión de nuestros análisis a un punto donde no sólo el comportamiento de las abundancias con la posición y la edad puedan ser debidamente discutidas, sino también las dispersiones alrededor de esas relaciones medias.

ESTABLECIMIENTO DE LA ESCALA DE ABUNDANCIA

Dada la reconocida eficiencia del sistema fotométrico DDO para derivar metalicidades de estrellas gigantes de población I, hemos empleado esta técnica en nuestro análisis. En total, hemos analizado 621 probables gigantes rojas con fotometría UBV-DDO conocida en 113 cúmulos abiertos.

La separación de miembros físicos y estrellas del campo la efectuamos, según el caso, sobre la base de información espectrovelocimétrica Coravel, información astrométrica, y/o criterios fotométricos descritos por Clariá y Lapasset (1983) y Schmidt (1984). De los 113 cúmulos analizados encontramos que 31 no poseen definitivamente gigantes rojas, en tanto que 12 tienen estrellas que, o bien son muy tempranas para un análisis DDO, o bien son objetos de alta luminosidad (ej.: supergigantes). Cinco cúmulos fueron eliminados por presentar enrojecimiento diferencial, gigantes rojas variables o realidad física cuestionable. La muestra original se redujo entonces a 66 cúmulos abiertos con 350 gigantes rojas confirmadas.

Recientemente, Piatti et al. (1993) han establecido una nueva calibración de abundancias DDO para gigantes rojas de población I, la cual produce metalicidades en muy buen acuerdo con aquéllas derivadas a partir de espectroscopía de alta dispersión. Cuando intentamos aplicar la nueva calibración a la muestra de 66 cúmulos abiertos, encontramos que 3 de ellos incluyen sólo gigantes fuera del rango de la calibración, por lo que finalmente la muestra se redujo a 63 cúmulos en un amplio rango de edades.

RESULTADOS

En principio y en el escenario de la evolución química del disco galáctico, la razón $[Fe/H]$ debería poder expresarse como una función de la distancia galactocéntrica (R_{gc}), la altura sobre el plano ($|Z|$) y la edad (t). Por lo tanto, para examinar el comportamiento intrínseco de la metalicidad con alguna de estas 3 variables, debemos desafectarla de la dependencia que pueda presentar con las restantes 2 variables. Esta corrección es fundamental, ya que de no efectuarla, la relación entre la metalicidad y alguna de las variables podría incluir efectos espúreos.

En lugar de llevar a cabo dicha normalización, hemos preferido realizar un ajuste lineal por cuadrados mínimos de las abundancias simultáneamente en función de las 3 variables. A partir de este ajuste, corroboramos la existencia de un gradiente radial ($\partial[Fe/H]/\partial R_{gc} = -0.07 \text{ kpc}^{-1}$) similar a los previamente publicados. Los puntos de la Fig. 1 representan el promedio de las abundancias en un cierto intervalo de R_{gc} . Además, confirmamos la inexistencia de una relación global edad-metalicidad, tal como ilustra la Fig.2. Sin embargo, a diferencia de los estudios recientes de

Friel y Janes (1993) y Geisler et al. (1992), detectamos un gradiente perpendicular al plano ($\partial[\text{Fe}/\text{H}]/\partial|Z| = -0.34 \text{ kpc}^{-1}$) significativamente superior al gradiente radial. La Fig. 3 muestra los valores medios de las abundancias en diferentes intervalos de $|Z|$. Este último resultado fue chequeado considerando los apartamientos máximos en Z que podrían haber experimentado los cúmulos a lo largo de su vida, y también, por medio del análisis de 438 gigantes rojas ubicadas en dirección al polo sur galáctico. En el primer caso - probablemente la situación más desfavorable - encontramos un gradiente de -0.20 kpc^{-1} , en tanto que para la muestra de gigantes el gradiente encontrado es de -0.35 kpc^{-1} . La Fig. 4 refleja el cambio en el gradiente cuando se consideran los $Z_{\text{máx}}$ en lugar de los valores observados.

REFERENCIAS

- Carlberg, R.G., Dawson, P.C., Hsu, T., Vandenberg, D.A., 1985, ApJ 294, 674.
 Clariá J.J., Lapasset, E., 1983, JApA 4, 117.
 Friel, E.D., Janes, K.A., 1993, AA 167, 75.
 Geisler, D., Clariá, J.J., Minniti, D., 1992, AJ 104, 1892.
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Lapasset, E., 1983, JApA 14, 145.
 Schmidt, E.G., 1984, ApJS 55, 455.
 Twarog, B.A., 1980, ApJ, 294, 294.

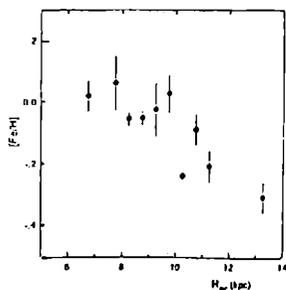


Fig. 1 : Gradiente de abundancia radial en el disco galáctico. Los cuadrados y barras muestran las abundancias medias y desviación estándar en diferentes intervalos de R_{gc} respectivamente.

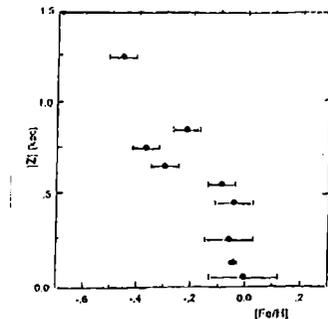


Fig. 2 : Gradiente de abundancia axial. Los puntos y las barras representan las abundancias medias y desviación estándar en distintos intervalos de $|Z|$, respectivamente.

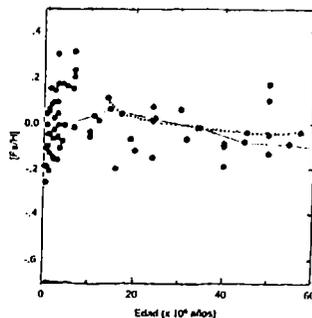


Fig. 3 : Relación edad-metallicidad (puntos) para nuestra muestra de cúmulos estelares. La línea continua representa la relación derivada por Twarog (1980), y la de puntos es de Carlberg et al. (1985) para estrellas de la vejez solar.

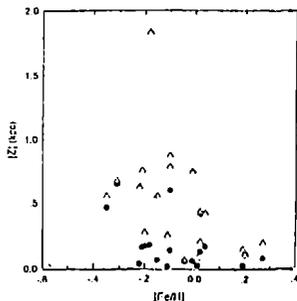


Fig. 4 : $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs $|Z|$ para 19 cúmulos. Los triángulos corresponden a las posiciones observadas sobre el plano galáctico, mientras que los triángulos demuestran los valores de $|Z|$ máximos que podrían alcanzar cada cúmulo.

CCD Ca II TRIPLET SPECTROSCOPY OF METAL-POOR GLOBULAR CLUSTER GIANTS

ESPECTROSCOPIA CCD DEL TRIPLETE DEL CALCIO IONIZADO EN GIGANTES ROJAS DE CUMULOS GLOBULARES POBRES EN METALES

D. Geisler¹, A.E. Piatti², J.J. Clariá², y D. Minniti³.

1 : Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, Chile.

2 : Observatorio Astronómico de Córdoba, Argentina.

3 : Observatorio Europeo del Sur, Alemania.

ABSTRACT : We present medium-resolution spectra at the Ca II infrared triplet for 164 giants in 12 metal-poor Galactic globular clusters. These data indicate that the lower metallicity limit for globular clusters in the Galaxy is -2.25 ± 0.10 , and a similar value also appears to hold for other nearby globular cluster systems. This paper has been published in detail in AJ, 109, 605 (1995).

RESUMEN : Presentamos espectros de mediana resolución del triplete infrarrojo del Ca II para 164 gigantes en 12 cúmulos globulares muy deficientes en metales. Estos datos indican que el límite inferior de metalicidad para los cúmulos globulares de la Galaxia es -2.25 ± 0.10 , y un valor similar también parece mantenerse para otros sistemas de cúmulos globulares en galaxias cercanas. Este trabajo ha sido publicado en detalle en AJ, 109, 605 (1995).

OBSERVACIONES

Como es bien sabido, la determinación de abundancias químicas en los cúmulos globulares constituye la clave fundamental a partir de la cual es posible reconstruir la historia química de nuestra Galaxia. En particular, los cúmulos globulares muy pobres en metales constituyen probablemente las reliquias más antiguas del Universo. En función de estos argumentos obtuvimos espectros CCD de mediana resolución en la región del triplete infrarrojo del Ca II, para una muestra de 8 cúmulos globulares pobres en metales y 4 cúmulos de calibración con abundancias bien conocidas. También observamos NGC 2477, un cúmulo abierto con abundancia prácticamente solar, para examinar efectos a elevadas metalicidades. Las observaciones fueron realizadas con el multiespectrógrafo ARGUS alimentado con fibras ópticas y el telescopio de 4.0 m de Cerro Tololo.

La reducción de los espectros se llevó a cabo usando los paquetes CCDRED y ARGUS de IRAF, y la determinación de anchos equivalentes con el paquete EQWIDTHS. Como indicador primario de abundancia usamos la suma de las 2

líneas más intensas del triplete en 8542 Å y 8662 Å. La Fig.1 muestra la variación del indicador primario de metalicidad en función del brillo de una estrella respecto al valor medio correspondiente a la rama horizontal, para las estrellas de NGC 2477 y de los 4 cúmulos globulares standard. Luego, determinamos el valor medio de estas pendientes, el cual permite remover la dependencia de las intensidades de las líneas con la temperatura y la luminosidad. Finalmente, introducimos una pequeña corrección de 0.3 Å para reproducir el sistema de Suntzeff et al. (1993), definido con una muestra más numerosa de cúmulos. La Fig. 2 muestra la calibración entre los anchos equivalentes reducidos finales (W') y abundancias para los 4 cúmulos standard observados y otros 7 observados por Suntzeff et al. (1993). El error típico asociado a la determinación de metalicidad oscila entre 0.03 y 0.05.

RESULTADOS

La nueva calibración puede ahora ser aplicada a los cúmulos del programa, si suponemos que la razón $[Ca/Fe]$ es la misma que para los cúmulos de calibración, constancia ésta que parece poco cuestionable a juzgar por la evidencia observacional (Wheeler et al. 1989) y teórica (Woosley y Weaver 1986) disponible.

Usando dicha calibración determinamos metalicidades para un promedio de 10 gigantes en cada cúmulo del programa. La Tabla 1 contiene los valores medios de los anchos equivalentes reducidos, su desviación standard, el número de gigantes utilizadas en cada cúmulo, la abundancia y su error medio, y los valores de metalicidad publicados por Zinn (1985). Nuestras abundancias muestran muy buen acuerdo con la escala de Zinn (1985), salvo 2 excepciones : NGC 5053 y NGC 5897. Para el primero de ellos nuestro valor es casi 5 décimas mayor que el de Zinn, mientras que para el segundo es ~ 0.25 menor. La diferencia media entre ambas escalas incluyendo ambos cúmulos no supera la décima, por lo que en general nuestras observaciones corroboran la escala de Zinn.

La abundancia relativamente alta obtenida para NGC 5053 ($[Fe/H] = -2.10$) le hace perder el sitio de honor a este cúmulo entre los más pobres en metales de nuestra Galaxia. Este sitio es ahora compartido por M15 y M92 con $[Fe/H] = -2.25 \pm 0.10$.

En los últimos años, nuestro conocimiento sobre las abundancias metálicas en sistemas extragalácticos ha mejorado notablemente. Es por ello que hemos buscado en la literatura información sobre las abundancias de los sistemas de cúmulos globulares en galaxias externas comparables a los de nuestra Galaxia y, en particular, para aquéllas en las cuales se han determinado abundancias de una muestra razonablemente completa de sus sistemas de globulares. La Fig. 3 ilustra la relación entre la metalicidad de los cúmulos más pobres de cada galaxia en función de la magnitud integrada absoluta. Aparentemente no hay correlación entre ambas variables, lo que indicaría que el límite inferior de metalicidad de una

galaxia no aumenta con la luminosidad de la misma. Si bien en algunos casos las barras de error son apreciables, estos datos son consistentes con un límite inferior del orden de -2.25 .

Finalmente, nuestros resultados muestran que existen diferencias manifiestas entre las funciones de distribución de metalicidad de los cúmulos globulares del halo y las estrellas enanas del campo, indicando que se trata de 2 poblaciones diferentes.

REFERENCIAS

- Suntzeff, N.B., Mateo, M., Temdrup, D.M., Olszewski, E.W., Geisler, D., Weller, W., 1993, ApJ 418, 208.
 Wheeler, J.C., Sneden, C., Truran, J.W., Jr., 1989, ARAA 27, 279.
 Whoosley, S.E., Weaver, T.A., 1986, ARAA 24, 205.
 Zinn, R., 1985, ApJ 293, 424.

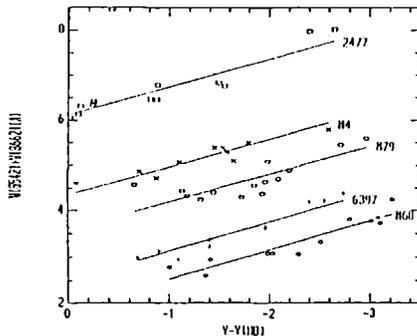


Fig. 1 : La suma de los anchos equivalentes de las 2 líneas más intensas del Ca II en función de la magnitud sobre la rama horizontal, para todas las gigantes de los cúmulos de calibración (M4, M79, NGC 6397, M68) y el cúmulo atípico NGC 2417.

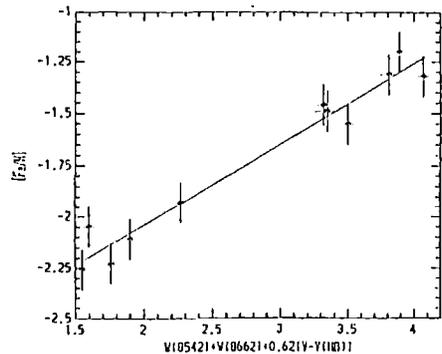


Fig. 2 : Calibración de los anchos equivalentes reducidos medios en función de $[Fe/H]$ para los 4 cúmulos observados y otros 7 observados por Suntzeff et al. (1993).

Tabla 1 : Anchos equivalentes reducidos medios y abundancias metálicas para los cúmulos de programa.

NGC	$W^*(\text{Å})$	$\sigma_{W^*}(\text{Å})$	N	$[Fe/H]$	m.e.	$[Fe/H]_{2\sigma}$
2298	2.57	0.14	8	-1.82	0.04	-1.81
4372	1.85	0.13	10	-2.10	0.04	-2.04
4833	2.52	0.19	12	-1.64	0.04	-1.86
2053	1.85	0.43	10	-2.10	0.06	-2.58
5694	2.44	0.50	9	-1.87	0.07	-1.92
5807	2.26	0.12	13	-1.94	0.04	-1.68
6101	2.46	0.16	7	-1.86	0.04	-1.81
6144	2.47	0.27	7	-1.86	0.05	-1.75

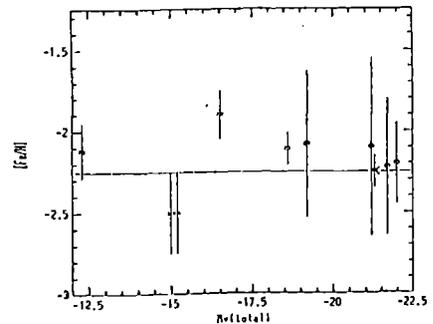


Fig. 3 : Metalicidad de los cúmulos globulares más pobres en una galaxia vs la magnitud absoluta V de la galaxia. El símbolo X corresponde a nuestra Galaxia.

INVESTIGACION EN LA REGION DEL CUMULO ABIERTO TR 14 INVESTIGATION IN THE REGION OF THE OPEN CLUSTER TR 14

R. A. Vázquez¹, G. L. Baume¹, A. Feinstein¹ and P. Prado²

1 Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la U. N. L. P. and PROFOEG-CONICET, Argentina.

2 The University of Toronto Southern Observatory, Las Campanas, Chile.

Abstract: CCD UBVRI imaging photometry was carried out in the area of Tr 14. For the first time, we can have an overall view of the lower main sequence of the cluster. It is fully confirmed the anomalous nature of the extinction law. The distance of Tr 14 is stated in $d=3100$ pc while its age, derived by the fitting of isochrones is about $1 \cdot 10^6$ y. The HR diagram of the cluster shows some stars placed in locations where usually are found contracting stars. Our estimation indicates that an on-going star formation process is taken place with an age spread of $5 \cdot 10^6$.

Resumen: Se llevó a cabo fotometría CCD UBVRI en la región del cúmulo Tr 14. Por primera vez podemos tener una vista completa de la secuencia principal inferior de este cúmulo. Se confirma completamente que la ley de extinción es anómala. La distancia de Tr 14 es $d=3100$ pc en tanto que su edad, a partir de ajuste de isocronas es de $1 \cdot 10^6$ años. Hay algunas estrellas en el diagrama HR de Tr 14 ubicadas en posiciones donde usualmente se encuentran las estrellas en fase de contracción. Nuestra estimación indica que el proceso de formación estelar es continuo y que la dispersión en la formación es alrededor de $5 \cdot 10^6$ años.

Introduction

This open cluster has historically been investigated together with the other very young cluster in the area of Carina, Tr 16 (Feinstein et al, 1973; Tapia et al, 1988 and references therein). Two main aspects remain unresolved: the true nature of the extinction law in the direction to Tr 14/16 (in the same route is the true distance subject) and the overall state of star cluster evolution and its interaction with the interstellar medium. The current investigation is intended to analyze the lower main sequence of Tr 14 and to clarify the evolutionary situation of faintest members.

Observations

Observations were made at the University of Toronto Southern Observatory, Las Campanas. The equipment was the 60 cm telescope and a PM 512 x 512 Photometrics chip UV coated. The longer exposure times were 800 sec in U, 500 sec in B, 480 sec in V and 100 sec in R and I bands. The reductions were made at La Plata Observatory and at Bonn Institute of Astronomy. The PSF fitting method using DAOPHOT (Stetson, 1987) was applied to get colors and magnitudes.

Results

Figure 1 shows the observed U-B vs B-V diagram. Differential reddening is clearly evident and limits are needed to state cluster memberships. By applying to Cudworth et al (1993) proper motion survey we state that cluster members are likely to be found between $0.38 \leq E(B-V) \leq 1.00$ mag. These limits compares fairly well to the adopted by Massey & Johnson (1993). To analyze the value of $R = A_V/E(B-V)$ we applied to three methods: a) the variable extinction diagram (Johnson, 1968), b) the $E(V-I)/E(B-V)$ diagram (Herbst, 1976) and the color difference method (Johnson, 1968). All the three methods confirm that the extinction law in the direction to Tr 14 is anomalous. We adopted a mean value of $R = 4.7$ for the intracluster extinction, mainly based in method b) which is in resonable agreement with early values (Smith 1987, Thé 1994). After correcting by reddening and visual absorption through the expression given in Vázquez et al (1994) and Forte (1978) a plot of reddening across the cluster surface is presented in Figure 2. This figure confirms the general trend of absorption found by Feinstein et al (1973), Smith (1987) and Cox et al (1994). In fact, absorption increases from east to west and from south to north of the cluster. It then becomes clear from the figure that Tr 14 is an embedded open cluster (Lada & Lada, 1991) emerging from the dense cloud where it formed. Therefore, Tr 14 as a whole, is likely expanded and is not in state of virial equilibrium (Lada, 1984).

The superposition of the Schmidt-Kaler ZAMS (1982) to the dereddened color magnitude diagram of Figure 3 yields a distance of $d = 3100 \pm 300$ pc ($V_0 - M_V = 12.50 \pm 0.20$, error from inspection).

Figure 4 depicts the HR diagram of Tr 14. Isochrones from Schaler et al (1992) are superposed along with the time-constant loci of Iben & Talbot (1967). There is some scatter among the most massive stars wich could be the result of undetected binaries, fast rotators or age spread. Anyway, the isochrone fitting indicates that Tr 14 is $1 \pm 0.5 \cdot 10^6$ y old.

Inspecting the lower main sequence, the most notorious aspect is the widdening of it at constant effective temperature. In fact several stars situated above the ZAMS have high membership probabilities according to Cudworth et al (1993) proper motion survey. If our membership assingation is well done and if memberships of Cudworth et al (1993) are realistic, then we are dealing with an open cluster containing stars in contracting phase. This might not be surprising taking into account the youthness of the cluster and that, among its brightest and most massive stars, there are two of them aged $5 \cdot 10^5$. But, most important is that material from which stars

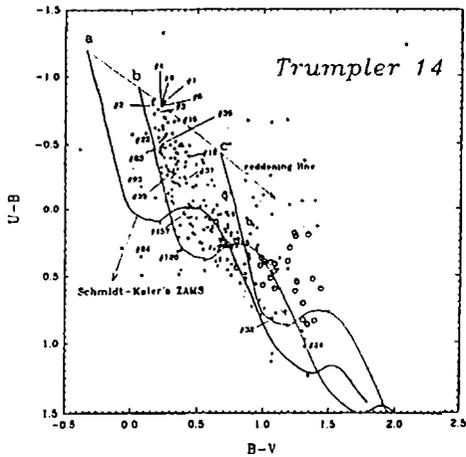


Figure 1: Color-color diagram. Symbols: filled circles, likely members; filled triangles, probable members; hollow circles, pre-main sequence stars; hollow squares: non members. Solid lines depict different locations of the Schmidt-Kaler's ZAMS (1982) in its normal location (a), shifted to $E(B-V) = 0.38$ (b) and to $E(B-V) = 1.00$ (c). The path of the normal reddening line for an O-type star is also shown.

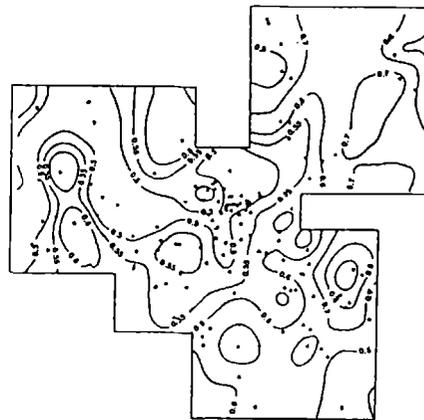


Figure 2: Reddening plot across the cluster surface. Asterisks indicate the cluster stars used in the determination of the constant reddening lines. Numbers are $E(B-V)$ along every line. North is at top and East is at right.

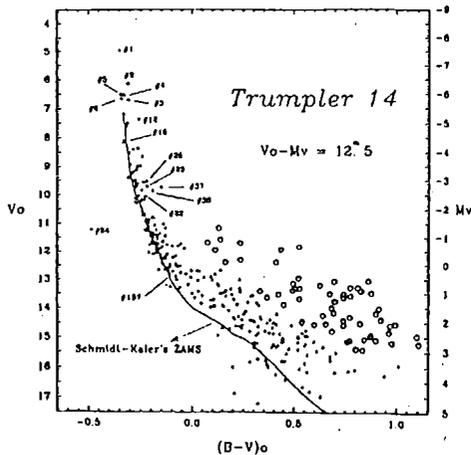


Figure 3: The V_0 vs $(B-V)_0$ diagram for stars in Tr 14. Symbols as in fig. 1. The solid line is de Schmidt-Kaler's ZAMS (1982) fitted to a corrected distance modulus $V_0 - M_v = 12.5 \pm 0.2$.

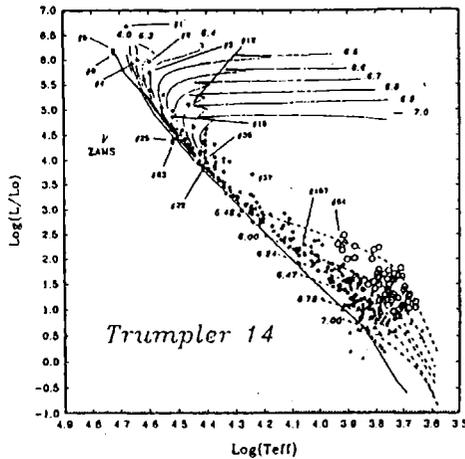


Figure 4: The HR diagram of Tr 14. Symbols as in fig 1. Solid lines are the isochrones and the theoretical ZAMS of Schaller et al (1992). Numbers at the end of lines indicate $\log(\text{age}/y)$. Dashed lines are the time-constant loci of Iben & Talbot (1966). Numbers at their left end are the $\log(\text{age}/y)$.

may form is still present in the area. In addition, Cox (1994) detected signs of recent star formation in Carina region. Turning to figure 4, the distribution of assumed contracting stars is step by step comparable to the found in NGC 2264 (Mendoza & Gómez, 1980) or in NGC 6530 (van den Ancker and Thé, 1993). The notorious age spread shown by all these stars reveals that an ongoing star formation process is taking place in the area of Tr 14. The time-constant loci by Iben & Talbot (1967) indicate that the age spread is about $5 \cdot 10^6$ y.

We compute stellar masses interpolating among Schaller et al (1992) stellar models and it yield a lower limit for the total cluster mass of around 2000 Mo and about 40% of it is concentrated in the compact cluster core. We obtained a value of $\alpha = 1.1$ for the initial mass function slope. It fits within the errors with $\alpha = 1.35$ derived by Salpeter (1955). However, a bit flat slope might be the result of an overcorrection by field stars.

Conclusions

For the first time the lower main sequence of Tr 14 is seen. It is well populated and goes down to $V = 19$ mag. The distance of the cluster is $d = 3100$ pc and its age is $1 \pm 0.5 \cdot 10^6$ y. The HR diagram of the cluster shows the presence of contracting stars. Comparing to the time-constant loci, the process of star formation shows an age spread of $5 \cdot 10^6$ y. A lower limit for the total cluster mass is around 2000 Mo and about 40% of it is in the cluster core.

References:

- Cox, P., 1994, in press
Cudworth, K. M., Martin, S. C. and De Gioia-Eastwood, K., 1993, AJ, 105, 1822
Feinstein, A., Marraco, H. G. and Muzzio, J. C., 1973, A & AS, 12, 331
Forte, J. C., 1978, AJ, 83, 1199
Herbst, W., 1976, ApJ, 208, 923
Iben, I. Jr. and Talbot, R. J., 1966, ApJ, 144, 968
Johnson, H. L., 1968 in Nebulae and Interstellar Matter, ed. by B. M. Middlehurst and L. Aller (Univ. of Chicago Press), p. 167.
Lada, C. J., Margulis, M. and Dearborn, D., 1984, ApJ, 285, 141
Lada, C. J. & Lada, E. A., 1991 in The Formation and Evolution of Stars Clusters, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 13, p. 3, Edited by Kenneth Janes
Massey, M. & Johnson, J., 1993, AJ, 105, 980
Mendoza, E. E. and Gómez, T., 1980, MNRAS, 190, 623
Salpeter, E., 1955, ApJ, 121, 161
Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. and Maeder, A., 1992, A & AS, 96, 269
Schmidt-Kaler, Th., 1982, in Landolt-Bornstein, Neue Serie VI/2b
Smith, R. G., 1987, MNRAS, 227, 943

Stetson, P. B., 1987, *PASP*, 99, 191

Tapia, M., Roth, M., Marraco, H. G. and Ruiz, M.T., 1988, *MNRAS*, 232, 661

Thé P. S., 1994, in press

van den Ancker, M. E. and Thé, P. S. in *The nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* Vol, 62, p. 343, Edited by Pik Sin Thé, Mario R. Pérez, and Ed P. J. van den Heuvel

Vázquez, R. A., Baume, G., Feinstein, A. and Prado, P., 1994 *A & AS*, 106, 339

ESTUDIO ESPECTRAL DE LA ASOCIACION SER OB1

N. Morrel¹, G. Bosch² y V. Niemela³

1: FCAGLP - CONICET.

2: FCAGLP.

3: FCAGLP - IAFE.

En este trabajo presentamos un análisis sistemático de las velocidades radiales y la revisión de la clasificación espectral de las estrellas más tempranas del núcleo de Ser OB1. Se detectaron estrellas binarias dentro de la muestra y se compararon las velocidades radiales con las de la región de gas ionizado vinculado a la asociación.

ESTUDIO CON TECNICAS MULTIPLES DE UNA ASOCIACION OB Y SU ENTORNO

V. Niemela¹, N. Morrel², M. Arnal³, R. Barbá², P. Ostrov⁴, G. Bosch⁴ y C. Cappa³

1: FCAGLP - IAFE.

2: FCAGLP - CONICET.

3: IAR.

4: FCAGLP.

Presentamos un estudio de espectros e imágenes ópticas, así como el relevamiento en radiofrecuencias (HI-21cm) de la distribución del gas neutro interestelar, para estudiar la estructura galáctica en la dirección $l \cong 250$, $b \cong 0$.

A través de clasificación espectral, velocidades radiales y fotometría CCD analizamos la interacción de estrellas OB con estructuras del gas neutro. En el brazo espiral de Perseo hemos observado una gran burbuja de gas neutro dentro de la cual se encuentra el cúmulo joven Ru55. Analizamos el balance energético entre las estrellas del cúmulo y la burbuja de gas neutro, así como la localización del gas ionizado en esta dirección.

NGC 2354 : A MODERATELY METAL-POOR OPEN CLUSTER IN CANIS MAJOR

NGC 2354 : UN CUMULO ABIERTO MODERADAMENTE POBRE EN METALES EN EL CAN MAYOR

J. J. Clariá¹ y A.E. Piatti¹

Observatorio Astronómico de Córdoba, CONICET

ABSTRACT : New UBV, DDO and CMT₁T₂ photometric data of stars in NGC 2354 demonstrate that the cluster red giant branch is consistent with that predicted by models with mass loss and moderate overshooting. The cluster metallicity ($[Fe/H] = -0.33 \pm 0.07$) is compatible with the existence of a chemical composition gradient in the disc.

RESUMEN : Nuevos datos fotométricos UBV, DDO y CMT₁T₂ de estrellas en NGC 2354 demuestran que la rama gigante roja del cúmulo es consistente con la predicha por modelos con pérdida de masa y moderado "overshooting". La metalicidad de NGC 2354 ($[Fe/H] = -0.33 \pm 0.07$) es compatible con la existencia de un gradiente de composición química en el disco.

MATERIAL OBSERVACIONAL

NGC 2354 es uno de los pocos cúmulos abiertos de edad intermedia, relativamente cercano, que no registra observaciones fotoeléctricas previas ni estudios de abundancia. El material observacional recolectado en este trabajo consiste en fotometría fotoeléctrica multicolor (UBV, DDO y Washington) de 19 posibles gigantes rojas del cúmulo. Siete estrellas adicionales fueron sólo medidas en el sistema de Washington, 3 de ellas también medidas en el sistema UBV. Todas las observaciones fueron realizadas en Cerro Tololo y el Casleo.

ANALISIS Y DISCUSION DE LOS DATOS

Once de las 19 estrellas medidas en 11 bandas espectrales son miembros de acuerdo a las velocidades radiales Coravel aún no publicadas por J.C. Mermilliod. Las 8 restantes son estrellas del campo de acuerdo a este mismo criterio. Por su parte, de la aplicación de los criterios (A) y (B) de Clariá y Lapasset (1983) resulta que 8 de los 11 miembros Coravel son miembros fotométricos, 2 caen fuera de la calibración de Janes (1977) y una estrella resulta claramente no miembro. Los 8 no miembros Coravel resultan a su vez no miembros fotométricos (ver Tabla 1). El excelente acuerdo entre los resultados fotométricos y espectrovelocimétricos

¹Astrónomo visitante del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo y del Complejo Astronómico El Leoncito (San Juan, Argentina).

demuestra que, cuando las mediciones UBV-DDO son de alta precisión, los criterios fotométricos de Clariá y Lapasset (1983) conducen a resultados enteramente confiables.

Tabla 1. Criterios de selección de gigantes rojas de NGC 2354

No.	E(B-V)	σ_E	MK(DDO)	C.L. predicha	V_r km/s	Criterios		Categoría	
						A	B	Fotom.	Coravel
11	0.20	0.02	G9III	II/III	50.9	nm	m	nm	nm
47	0.00	0.06	K1III	II/III	81.3	nm	m	nm	nm
66	0.14	0.03	K0III/IV	III	34.1	m	m	m	m
91	0.17	0.03	G5II/III	II/III	33.7	m	m	m	m
113	0.12	0.06	G5III	III	35.1	m	m	m	m
125	0.09	0.06	G5II/III	III	32.6	m	m	m	m
161	0.07	0.03	G8III	II	43.2	nm	pm	nm	nm
166	0.08	0.02	K0III	II/III	52.6	nm	m	nm	nm
183	0.16	0.08	K0/1III	III	34.3	m	m	m	m
184	0.31	0.05	K1III	II/III	35.8	nm	m	nm	m
200	0.17	0.04	K4/5III	II	33.7	m	pm	m	m
205	0.09	0.03	K0/1III	III	34.0	pm	m	m	m
217	0.02	0.03	G5/8III	II	1.2	nm	pm	nm	nm
248	0.00	0.05	K1/2III	II	81.0	nm	pm	nm	nm
269	0.12	0.05	K0III	III	33.7	m	m	m	m
292	0.07	0.02	K1/2III	II/III	42.7	nm	m	nm	nm
293	0.04	0.02	G9III	II/III	52.9	nm	m	nm	nm

La aplicación del método de Janes (1977) a una decena de gigantes rojas confirmadas como miembros conduce a un exceso de color medio $\langle E(B-V) \rangle = 0.13 \pm 0.03$.

En el diagrama $M_V(B-V)_0$ de la Fig. 1 se compara la distribución actual de los miembros del cúmulo con isócronas teóricas de Schaller et al. (1992). Se advierte que la distribución de las gigantes rojas del "clump" y de la rama ascendente es consistente con la predicha teóricamente por modelos recientes que tienen en cuenta efectos de pérdida de masa y moderado "overshooting". De acuerdo a estos modelos, NGC 2354 se formó hace aproximadamente 400 millones de años.

Para determinar la abundancia metálica se usaron los 5 parámetros Δ_i definidos por Geisler et al. (1991) de la fotometría de Washington y la nueva anomalía de cianógeno Δ_{CN} del sistema DDO definida por Piatti et al. (1993). NGC 2354 es un cúmulo químicamente homogéneo, cuya abundancia metálica superficial obtenida a partir del sistema DDO ($[Fe/H] = -0.33$) coincide exactamente con la inferida a partir del sistema de Washington.

Recientemente, Piatti et al. (1995) confirmaron la existencia de un gradiente radial y axial de composición química en el disco galáctico. Sobre la base de numerosas observaciones DDO de cúmulos abiertos, estos autores encontraron la

siguiente relación empírica entre $[Fe/H]$, la distancia galactocéntrica R_{gc} , la distancia al plano galáctico Z y la edad t :

$$[Fe/H] = 0.58 - 0.07R_{gc} - 0.34 |Z| - 2 \times 10^{-4} t,$$

en la cual R_{gc} y $|Z|$ están expresadas en kpc y t en unidades de 10^8 años. Dado que NGC 2354 está ubicado a 1850 kpc del sol (Durbeck, 1960), a 220 pc por debajo del plano galáctico, y tiene una edad de 4×10^8 años (ver Fig. 1), la expresión anterior predice para el cúmulo $[Fe/H] = -0.2$, en buen acuerdo con la abundancia metálica inferida por las técnicas fotométricas. En consecuencia, NGC 2354 es un cúmulo moderadamente pobre en metales, cuya metalicidad y posición en la Galaxia son compatibles con la existencia de un gradiente (radial y axial) de composición química en el disco galáctico. Este trabajo será publicado en detalle en otra parte.

REFERENCIAS

- Clariá, J.J. y Lapasset, E., 1983, *J. Astrophys. Astron.*, 4, 117.
 Durbeck, W., 1960, *Z.f. Astrophysik*, 49, 214.
 Geisler, D., Clariá, J.J. y Minniti, D., 1991, *Astron. J.*, 102, 1836.
 Janes, K.A., 1977, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 89, 576.
 Piatti, A.E., Clariá, J.J. y Minniti, D., 1993, *J. Astrophys. Astron.*, 14, 145.
 Piatti, A.E., Clariá, J.J. y Abadi, M.G., 1995 (in preparation).
 Schaller, G., Scharer, D., Meynet, G. y Maeder, A., 1992, *Astron. Astrophys. Suppl.* 96, 269.

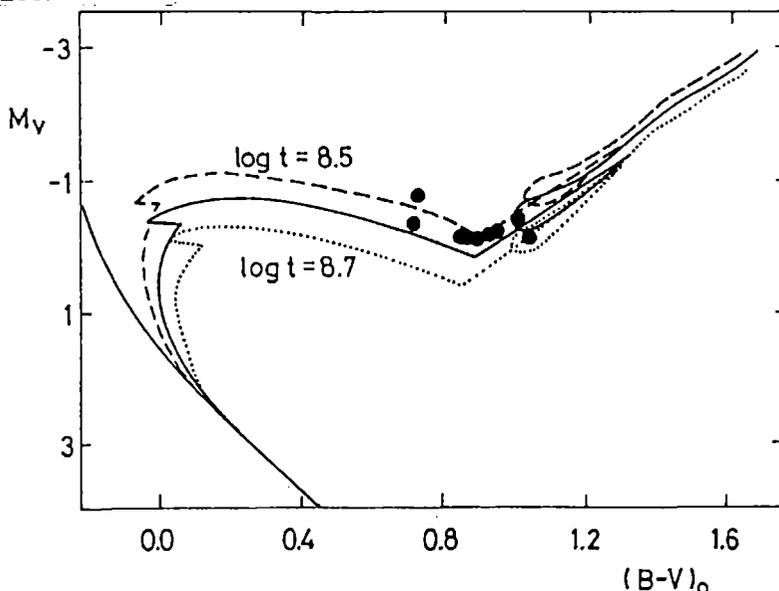


Figura 1 : Diagrama $M_V/(B-V)_0$ de las gigantes rojas de NGC 2354. Las isócronas teóricas corresponden a modelos de Schaller et al. (1992).

DETAILED STUDY OF OPEN CLUSTER PIS 20

R. A. Vázquez, J. M. Will, P. Prado y A. Feinstein
FCAGLP - PROFOEG

The very young open cluster Pis 20 has been analyzed by employing CCD UBVR photometry. Down to $V = 19$ mag, new blue and faint members were found. With them we obtain a better definition of the lower cluster main sequence. Using the fitting method we situate the cluster at a distance of $d = 3600$ pc ($V_0 - M_V = 12.80$). The main color excess value is $\langle E(B-V) \rangle = 1.24$ mag. In analyzing observed characteristics and spatial positions of the bluest cluster stars we conclude that the star WR 67 has a good chance to be a cluster member. In that case the mass of its progenitor should be greater than $50 M_{\odot}$ according to evolutionary models. From isochrone fitting the age of Pis 20 is 5.1×10^6 y. We discuss the cluster mass spectrum whose slope, within the observational uncertainties, appears to be similar to a Salpeter law. We notice that high WR/OB and WC/WN number ratios are present not only within the cluster itself but also in the association where Pis 20 is situated. The cluster distance derived here prevents to assume any spatial connection between Pis 20 and the supernova remnant MSH 15 - 52. The total cluster mass is around $600 M_{\odot}$.

UVBRI IMAGING PHOTOMETRY OF ETA CARINAE REGION

M. Tapia, M. Roth, R. A. Vázquez y A. Feinstein
FCAGLP - PROFOEG

CCD Images of a large area of the Eta Car Nebula are presented. The area covers some 60 by 30 arcmin. The images presented here were taken with a Tektronix 1024 x 1024, blue sensitive CCD on the 1m Swope Telescope of the Las Campanas Observatory. The images are sampled to .67 arcsec per pixel. The average seeing during the observing run was of the order of 1.3 arcsec. Conditions were, in general, not photometric but individual frames have been calibrated with previous photometry reported in several papers by Feinstein and Co-workers. Our survey has a dynamic interval of some 8 magnitudes and includes stars to a limit of $m=20$ in B and $m=18$ in U, R and I. Preliminary photometric calibrations indicate that we are observing the main sequence down to a mass limit approximately $0.5 M_{\odot}$. When combined with JHK photometry (see Roth et al., this meeting) we expect to determine in greater detail the characteristics of the interstellar reddening, based on a much bigger sample of stars and colors than currently available. These data information will also enable us to construct more accurately the Initial Mass-Function of this young region.

JHK' IMAGING PHOTOMETRY OF TR 14, TR 15 AND TR 16

M. Roth, M. Tapia, R. A. Vázquez, A. Feinstein y P. Prado
FCAGLP - PROFOEG

We have observed the areas associated with the young open clusters Tr 14, Tr 15 and Tr 16 of the Eta Carinae Region in the near-infrared (J, H and K'), using a NICMOS 3 array detector (256 x 256 pixels) and the Swope 1m telescope of Las Campanas Observatory. The images are sampled to 0.45 arcsec per pixel under an average seeing of 1.5 arcsec. Calibration of these images was performed using the magnitudes obtained for individual stars with existing single-detector photometry. The limiting magnitudes are, approximately, 15 in J and H, and 14.5 in the K' filter, thus greatly extending the available data base.

These data will be used with our UBVRI CCD photometry (Tapia et al., this meeting) to determine in greater detail the interstellar and intra-cluster extinction laws and to derive individual reddenings. This will allow us to obtain accurate distances, bolometric magnitudes, photometric spectral types, HR diagrams and the Initial Mass Function of each cluster. A number of very red sources have been detected and their nature will be discussed.

ESPECTROSCOPIA CCD EN EL CUMULO ABIERTO NGC 6530

G. Bosch¹, V. Niemela² y N. Morrel³

- 1: FCAGLP.
- 2: FCAGLP - IAFE.
- 3: FCAGLP - CONICET.

En este trabajo se presenta la revisión de la clasificación espectral de estrellas en NGC 6530 utilizando técnicas de reducción de espectros digitales que permiten discriminar la contribución nebular del espectro estelar observado. Este aspecto es de esencial importancia debido a la presencia de la nebulosa M 8, con líneas de emisión muy intensas. Con espectros en alta dispersión se analizan también las velocidades radiales de estrellas de tipo O y B.

A Study of the Open Cluster Tr 14 in the Carina region

Beatriz García³, Stella Malaroda⁴ and Hugo Levato³

Complejo Astronómico El Leoncito. CC 467. 5400 San Juan. Argentina.

e-mail: bgarcia@castec.edu.ar - malaroda@castec.edu.ar

levato@castec.edu.ar

Nidia Morrell^{1,2,3}

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la U.N.L.P.

Paseo del Bosque s/n. 1900 La Plata. Argentina.

e-mail: nidia@fcaglp.edu.ar

Resúmen.

Presentamos nuevos datos espectroscópicos para las 9 estrellas más brillantes de Tr 14. Se midieron 80 espectrogramas, tomados en un intervalo de 25 noches, con el objeto de obtener velocidades radiales y establecer la naturaleza binaria de dichas estrellas. Nuestra conclusión es que la mayoría de los objetos estudiados presentan velocidades radiales constantes, mientras que Tr14-20 resulta un sistema SB1, y Tr14-3 un probable sistema SB2 (los números corresponden a Feintein et al. 1973)

Abstract.

We present new spectroscopic data for 9 objects among the brightest stars in the field of Trumpler 14. A total of 80 spectrograms, taken over an interval of 25 nights, were measured in order to provide more information about the binary nature of these objects in the field of Tr 14. From our material, we conclude that most of the stars in the sample show single lines. However, the star Tr14-20 remains as an SB1 system and the star Tr14-3 is a probable SB2 system.

1. The Observations

Table 1 lists fundamental photometric and spectroscopic data for the program stars.

¹Visiting Astronomer, Cerro Tololo Inter-American Observatory. CTIO is operated by AURA, Inc. under contract to the National Science Foundation.

²Visiting Astronomer, Complejo Astronómico El Leoncito. CASLEO is operated under agreement of the Universidad Nacional de La Plata, the Universidad Nacional de Córdoba, the Universidad Nacional de San Juan, and CONICET.

³Member of the Carrera del Investigador Científico del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina.

⁴Member of the Carrera del Investigador Científico de la Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires.

1.1. CCD Spectra

a) Low dispersion spectra.

We have obtained data for stars HD 93129, HD 93128, Tr14-20, Tr14-9, and Tr14-8, using the 2.15 m telescope at CASLEO with a Boller & Chievens spectrograph and a grating of 1200 grooves/mm; such instrumental configuration yields a dispersion of $29 \text{ \AA}/\text{mm}$. We worked in the second order using a BG 18 filter to avoid the first order contamination. We employed an EEV 8605 CCD providing for this configuration a wavelength coverage of 370 \AA , giving a resolution of $1.28 \text{ \AA}/\text{pixel}$. The wavelength range was from 3900 \AA to 4700 \AA .

b) High dispersion spectra.

b1) Echelle REOSC at CASLEO.

The stars HD 93129 AB, HD 93128, 3, 4, 8, 9, 20, 21, and 30 in Tr 14 were observed at CASLEO with the 2.15m telescope, and a REOSC echelle spectrograph⁵ with a TEK 1024 x 1024 pixel CCD in the blue region of the spectra. We have used a grating of 400 grooves/mm as a cross disperser. This instrumental configuration gives a 2 pix resolution of 0.30 \AA . For that configuration, the echelle spectrograms cover a useful wavelength range of 2000 \AA (from $\lambda 3000 \text{ \AA}$ to $\lambda 5000 \text{ \AA}$).

b2) Bench-mounted Echelle spectra at CTIO.

NM has obtained some additional spectrograms at CTIO in 1992, using the 1.5m fiber-fed, bench-mounted echelle spectrograph at Cerro Tololo for the stars HD 93129A, HD 93129B, HD 93128, and 20 in Tr 14

The BME has an echelle grating of $31.6 \text{ groove mm}^{-1}$, and a cross disperser of $316 \text{ groove mm}^{-1}$. We used the blue Air Schmidt camera with a Reticon CCD of $1200 \times 400 \text{ pix}$ ($27 \mu/\text{pix}$). A fiber optics of $200 \mu\text{m}$ was used; this fiber projects to a diameter of about $60 \mu\text{m}$ with the Air Schmidt camera. This gives a resolution of about 16000.

1.2. Reduction of the CCD spectra.

The pixel-to-pixel variations were removed by flat field division and the spectra were extracted, normalized and measured using IRAF⁶ routines from version 2.10.

We also obtained spectra for standard stars from Feckel (1988,1991) and for the stars HR 1996 and HR 2806 to establish the zero point correction for our observations, which resulted to be negligible.

⁵On loan from the Institute d'Astrophysique de Liege.

2. Results

2.1. Lines measured

We have measured the radial velocities for the program stars by fitting gaussians, using `splot` routine in IRAF⁶.

We have used the wavelengths from Bolton & Rogers (1978) when available. The rest of the wavelengths are from Moore (1923) except for N V 4603, 4620 that were taken from Striganov & Sventitskii (1968).

In general, we have measured He I, He II, H, N V, N III, and Si IV.

2.2. Analysis of the Results

We have applied a two-way AOV test, as applied among others by Conti et al. (1977), Bohanan & Garmany (1978), Garmany (1980), Gies & Bolton (1986), Levato et al. (1988), to study both plate-to-plate (night-to-night) and line-to-line variability.

The results of this analysis is presented in Table 2, where we show: HD or identification number; mean radial velocity (from the average that results if we include all the lines measured); probable error; number of observations; range of radial velocity; P_{nn} and P_{ll} . The later two quantities are the probabilities (expressed as a percentage) that the observed sample was drawn from a random population (between plates, P_{nn} and lines, P_{ll}). If the probability is lower than 1% for a particular star, we consider that its radial velocity is probably variable. This limit was established empirically. We have indicated our conclusion about the binary nature of each object in the last column of this table: the majority of the member star in Tr14 show a constant radial velocity; the star Tr14-3 is a probable SB2 system, and Tr14-20 is an SB1 system.

Acknowledgments

NM is grateful to Director and Staff of CASLEO for their assistance during the observing run and the reduction of the observations, and thank the Director and Staff of CTIO where she made some of the observations.

On the other hand, we are deeply indebted Dr. Nolan Walborn to permit us to use the echelle spectra taken at CTIO as a part of their own investigation in the region of η Carina nebula.

We appreciate the contribution of G. Bosch and M. Grosso who have taken some spectrograms which we have used in this work, and, finally, we thank Roberto Méndez who gave us their preliminary results of some physical parameters of the stars in this region of the sky.

The authors acknowledge use of the CCD and data acquisition system supported under US National Science Foundation grant AST-90-15827 to R. M. Rich, and to J.-C. Mermilliod for permitting us to use his Data Base on Open Cluster.

The present work was partially supported by the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina.

⁶IRAF is distributed by the National Optical Observatories which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under cooperative agreement with the National Science Foundation.

References

- Bohanan, B. & Garmany, C. D. 1978, *ApJ*, 223, 908
 Bolton, C. T. & Rogers, G. L. 1978, *ApJ*, 222, 234
 Conti, P. S., Garmany, C., & Hutchings, J. 1977, *ApJ*, 215, 561.
 Feinstein A., Marraco, H. G., & Muzzio, J. C. 1973, *A&A*, 12, 331.
 Fekel, 1985, in "Stellar Velocities" IAU Coll. N° 88, eds. A. G. Davis Philip & D. Latham, p. 335.
 Fekel, 1991, private communication.
 Garmany, C. D., Conti, P. S. & Massey, P. 1980, *ApJ*, 242, 1063
 Gies, D. R. & Bolton, C. T. 1986, *ApJS*, 61, 419
 Levato, H., Malaroda, S., Morrell, N. & García, B. 1988, *ApJS*, 68, 319
 Moore, C. T. 1923, *Princeton Univ. Obs. Contrib.*, N° 20
 Striganov, A. R. & Sventistskii, N. S., 1968, *Tables of Spectral Lines of Neutral and Ionized Atoms*

Table 1. Photometric and Spectroscopic data for Stars observed in Tr 14

HD/Id. Num.	V	B-V	ST ¹	ST ²
93129A	6.97	+0.16	O3 If	O3 (f)
93129B		+0.25	O3 V((f))	O4 V
93128	8.84	+0.25	O3 V((f))	B0.5 IV/V
3	10.80	+0.26		B0 V
4	11.08	+0.24		B0 V
8	9.40	+0.15	O6.5 V((f))	O7 V
9	9.92	+0.21		O8 V
20	9.61	+0.28		O6 V
21	10.88	+0.34		O9 V
30	10.08	+0.50		B0 III/IV:

1 - Walborn 1973
 2 - Morrell et al. 1988

Table 2. Statistical Analysis in Trumpler 14

HD/Id. Num.	$\langle R.V. \rangle$ $km\ sec^{-1}$ (Present work)	p.e. $km\ sec^{-1}$	n	Range $km\ sec^{-1}$	P_{99} %	P_{11} %	Comment
93129AD	-5.0	1.2	19	36.6	~ 25	<< 0.1	Const.
93128	+5.8	0.9	17	22.7	~ 25	< 0.1	Const.
3	-2.7	4.7	4	28.1	-	5 < P < 10	SB2?
4	+14.3	1.6	3	7.6	> 25	~ 0.1	Const.
8	+2.3	1.1	10	15.1	> 25	0.5 < P < 1	Const.
9	+4.5	1.0	7	9.8	10 < P < 25	0.5 < P < 1	Const.
20	+4.6	1.2	11	21.5	< 0.1	2.5 < P < 6	Var. SB1
21	+9.7	2.2	6	15.9	> 25	> 25	Const.
30	+12.1	1.9	2	6.7	> 25	1 < P < 2.5	Const.

OSCILACIONES GALÁCTICAS

F. C. Wachlin¹ y J. C. Muzzio²

¹: FCAGLP-UNLP y PROFOEG

²: FCAGLP-UNLP y PROFOEG

Presentamos un análisis de estabilidad de sistemas estelares a partir del método de las partículas perturbadoras aplicado, en esta ocasión, a una distribución politrópica de índice 3. Se encuentra como resultado que el sistema es capaz de sostener oscilaciones homólogas durante un tiempo sumamente prolongado sin mostrar evidencias de amortiguamiento alguno.

VERIFICACION DE LA FÓRMULA DE CHANDRASEKHAR DE FRICCIÓN DINÁMICA MEDIANTE SIMULACIONES NUMÉRICAS

Sofía Cora, Juan C. Muzzio y M. Marcela Vergne

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional
de La Plata.

RESUMEN: Utilizando el código NBODY2 de Aarseth se han llevado a cabo varias simulaciones numéricas del decaimiento orbital, producido por fricción dinámica, de un sistema satélite que se mueve dentro de otro mayor. Comprobamos que la acreción de materia por parte del satélite resulta despreciable y que las predicciones de la fórmula de Chandrasekhar para la fricción dinámica están en muy buen acuerdo con los resultados de los experimentos numéricos.

INFLUENCIA DE LA AUTOCONSISTENCIA DEL MEDIO SOBRE LA FRICCIÓN DINÁMICA

Sofía Cora, Juan C. Muzzio y M. Marcela Vergne

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata.

RESUMEN:

Diseñamos un código numérico que, ignorando la autoconsistencia del medio que forma una galaxia, sigue el decaimiento orbital por fricción dinámica de un satélite de la misma. Los resultados resultan ser muy similares a los obtenidos con un código completamente autoconsistente, sugiriendo que la respuesta global de la galaxia no tiene mayor efecto sobre la fricción dinámica. Por el contrario, la drástica (y artificial) modificación de la respuesta fijando el centro de la galaxia altera substancialmente el decaimiento orbital.

ASTRONOMIA EXTRAGALACTICA

Y

ESTRUCTURA EN GRAN ESCALA

SIMULACIONES NUMERICAS HIDRODINAMICAS

Mario G. Abadi

Observatorio Astronómico de Córdoba-CONICET

Introducción

Las simulaciones numéricas son una de las herramientas más adecuadas y poderosas para el estudio de la formación y evolución de estructuras no lineales en el universo. Estas estructuras se forman a partir de pequeñas fluctuaciones cuánticas presentes en el universo primitivo que crecen por inestabilidad gravitacional hasta llegar a formar objetos tales como galaxias, grupos, cúmulos, filamentos, etc. La correcta descripción de estos fenómenos físicos depende tanto del modelo matemático utilizado como de las limitaciones debido a la resolución numérica.

Las principales componentes que contribuyen a la materia total del universo son el gas, las estrellas y la materia oscura. Las observaciones indican que el gas y las estrellas están formados por material bariónico (protones, neutrones, electrones, etc.), en tanto que la naturaleza de la materia oscura sería no bariónica y estaría formada por partículas masivas débilmente interactuantes (fotinos, axinos, gravitinos, neutrinos, etc.). El gas sufre diferentes y complejos procesos físicos tales como: interacción gravitatoria, gradientes de presión, ondas de choque, absorción y liberación de energía, formación de estrellas, explosiones de supernovas, etc. Las estrellas, una vez formadas a partir del gas se comportan como masas puntuales que al igual que la materia oscura interactúan solamente a través de la gravitación. La suma de estos procesos físicos determina la configuración final del objeto en formación. Las simulaciones numéricas describen la evolución de estas componentes que dominan la densidad de materia del universo representandolas por partículas. Las interacciones gravitacionales entre partículas se computan utilizando de métodos de suma directa como los de N-cuerpos o métodos de celdificado espacial como los códigos árbol, de celdas, híbridos, etc. El estudio de la formación de estructuras utilizando simulaciones numéricas de partículas, en escalas grandes ($\sim 10 - 100 Mpc$) requiere el establecimiento de condiciones iniciales y de contorno autoconsistentes dentro del modelo cosmológico expansivo. Las partículas utilizadas en las simulaciones se distribuyen inicialmente generando fluctuaciones en densidad según el espectro de potencia de las fluctuaciones presentes en el universo temprano; mientras que velocidades de dichas partículas son obtenidas utilizando la aproximación cinemática de Zeldovich.

Hidrodinámica

La evolución de un gas puede ser descripta utilizando las ecuaciones la hidrodinámica y la ecuación de estado de los gases ideales. El carácter molecular de los gases reales hace necesario introducir un término adicional en la presión de un gas ideal para tener en cuenta los efectos de viscosidad que producen ondas de choque. Por lo tanto, la ecuación de movimiento de un elemento de fluido es:

$$\frac{d\mathbf{r}}{dt} = -\nabla\Phi - \frac{\nabla P}{\rho} - \frac{\nabla P_{vis}}{\rho},$$

donde Φ es el potencial gravitatorio, P es la presión y ρ la densidad. La viscosidad molecular de un gas actúa en escalas mucho menores que la máxima resolución espacial alcanzable mediante simulaciones numéricas requiriendo aproximaciones analíticas que describan correctamente este aumento local de la presión P_{vis} .

Por otro lado, la derivada temporal de la ecuación de energía interna de un gas permite obtener la siguiente ecuación:

$$\frac{d\epsilon}{dt} = \frac{(P + P_{vis})}{\rho^2} \frac{d\rho}{dt} - \Lambda(\epsilon) + \Pi,$$

donde el primer término tiene en cuenta las variaciones adiabáticas y viscosidad de la energía interna del gas, respectivamente; y las funciones Π y Λ tienen en cuenta las posibles fuentes y sumideros externos de energía, respectivamente. Por ejemplo, Λ incluye las pérdidas de energía por enfriamiento radiativo y Π el calentamiento por explosiones de supernovas que reinyectan energía al medio circundante modificando las velocidades del medio o calentando el gas.

Formación estelar

Los procesos de formación de estrellas son de fundamental importancia para describir el comportamiento de la componente gaseosa. Bajo determinadas condiciones termodinámicas el gas forma estrellas dejando de comportarse como un fluido disipativo y se transforma en un colapso. Esquemáticamente se puede asumir que una región del espacio es potencialmente una región de formación de estrellas cuando además de colapsar ($\nabla \cdot \mathbf{v} < 0$) es inestable según el criterio de Jeans, es decir que las fuerzas de gradiente de presión no son suficientes para inhibir el colapso gravitatorio.

Además, si el tiempo de enfriamiento radiativo de la región es mucho menor que el tiempo característico de la dinámica, se enfría suficientemente rápido y permanece en ese estado. Desde el punto de vista numérico solamente es necesario imponer una condición de densidad $\rho > \rho_{crit} = 7 \times 10^{-26} \text{gr/cm}^3$ para asegurar que una región colapsante se encuentra en condiciones de formar estrellas (Navarro y White, 1993). La tasa a la cual el gas efectivamente es transformado en estrellas se puede inferir de la relación $\dot{\rho} \sim \rho^n$ (Larson, 1970).

Dentro del esquema *SPH*, una partícula gaseosa se asume en condición de formar estrellas si las condiciones anteriores son satisfechas. Si una partícula gaseosa es transformada en estrella las fuerzas de gradientes de presión son nulas y dicha partícula interactúa solamente por gravitación al igual que la materia oscura.

Fundamentos de SPH

El método de Hidrodinámica de Partículas Suavizadas (*Smoothed Particle Hydrodynamics, SPH*) fue elaborado originalmente para resolver problemas estelares por Lucy (1977) y Monaghan y Gringold (1977). Diversos autores han aplicado recientemente esta técnica a problemas cosmológicos y de formación de galaxias (Evrard, 1988, Hernquist y Katz, 1989, Cent et al., 1990, Navarro y Benz, 1991, Thomas y Couchman, 1992, Summers, 1993). Este método asume que los elementos de volumen de un fluido se representan por partículas. Cada partícula lleva consigo información de las variables termodinámicas locales tales como temperatura T , densidad ρ , presión P , energía interna ϵ , además de las variables cinemáticas usuales, masa m , velocidad \mathbf{v} , y posición \mathbf{r} . Las variables termodinámicas en un punto arbitrario del espacio se obtienen interpolando a partir de los valores en las posiciones de partículas vecinas.

El método *SPH* esta basado en el concepto de integrales interpolantes en el cual el valor de una función f en un punto arbitrario r del espacio se obtiene de la siguiente forma:

$$f = \sum_j f_j W(r_j - r, h_j)$$

donde la suma esta realizada sobre todas las partículas vecinas. La interpolación se realiza suavizando los valores de la función en los puntos vecinos mediante un nucleo o *kernel* $W(r_j - r, h_j)$, donde h_j es la longitud de suavizado. El kernel es una función analítica derivable explícitamente

que permite computar los gradientes de funciones a través del gradiente kernel:

$$\nabla f = \sum_j \frac{m_j f_j}{\rho_j} \nabla W(r_j - r, h_j)$$

El kernel gaussiano

$$W(r, h) = \frac{1}{\pi^{3/2} h^3} \exp^{-r^2/h^2}$$

y de soporte compacto

$$W(r, h) = \frac{1}{\pi h^3} \begin{cases} 1 - 1.5u^2 + 0.75u^3 & 0 < u < 1 \\ 0.25(2 - u)^3 & 1 < u < 2 \\ 0 & 2 < u \end{cases},$$

donde $u = r/h$, son unos de los más comunmente utilizados. El kernel de soporte compacto posee la ventaja de ser idénticamente nulo p distancias $r > 2h$ lo cual reduce considerablemente el número de veci sobre el cual se realiza la interpolación. La aplicación de la técnica *SP* la resolución de las ecuaciones de la hidrodinámica permite la realizaci simulaciones numéricas hidrodinámicas que convenientemente acoplada los códigos gravitacionales puros permiten analizar consistentemente la formación de estructuras en el universo. Estas simulaciones numericas inclu inicialmente dos tipos de partículas: gas y materia oscura. El esquema formación estelar permite a las partículas gaseosas transformarse en est las y obtener las distribuciones finales de las tres principales componente: masa del universo, para ser comparadas directamente con las observacio:

Bibliografía

- Cen et al., 1990, Ap.J., 326, L41
 Evrard A.E., 1988, M.N.R..A.S., 235, 911
 Hernquist L. y Katz J., 1989, Ap.J.S., 70, 419
 Larson R.B., 1974, M.N.R.A.S., 169, 229
 Lucy L.B., 1977, Astron.J., 82, 1013.
 Gringold R.A. y Monaghan J.J., 1977, M.N.R.A.S., 181, 375.
 Navarro J.F. y Benz W., 1991, Ap.J., 380, 320
 Navarro J.F. y White S.D.M., 1993, M.N.R.A.S., 265, 271
 Summers F.J., 1993. Ph.D. Thesis, University of California at Berk.
 Thomas P.A. y Couchman H.M.P, 1992, M.N.R.A.S., 257, 11

NGC 6438. A TRIPLE SYSTEM?

C.J. Donzelli^{1,2,3} and M. Espíndola^{1,3}

¹ Grupo de Investigaciones en Astronomía Teórica y Experimental, IATE
Observatorio Astronómico de Córdoba, Argentina

² Fellow, Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina.

³ Visiting Astronomer, Complejo Astronómico El Leoncito operated under agreement between the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina and the National Universities of La Plata, Córdoba and San Juan.

ABSTRACT

We provide photographic and photoelectric information as well as CCD imaging and medium resolution spectroscopy on this system located at a distance of ~ 32 Mpc.

The SO galaxy has twisted isophotes which also show changes in the ellipticity. Profiles toward the north of this galaxy are 0.1 and 0.2 magnitudes brighter in the B and V bands respectively, than in any other direction, probably due to the presence of dust in the Irregular system.

Several blue regions ($B-V = 0.26 - 0.40$) are found in the Irregular object indicating ongoing star formation. One of these regions is located in an extreme of the northern arm, its luminosity being similar to that of the nucleus which is very close to it.

Analysis of the spectra shows typical absorption lines and a weak [NII] emission in the SO galaxy whereas $H\alpha$, [NII] and [SII] emission lines are observed both in the nucleus and in the blue region mentioned above. We determine a high reddening $E(B-V) = 1.4$ in the nuclear region of this system.

Rotation curves show a different behavior for the nucleus and the blue region, which have $V_{\max} \geq 180$ km/sec and $V_{\max} = 80$ km/sec respectively.

All this evidence could support the idea that NGC 6438 is an interacting triplet, one SO galaxy and two disk galaxies undergoing a merger.

STELLAR POPULATIONS IN DWARF ELLIPTICAL GALAXIES: A PHOTOMETRICAL APPROACH

POBLACIONES ESTELARES EN GALAXIAS ELÍPTICAS ENANAS UN ENFOQUE FOTOMÉTRICO

Sergio A. Cellone , Juan Carlos Forte

*Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas,
La Plata, Argentina*

ABSTRACT

Several constraints upon stellar populations in dwarf elliptical (dE) galaxies are derived from integrated Washington colors of a sample of 12 Fornax cluster dE's. To do so, the dE's colors are compared to observed colors of Galactic globular clusters and synthetic colors integrated from spectral energy distributions, both observed and theoretical, of simple stellar populations. The position of the dwarfs in a color - color plot ($C - T$ vs $M - T_1$) suggests metallicities comparable to those of moderately rich globulars. However, some galaxies depart from the sequence defined by the globulars; their color can only be reproduced by a mix of an old, moderately rich dominant population, plus a contribution from a younger population ($\sim 5 \times 10^8$ yr). The fact that one galaxy with independent evidences for a recent star formation event lies at the blue end of this sequence, strongly supports our conclusion.

RESUMEN

A partir de los colores integrados en el sistema de Washington de 12 galaxias elípticas enanas (dE) pertenecientes al cúmulo de Fornax, se establecen restricciones a las poblaciones estelares presentes en las mismas. Para ello se comparan los colores de las dE con los colores observados de cúmulos globulares galácticos y con colores sintéticos obtenidos a partir de las distribuciones espectrales de flujo, tanto teóricas como observadas, de poblaciones estelares simples. La ubicación de las enanas en el diagrama color - color ($C - T_1$ contra $M - T_1$) sugiere metalicidades comparables con las de los cúmulos globulares moderadamente ricos. Sin embargo, un grupo de galaxias se aparta de la secuencia definida por los cúmulos; sus colores sólo pueden reproducirse con una población dominante vieja y de metalicidad moderada, a la que se suman distintas contribuciones de una población más joven ($\sim 5 \times 10^8$ años). El hecho de que la galaxia con evidencias independientes (morfológicas y espectroscópicas) de formación estelar reciente se ubique en el extremo azul de este grupo, respalda nuestra conclusión.

LA DISTRIBUCION DE METALICIDADES DEL SISTEMA DE CUMULOS GLOBULARES DE NGC 1399

P. Ostrov
FCAGLP

Se hizo una nueva fotometría en el sistema de Washington del sistema de cúmulos globulares de NGC 1399, aplicando el método de remoción del background presentado en AAA '93. Se pudo hacer fotometría de apertura sobre las galaxias de fondo, obteniéndose una estimación directa de sus colores. Los nuevos resultados permitieron distinguir claramente dos poblaciones bien diferenciadas de cúmulos globulares, con $\langle(C-T1)\rangle = 1.4$ y 1.8 respectivamente. Los dos grupos también se distinguen por su distribución espacial, estando los más rojos mucho más fuertemente concentrados hacia el centro de la galaxia madre.

ESTUDIO SOBRE LOS EFECTOS DEL MEDIO SOBRE PROPIEDADES DE GALAXIAS

C. Valotto¹ y D. García Lambas²

1: OAC.

2: OAC - CONICET.

Hemos realizado un estudio estadístico en los catálogos CfA y SRC 2 sobre dependencia de la morfología de las galaxias y sus velocidades circulares con medio.

El índice morfológico resulta una función decreciente de la densidad numérica de galaxias. Para un determinado valor de la densidad en una capa interna encontramos que el índice morfológico del objeto central es más negativo cuando la densidad de galaxias en capas externas es mayor. Este efecto está presente sólo cuando los tipos tempranos y tardíos están simultáneamente presentes en la estadística y no cuando los tipos tempranos y los tipos tardíos son considerados por separado. Este resultado puede ser explicado en términos de una mayor tasa de "mergers" de galaxias espirales que dan origen a objetos tempranos en regiones globalmente densas (cúmulos). Por otro lado, tanto la relación disk-bulge de tipos tardíos como las elipticidades de tipos tempranos dependen sólo localmente de la densidad.

Encontramos que la velocidad circular media de las galaxias tiene aproximadamente un incremento lineal con la densidad como es esperado en un régimen lineal de un escenario de agregación jerárquica como el modelo CDM.

Mediante una técnica de análisis similar a la utilizada con los tipos morfológicos se encuentra que las velocidades circulares son un 10% menores para aquellas galaxias en regiones globalmente densas (cúmulos). Este resultado evidencia estadística del "stripping" del material de los halos causado por encuentros.

UN ANALISIS DE GALAXIAS DIFERENTES

E. Bajaja y M. C. Martín
IAR

Un gran número de galaxias son tratadas con nuevos métodos de análisis, con el objeto de establecer alguna clasificación o diferenciación entre ellas en forma independiente de su apariencia morfológica. Se presentan los primeros resultados.

GALAXIAS CON EMISION EXTREMA EN EL IR Y FE II

Sebastian L. Lipari

Observatorio Astronómico de Córdoba y CONICET

Abstract

In this communication we present the main results obtained in the study of AGNs showing extreme IR continuum and Fe II emission lines. Furthermore, we discuss that these objects can be young QSOs at the end phase of a strong starburst with superwind and superbubbles (suggested by Lipari, Terlevich & Machetto 1993). Also, we discuss the origin of broad absorption lines (BAL) systems, associated to the phase of young QSO.

Resumen

En esta comunicación se resumen los principales resultados obtenidos en el estudio de núcleos de galaxias con emisión extrema en el continuo infrarrojo (IR) y en la línea de emisión de Fe II en el óptico. También se discute la posibilidad de que estos objetos sean "young QSOs" en la etapa final de un fuerte "starburst" con "superwind/superbubbles" (como fue sugerido por Lipari, Terlevich, & Macchetto 1993). Además, se discute el posible origen de los sistemas de líneas de absorción anchas (BAL) asociados con esta fase de "young QSO".

En los últimos años se ha dedicado un considerable esfuerzo observacional y teórico en el tema de AGN con fuerte emisión en IR y Fe II. Pudiendo citarse como los resultados mas importantes, en este campo, los siguientes:

- Hay creciente evidencia observacional de la presencia de fuertes emisores de Fe II a alto y bajo corrimiento al rojo (Elston, Thompson & Hill 1994). Además, parece existir un subgrupo/clase de extremos emisores de Fe II (Lipari et al. 1991).
- Desde el punto de vista teórico, el origen de la emisión de Fe II permanece indefinido. Y el problema del Fe II en los modelos "standard" de fotoionización de la BLR es bien conocido: los modelos no explican

$FeII_{total}/H\beta$ mayores que 6, pero el valor medio observado es 10; y para el caso de PHL 1092 este valor alcanza a 30 (Wills et al. 1986).

- Lipari, Terlevich, & Macchetto (1993) encontraron que casi el 100 por ciento de los extremos emisores de Fe II son AGN luminosos en el IR. Nosotros sugerimos que estos pueden ser "young QSO" en la fase final de un fuerte "starburst".
- Boroson & Mayer (1992) encontraron interesantes resultados en la muestra de baja ionización broad absorption line (BAL) QSO; ellos detectaron: a) fuerte emisión en Fe II e IR, b) débil emisión en [OIII]5007, y c) una fuerte asimetría en H α .

En los últimos años hemos estado trabajando en este campo, efectuando aportes de importancia en el tema. En esta comunicación es nuestra intención efectuar una síntesis/resumen de dichos aportes, entre los que podemos citar:

1. En IRAS 18508-7815 (Lipari, Macchetto, & Golombek 1991) detectamos el primer emisor extremo de Fe II e IR del hemisferio austral (Fig. 1). Y discutimos la posibilidad de que estos objetos constituyan un interesante subgrupo/clase de AGN.
2. En Lipari, Terlevich, & Macchetto (1993) se definió como grupo a los extremos emisores en IR y en Fe II. Se mostró que la mayoría de los extremos emisores en Fe II son AGN luminosos en el IR y objetos que no emiten en radio. Nosotros sugerimos que estos pueden ser "young QSO" en la fase final de un fuerte "starburst".
3. En Markarian 231 (Lipari, Colina, & Macchetto 1994), el más cercano emisor extremo en IR y Fe II (Fig. 1), nosotros detectamos características típicas de un "young/starburst" QSO y encontramos evidencias de una posible relación entre los sistemas BAL y el proceso de formación estelar violento.
4. En IRAS 07598-6508 (Lipari 1994) nosotros estudiamos uno de los más cercanos BAL QSO que muestra emisión extrema en Fe II (Fig. 1). Encontramos propiedades que están de acuerdo con un modelo de "starburst/superwind" evolucionado. Donde la emisión de Fe II se relaciona con la aparición de la NLR y sistemas BAL. Además, se estudia un posible vínculo evolutivo entre *extremos y fuertes* emisores

de Fe II. Finalmente, se sugiere que este tipo de objeto es una analogía cercana de los BAL QSO que se observan a alto corrimiento al rojo ($z > 2$; Elston et al. 1994).

REFERENCIAS

- Boroson, T., & Green, R. 1992, ApJS, 80, 109.
 Elston, R., Thompson, K. & Hill, J. 1994, Nature, 367, 250.
 Lipari, S. 1994, ApJ, 436, 102.
 Lipari, S., Colina, L., & Macchetto, F. 1994, ApJ, 427, 174.
 Lipari, S., Macchetto, F. & Golombek, D. 1991, ApJ, 366, L65.
 Lipari, S., Terlevich, R., & Macchetto, F. 1993, ApJ, 406, 451.

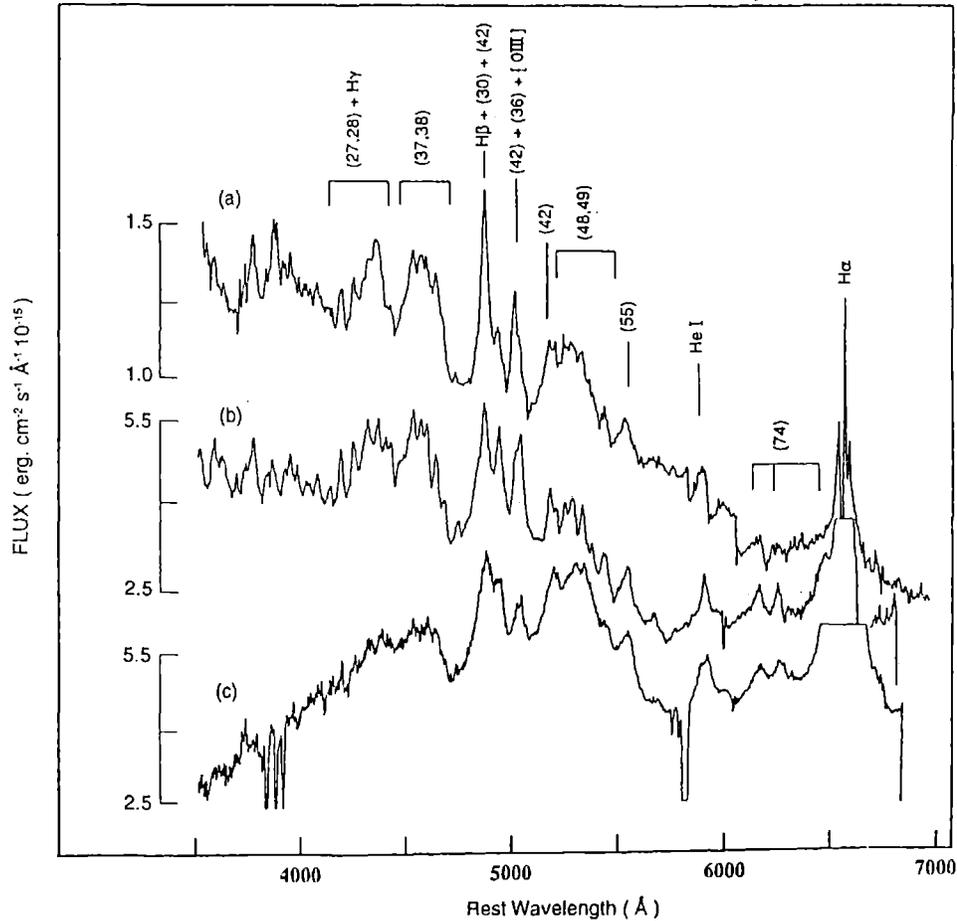


Fig. 1.- Espectros ópticos de IR AGNs con extrema emisión de Fe II: (a) IRAS 18508-7815, (b) IRAS 07598+6508, (c) IRAS 12540+5708 (Mark 231). Se muestra la identificación de líneas.

NUEVOS ESTUDIOS ESPECTROSCOPICOS DE GALAXIAS IRAS

E.L. Agüero^{1,2}, F.E. Suárez¹, S. Paolantonio¹ y J.H. Calderón^{1,2}

Observatorio Astronómico de Córdoba¹ y CONICET²

Abstract: Observations of four IRAS objects are presented. From their optic spectral characteristics they are classified according to their degree of nucle activity: two of them as Seyfert 1.9 types and one as an HII region-like galaxy; th remaining one turns out to be a star. Electron temperature and density, and oxygen and nitrogen abundances are given for the HII region-like galaxy. Heliocentric radial velocities are reported too.

Los objetos IRAS I1046-3141, I1232-3938, I1244-0227 e I1250-4121, candidatos AGN, son estudiados espectroscópicamente en el rango óptico, en base observaciones realizadas con espectrógrafo + z-machine en el CASLEO.

Según sus características espectrales y de acuerdo al grado de actividad nuclear, I1232-3938 e I1250-4121 fueron clasificados como galaxias Seyfert 1.9, por lo que el principal mecanismo de excitación actuante sería fotoionización por continuo con forma de ley de potencias.

El objeto I1244-0227 fue clasificado como galaxia tipo region HII y fotoionización por estrellas OB sería su proceso de excitación dominante. A partir de calibraciones empíricas se obtuvo su abundancia de oxígeno $N(O)/N(H) = 3.7 \times 10^{-4}$, la que requiere una temperatura $T_e = 8300$ K; la densidad electrónica que resulta de las líneas del azufre es $N_e = 240 \text{ cm}^{-3}$. Estos dos valores están dentro del rango normal para el tipo. Se obtuvo también la abundancia de nitrógeno $N(N)/N(H) = 2.4 \times 10^{-5}$. Estas abundancias halladas no son muy diferentes de las usuales en regiones de emisión galácticas y la relación $N(N)/N(O) = 0.06$ señala una proporción normal de estos elementos.

Los espectros de I1046-3141 indican que se trata de una estrella, lo que es corroborado por su baja velocidad radial: Vel. Helioc. = $(-16 \pm 14) \text{ km s}^{-1}$.

Además para I1232-3938, I1244-0227 e I1250-4121 se determinaron sus velocidades radiales heliocéntricas, las que respectivamente son $(3538 \pm 9) \text{ km s}^{-1}$, $(1570 \pm 7) \text{ km s}^{-1}$ y $(4796 \pm 25) \text{ km s}^{-1}$.

IMAGEAMIENTO DE FILTROS DE BANDA ESTREITA DE NGC 4736

I. Rodríguez¹, H. Dottori¹, J. Cepa² y J. Vilches²

1: Inst. de Física - UFRGS.

2: Instituto Astrofísico de Canarias.

Neste trabalho analisamos imagens da galaxia espiral NGC 4736, tomadas com filtros interferenciais de banda estreita centrados nas linhas [OII]3727, H β , [OIII]5007, H α , [SII]6730, [SIII]9070 e contínuos adjacentes, observadas no telescópio Kapteyn, nas ilhas Canárias. Foram detectadas 81 regiões HII, com logaritmo de fluxos (erg.cm²/seg) em H α entre -12.52 e -14.85, e com fluxos absolutos medidos nas demais linhas em estudo.

Obtivemos razões de linhas H α /H β , [OIII]5007/H β , ([OII]+[OIII])/H β e [OII]/[OIII], que são indicativos de diversas propriedades como extinção intrínseca, excitação e metalicidade.

PROPIEDADES ESTADÍSTICAS DE LAS REGIONES HII EN NGC 2997

C. Feinstein y R. Martínez
FCAGLP

A partir de los estudios recientes de las regiones HII en galaxias cercanas se han encontrado resultados contrapuestos en las propiedades estadísticas de las regiones HII cuando se comparan objetos pertenecientes a los brazos espirales y aquellos de la zona interbrazo. Para NGC 3992, Cepa & Beckman no encuentran una diferencia significativa entre ambos grupos. Pero luego los mismos autores sí la encuentran para NGC 4321. Posteriormente Rand, a partir de un estudio de regiones HII encuentra una diferencia apreciable para la galaxia M 51. Knapen et al. en sus observaciones de NGC 6814 estudian la posibilidad de que la discrepancia sea producida por propiedades morfológicas de los objetos. Bajo ese punto de vista se han estudiado las regiones HII de la galaxia NGC 2997.

The Supergiant Interstellar Bubble LMC 1

La Super-Burbuja Interestelar LMC 1

G. Goldes ⁽¹⁾, A. Laval ⁽²⁾, G. Carranza ⁽¹⁾,
E. LeCoarer ⁽³⁾, Y.P. Georgelin ⁽²⁾, Y.M. Georgelin ⁽²⁾,
M. Marcelin ⁽²⁾, P. Amram ⁽²⁾

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba y CONICET

(2) Observatoire de Marseille

(3) Observatoire de Grenoble

Abstract:

The study of one of the nine objects classified by Meaburn in 1980 as "Supergiant Bubbles" of the Large Magellanic Cloud has been undertaken by using $H\alpha$ observations carried out with an imaging Fabry-Pérot interference spectrometer.

A morphological, kinematical and photometrical study about this object is here presented, supporting the idea that we are dealing with a spheroidal, expanding shell. The probable origin of this huge superstructure is discussed on the basis of energetical considerations for classic stellar-wind and supernova-explosion models. An alternative approach is also discussed.

Resumen:

Se ha abordado el estudio de uno de los nueve objetos catalogados por Meaburn en 1980 como "Burbujas Supergigantes" de la Nube Mayor de Magallanes mediante observaciones en $H\alpha$ llevadas a cabo con un espectrómetro interferencial Fabry-Pérot formador de imágenes.

Se presenta un estudio morfológico, cinemático y fotométrico del objeto que respalda la idea de que se trata de una cáscara esferoidal en expansión. Se discute el origen probable de esta superestructura en base a consideraciones energéticas para modelos clásicos de vientos estelares y explosiones de supernova. Se discute una hipótesis alternativa.

Introducción

Entre las nebulosas localizadas de la Nube Mayor existe un grupo diferenciado de objetos a simetría esferoidal, de 20 pc a 200 pc de diámetro que se conocen como burbujas gigantes o normales. Sin embargo se detecta también un conjunto bien diferenciado de 9 burbujas "supergigantes", con diámetros de entre 600 y 1400 pc. Las 9 "superburbujas" muestran morfologías muy diferentes entre sí, desde cáscaras cuasi-esféricas delineadas por filamentos sencillos (LMC 1) hasta objetos de estructuras complejas (LMC 4, LMC 5), pasando por burbujas cuyas paredes se hallan tapizadas por burbujas menores (LMC 9). La distribución de diámetros de las burbujas de la Nube Mayor no es normal, sino que existen dos distribuciones diferentes separadas por un "gap" entre los 250 pc y los 600 pc (Meaburn 1980). Ese tipo de distribución de diámetros bien podría ser indicativa de un ORIGEN

también diferenciado para burbujas "normales" y "supergigantes". En este trabajo se describe el estudio llevado a cabo sobre LMC 1 en el marco del "Survey H α de las Nubes de Magallanes" (LeCoarer et al. 1993).

LMC 1 fue por primera vez identificada como una cáscara de 700 pc de diámetro por Goudis y Meaburn (1978). Sin embargo, el mismo Meaburn (1980) sugería, basándose en consideraciones poco claras, que el objeto tendría simetría cilíndrica y no esférica. Nuestros estudios respaldan por el contrario la imagen de cáscara esférica en expansión.

Parámetros observacionales

Se trata de un objeto con evidente continuidad morfológica y cinemática, y no de un mero agregado a lo largo de la visual. Se detecta emisión H α en todo el interior de la estructura, mostrando que la misma es 3-D y no un anillo plano. La figura 1 muestra un mapa de brillos superficiales medios en H α , en una escala para la cual el brillo de DEM 47 es de 100; en la misma figura se mapean las densidades electrónicas medias para un modelo de cáscara esférica de espesor 25 pc sin material en el interior y suponiendo ionización total. La figura 2 muestra un mapa de velocidades radiales LSR; la velocidad radial media de la burbuja es de 285 km/s y su velocidad media de expansión de 25 km/s.

Masas y energías

Los valores límites para la masa de la cáscara calculados en base a las densidades electrónicas resultan, asumiendo ionización total: $1,5 \times 10^5 M_{\odot}$ y $2,6 \times 10^5 M_{\odot}$. La masa total de la cáscara en expansión podría ser sin embargo muy superior si existiera un envoltorio masivo de H I frío en expansión rodeando la capa ionizada.

Las energías involucradas en el proceso pueden computarse haciendo uso de modelos físicos y evolutivos para la estructura: los mecanismos a los que usualmente se recurre para explicar el origen de este tipo de estructuras son dos: explosiones de supernovas y vientos estelares;

- asumiendo los modelos numéricos de Chevalier (1974) para la evolución de una cáscara de supernova en su etapa snowplough, y utilizando los parámetros derivados de las observaciones, se obtiene para la cáscara una edad dinámica de $4,4 \times 10^6$ años. La energía mecánica inicial liberada por la explosión resulta de 7×10^{52} erg. Dicho valor es unos dos órdenes de magnitud superior al de los valores típicos aceptados de energía mecánica liberada para supernovas de tipo II. La simetría esferoidal del objeto descarta por otra parte la sumatoria de explosiones separadas como probable origen. Resulta claro que la energía mecánica disponible en el medio originada en explosiones de supernova es totalmente insuficiente para generar una estructura tan vasta y con una expansión actual tan rápida.

- considerando los modelos teóricos de Castor et al. (1977) y Weaver et al. (1977) para vientos estelares de estrellas O y B, la edad dinámica del sistema resulta de 8×10^6 años, y la potencia mecánica media necesaria para "soplar" la estructura del orden de $1,2 \times 10^{38}$ erg/s: ¡se requerirían alrededor de un centenar de estrellas tempranas emitiendo fuertes

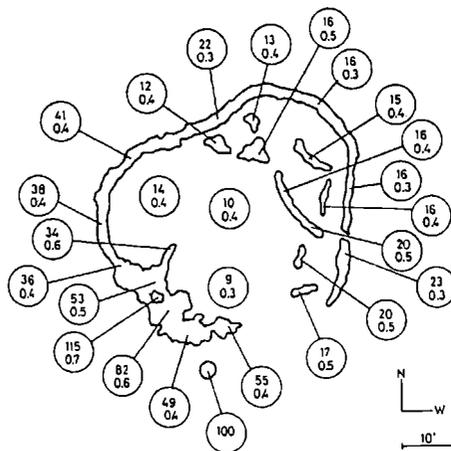


Fig. 1: Distribución de brillos superficiales H α y densidades electrónicas para los filamentos más conspicuos de LMC 1. La escala de brillos superficiales es tal que el valor correspondiente para la nebulosa DEM 47 (extremo S) resulta de 100. Las densidades están expresadas en e $^-$ /cm 3 .

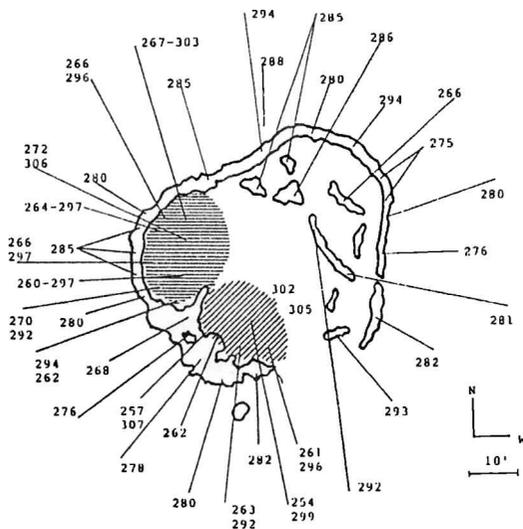


Fig. 2: campo de velocidades radiales LSR de la burbuja en km/s. Las partes sombreadas corresponden a zonas de desdoblamiento.

vientos durante un período de tiempo mayor que la vida media de tales estrellas en secuencia principal, y mucho mayor aún que su vida en la fase de emisoras de vientos, para justificar semejante aporte de energía! Es decir, gran cantidad de estrellas presentes durante varias generaciones estelares, y distribuidas según una simetría central. Dicho escenario no resulta probable.

- el mecanismo alternativo analizado es el de colisiones de nubes neutras de alta velocidad con el disco galáctico (Tenorio-Tagle 1980, 1981). La energía cinética total (macroscópica más interna) de la cáscara ionizada fue estimada, suponiendo que todo el material se desplaza con igual velocidad (25 km/s), en un valor del orden de 2×10^{52} erg. Dicho valor sería idéntico al de la energía cinética inicial de la nube intrusa si se asume que el choque fue absolutamente plástico (la nube coalesce con el disco galáctico) y si se desprecian además pérdidas radiativas. Una nube de $5 \times 10^4 M_{\odot}$ con una velocidad de caída de 250 km/s sobre el disco galáctico proveería en ese caso suficiente energía. Nubes de tales características han sido detectadas (Hulsbosch 1975).

Conclusiones

- * LMC 1 es sin dudas una cáscara esferoidal, con velocidad de expansión de 25 km/s
- * Explosiones de supernova o vientos estelares son incapaces de explicar el origen de la estructura
- * Se debe pensar en mecanismos diferentes para explicar la existencia de objetos también diferentes y no forzar los mecanismos conocidos extrapolándolos a escalas macroscópicas a nivel galáctico
- * Se propone como mecanismo responsable de la formación de la burbuja el de colisiones de nubes frías de alta velocidad con el disco galáctico. El mecanismo merece ser estudiado en mayor detalle. La simetría del objeto respalda la idea de un **evento único** como responsable de su formación.
- * La muestra total de "superburbujas" es estadísticamente muy reducida, y las nueve candidatas muestran morfologías sumamente dispares entre sí. Se hace necesario un estudio detallado de todas ellas a fin de establecer si constituyen una verdadera "categoría" diferenciada de objetos.

Referencias

- Castor J., McCray R., Weaver R., 1977, ApJ, 200, L107
Chevalier R., 1974, ApJ, 188, 501
Goudis C., Meaburn J., 1978, A&A, 68, 189
Hulsbosch A., 1975, A&A, 40, 1
LeCoarer E., Rosado M., Georgelin Y., Viale A., Goldes G., 1993, A&A, 137, 343
Meaburn J., 1980, MNRAS, 192, 365
Tenorio-Tagle G., 1980, A&A, 88, 61
Tenorio-Tagle G., 1981, A&A, 94, 338
Weaver R., McCray R., Castor J., Shapiro P., Moore R., 1977, ApJ, 218, 377

ACCELERATION OF 10^8 GeV PROTONS IN HIGH TEMPERATURE-HIGH DENSITY PLASMAS IN ACTIVE GALACTIC NUCLEI

G. A. Medina Tanco, V. Jatenco y R. Opher
IAG / USP

Observational evidences point to a high rate of supernova explosions in the central region of active galactic nuclei (AGN). Terlevich et al. (1992) showed that many of the characteristics of the broad line regions in AGN can be explained by the rapid cooling of the corresponding supernovas remnants expanding in this hot, high density ($N \sim 10^7$) ambient medium.

We applied the code developed by Medina Tanco and Opher (1993) for galactic cosmic rays acceleration propagation to simulate numerically (3D) the sequential acceleration of protons interacting with such remnants. It is shown that particles with energies as high as 10^8 GeV, can be obtained under reasonable assumptions.

ESTRUCTURA EN GRAN ESCALA EN DIFERENTES MODELOS COSMOLOGICOS

M. G. Abadi¹, M. A. Nicotra² y D. García Lambas¹

- 1: OAC - CONICET.
- 2: OAC.

Diferentes hechos observacionales implican serias dificultades para el modelo cosmológico canónico con parámetro de densidad $\omega=1$, constante cosmológica $\lambda=0$. Entre ellos pueden mencionarse: la teoría de nucleosíntesis primordial y el contenido bariónico de cúmulos de galaxias, y la vinculación entre amplitud del campo de velocidades peculiares de galaxias y su distribución espacial. Estamos desarrollando modelos numéricos que permitan abordar en diferentes escenarios cosmológicos problemas tales como la formación de galaxias, sistemas de galaxias y estructura a gran escala de una manera consistente para gas y materia oscura. Específicamente se trabaja en la implementación de las técnicas numéricas SPH y Adaptive P3M las cuales podrían brindar soluciones parciales o totales para estas cuestiones en controversia.

SIMULACIONES COSMOLOGICAS CON COMPONENTE GASEOSA Y MATERIA OSCURA

M. G. Abadi¹, P. Tissera² y D. García Lambas¹

1: OAC - CONICET.

2: OAC.

Se desarrolló un código de integración numérica que permite seguir la evolución dinámica de un sistema compuesto por partículas de gas y materia no colisional inmersas en el modelo cosmológico expansivo standard. Las fuerzas gravitacionales son calculadas utilizando los algoritmos de integración numérica AP3M (Couchmann, 1993) y las del gas mediante el formalismo SPH, (Monaghan, 1989). Típicamente, se evolucionan 5000 partículas que representan gas y 32000 partículas no colisionales. Se analizó la habilidad del código para reproducir la solución analítica autosimilar (Bertschinger, 1985) de una perturbación con simetría esférica en un substrato expansivo homogéneo. Los resultados numéricos reproducen satisfactoriamente las soluciones teóricas tanto para los perfiles de densidad, velocidad, presión y masa. El control de la integración numérica se realizó mediante la ecuación de Lazer-Irvine para la conservación de la energía cósmica obteniéndose resultados compatibles con la tolerancia usual para simulaciones cosmológicas (<5%). Se puede incluir la disipación de energía de acuerdo con las leyes de enfriamiento radiativo.

INTEGRACION DE LAS ECUACIONES DE MOVIMIENTO DE CASCARAS ESFERICAS

J. C. Muzzio y F. C. Wachlin
FCAGLP - PROFOEG

Es frecuente simplificar el estudio de sistemas esféricos representándolos con cáscaras, en vez de con partículas aisladas. El inconveniente que esto presenta radica en una singularidad en el origen, debida al término correspondiente al momento angular. Presentamos aquí una formulación que resuelve este problema.

SISTEMA SOLAR & MECANICA CELESTE

CAPTURA EN RESONANCIA Y FORMACION DE ESTRUCTURAS EN EL SISTEMA SOLAR

C. Beaugé
IAG / USP

Los estudios estadísticos de Roy y Ovenden en la década del cincuenta indicaron que el número observado de miembros del Sistema Solar que se encuentran en resonancia, es muy superior al esperado en base a una distribución aleatoria de semiejes. Aunque esto parece sugerir una cierta relación entre resonancias y la formación o evolución dinámica de los planetas y satélites, la naturaleza exacta de esta relación es aún poco conocida.

El fenómeno de captura en resonancia debido a la acción de fuerzas no-conservativas surge como una posible explicación, y ha sido satisfactoriamente aplicado al caso de satélites planetarios. Sin embargo, la interacción entre planetas continúa sin solución. En este trabajo se presentan estudios sobre las principales características del proceso de captura, tales como existencia de soluciones estables e inestables, tiempos y probabilidad de captura, y la diferencia entre los casos adiabáticos y no-adiabáticos. Los resultados obtenidos permiten conjeturar sobre la participación del fenómeno de captura en resonancia por fuerzas no-conservativas en la formación de los planetas externos.

ESTUDIO DE LAS ERUPCIONES EN COMETAS MEDIANTE LA RADIOEMISION DEL RADICAL OH

A. M. Silva
IAFE - CONICET

Empleando las observaciones existentes más completas de cometas frecuencias de radio (18 cm) hemos descubierto intensas y frecuentes erupciones gas y polvo, las que para ser explicadas nos remiten al estado de agregación y composición del núcleo cometario, tema de gran interés, dada la condición "primordial" de ese material. Se discuten aquí los avances logrados en este terreno gas producido (vapor de agua en 85/100) se disocia por efecto de la luz solar, y una de las moléculas hijas (OH) presenta un débil efecto maser detectable desde Tierra. Este efecto resulta ser muy sensible a las colisiones con partículas cargadas del viento solar. En particular hemos descubierto que en una región interior de la coma en la que el viento solar es virtualmente detenido por los iones cometarios, el maser sufre un apagado casi total y se reconstruye al cruzar dicha región. Presentamos aquí un modelo para explicar este efecto. Finalmente se propone un modelo global para interpretar las observaciones de cometas en radiofrecuencias, que incluye las erupciones nucleares: disociación del agua y el OH, el apagado colisional del maser, y la evaporación de granos de hielo diseminados por la atmósfera gaseosa.

ECLIPSE TOTAL DE SOL DEL 3/11/94

G. Ianninni
OAC

Se presentan gráficos y mapas explicativos sobre el eclipse de Sol del 3 de noviembre de 1994.

EVOLUCION ORBITAL DE ASTEROIDES RECIENTEMENTE DESCUBIERTOS

Fernández S.¹, Brizuela H.^{2,3}, Díaz E.³, Varela O.³

1) Observatorio Astronómico (UNC); 2) FaMAF (UNC); 3) FCEN (UNCA)

INTRODUCCION

En 1993 fueron descubiertos tres asteroides cuyos elementos orbitales preliminares los ubicaban como pertenecientes al grupo Apollo, es decir, su semieje $a \geq 1.0$ UA y su distancia mínima al Sol $q \leq 1.017$ UA. Estos asteroides tienen la particularidad de poder ser cruzadores de la órbita terrestre. Esto significa asteroides en órbitas tales que a consecuencia, solamente, de las perturbaciones seculares pueden intersectar la órbita de nuestro planeta. Los asteroides cruzadores de la órbita terrestre pueden tener diverso origen. Algunos han sido probablemente residuos de una población de viejos cruzadores de Marte, otros provienen de regiones más apartadas del cinturón asteroidal perturbados por alguna conmensurabilidad con Júpiter o bien son restos de cometas de corto período. De la población total de asteroides cruzadores de la Tierra, un 50% es de los tipo Apollo. Estos argumentos nos motivaron para hacer un estudio sobre la evolución dinámica de estos tres nuevos objetos. En particular, estos asteroides son interesantes porque sus movimientos medios osculadores se encuentran cerca de conmensurabilidades con Marte o con la Tierra.

METODOLOGIA

El estudio se basa en la integración numérica de las ecuaciones diferenciales de movimiento las cuales forman un sistema no integrable, aún en el caso de tres cuerpos restringido. Esto implica que cualquier método analítico para resolverlo deba considerar aproximaciones y tratamientos adecuados del Hamiltoniano. En cambio, la integración numérica permite obtener resultados más reales teniendo en cuenta la precisión de los métodos empleados. En nuestro caso se utilizó el integrador de N-cuerpos de Schubart y Stumpff y se postuló un modelo de sistema planetario considerando Sol +Mercurio como el cuerpo principal y las perturbaciones gravitacionales de Venus, Tierra, Marte, Júpiter y Saturno. Si bien, dadas las distancias medias al Sol de los objetos en estudio, sólo importaban las perturbaciones producidas por los tres primeros planetas, Júpiter fue tenido en cuenta debido a su masa y, por consiguiente, a las perturbaciones que produce sobre las órbitas de los interiores. El caso de la inclusión de Saturno es debida a su influencia sobre los elementos orbitales de Júpiter, principalmente sobre la excentricidad. Para los cálculos se utilizó una Sun Workstation 1030, por lo cual no fue necesario simplificar las ecuaciones a fin de economizar tiempo de cómputo.

Para profundizar el análisis del comportamiento dinámico de la zona en que se hallan los asteroides reales, en particular las conmensurabilidades 5:4 y 4:3 con Marte y 5:3 con Tierra, se generaron 30 asteroides ficticios y se estudió su evolución orbital por un largo período de tiempo.

DATOS Y CALCULOS

Las condiciones iniciales de los asteroides reales estudiados se encuentran listadas en la tabla, en el siguiente orden: nombre del asteroide, semieje mayor, excentricidad, inclinación, longitud del nodo, conmensurabilidad y planeta con el cual se produce y por último el número de la Circular de la IAU en que fue publicado. Los ficticios fueron creados con semiejes entre 1.25 y 1.39 UA, con excentricidades 0.2 y 0.4, inclinaciones 0.°, 25.°, 50.°, longitud del nodo 0.° y 90.°

Asteroide	a	e	i (°)	Ω (°)	Conm.	Circ.
1984 - AJ	1.271974	0.585640	5.0549	97.247	4:3 (M)	5721
1993 BW2	1.331442	0.304419	21.8299	121.225	5:4 (M)	5710
1993 BX3	1.399620	0.283041	2.8085	175.698	5:3 (T)	5711

Las integraciones se llevaron a cabo por un intervalo de 200.000 años, con un paso de integración de 2 días. Como resultado de las integraciones se obtuvieron coordenadas y velocidades para determinados instantes de tiempo, las cuales fueron transformadas en elementos orbitales y en la variable de resonancia σ . Se desarrolló el software necesario para realizar todas estas transformaciones. Se analizaron los gráficos de semieje, excentricidad, inclinación y σ en función de tiempo. Además, se obtuvieron los instantes de tiempo en que se produjo alguna aproximación cercana a alguno de los planetas.

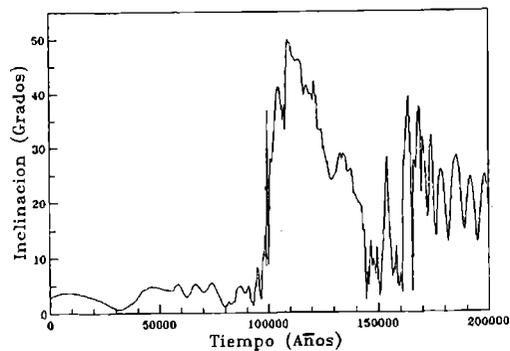
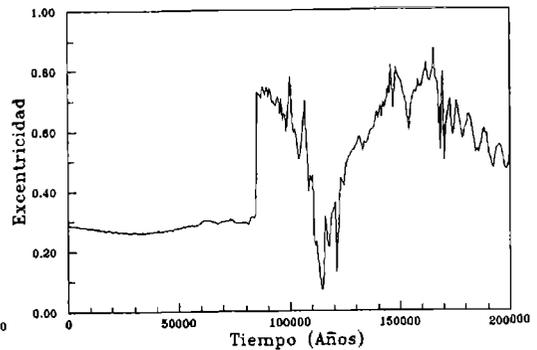
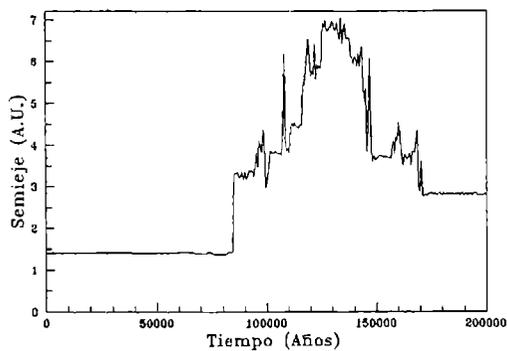
RESULTADOS

Asteroides reales:

1984 AJ que se encuentra próximo a una conmensurabilidad 4:3 con Marte presenta un comportamiento bastante acotado, su alta excentricidad inicial se mantiene y su inclinación permanece casi regular. Del gráfico ($e \cos \sigma$, $e \sin \sigma$) se puede observar que el argumento crítico circula con lo cual no existe captura en resonancia.

1993 BW2 está casi en conmensurabilidad 5:4 con Marte y su comportamiento es sumamente regular. Su alta inclinación oscila con poca amplitud evitando encuentros cercanos con el planeta. Tampoco está capturado en resonancia.

1993 BX3 en cambio, presenta irregularidades producidas por un encuentro con Marte. Esta aproximación tiene lugar en momentos en que su inclinación, que inicialmente es baja disminuye haciendo coincidir prácticamente los planos orbitales de ambos cuerpos. Al producirse el encuentro la excentricidad da un gran salto y se irregulariza, sacando al asteroide de la zona y llevándolo a regiones por jovianas. Ver figuras.



Los asteroides ficticios presentan en general un comportamiento regular, salvo que por baja inclinación se produzca un encuentro cercano con Marte o Tierra. Ninguno es capturado en resonancia. Uno de ellos se convierte en cruzador de la órbita terrestre. Este objeto tiene inicialmente $a = 1.25$ UA (4:3 Marte), $e = 0.2$ y su plano de movimiento coincide con la eclíptica, $i = 0^\circ$.

CONCLUSIONES

Vemos en general, que la inclinación es muy importante. Sólo hay un efecto fuerte de perturbación cuando la inclinación es casi nula. Esto se debe a la pequeña masa de los perturbadores cercanos, es decir que para sentir la influencia de Marte o de la Tierra los planos orbitales deben ser cercanamente coincidentes. De esta manera no se puede producir la captura en resonancia. Es decir que las conmensurabilidades, aún exactas como en el caso de los asteroides ficticios no son importantes.

EFFECTOS DEL IMPACTO DEL COMETA SHOEMAKER-LEVY 9 SOBRE EL CONTINUO DE JUPITER

F. R. Colomb, C. A. Olano y J. C. Testori
IAR

Se observó sistemáticamente a Júpiter, con una de las antenas de 30m del IAR, entre el 13 de julio y el 20 de agosto. El día 18 en el que ocurrió el impacto del fragmento G, el flujo del continuo de 21cm comenzó a aumentar significativamente hasta alcanzar, al final del período de las colisiones, una diferencia del orden de 10^{-2} con respecto a la densidad del flujo normal de Júpiter. Se discute a partir de los datos polarimétricos y del flujo total obtenidos en función de la longitud del meridiano central de Júpiter y del tiempo, la naturaleza de la radiación adicionada por el fenómeno. Considerando que esta radiación es esencialmente sincrotrónica, como sugerirían nuestras observaciones, se estima la fracción de la energía total de las explosiones que se liberó en forma de electrones de alta energía inyectados en la magnetósfera de Júpiter.

SOBRE LA CONVERGENCIA DE LAS SERIES DE LA MECANICA CELESTIAL

C. A. Altavista
FCAGLP

Los teoremas de Bruns y Gylden han determinado que las series de la Teoría de las perturbaciones en Mecánica Celeste son convergentes. Ambos teoremas demostrados por sus autores por la aplicación de representaciones por la Teoría de números. Se da la demostración unificada de los mismos, basada en el carácter operacional que tiene el desarrollo de la función perturbadora planetaria.

PROJECTIVE GEOMETRY AND CELESTIAL MECHANICS

C. A. Altavista
FCAGLP

Abstract: In this paper it is shown that topological aspects of the solar system can be known from projective statements.

1.- Projective geometry provides the natural setting for the geometry of the conic. Since projective geometry in the space S_2 induces a subordinate one-dimensional geometry on every proper conic locus, we can take advantage of the well-known quadrangle construction in order to obtain for variable times t , special invariants (invariant surfaces) into the framework of the instantaneous motion of the two-body problem. In the space S_1 of projective geometry a metric invariant is obtained by means of the so called harmonic relationship of four points.

As regards the three-body problem, we can "connect" the integral properties of the general system of three masses with the instantaneous integral properties of the two-body problem.

In fact, taking on the instantaneous major semi-axis of a planet three special select points, the harmonic relationship is obtained by means of a geometric construction, the projective quadrangle, which determines the fourth point of the harmonic relationship (the value of which is -1). We can, then, obtain several invariant surfaces by considering the product of two successive "quadrangle constructions" at times t and $t + dt$.

The product construction is a direct generalization of the familiar concept of coordinates. One constructs the product manifold from the two manifolds M^p and M^q , such that:

$$M^{p+q} = M^p \cdot M^q$$

The points of M^{p+q} are the pairs $z = (x,y)$ where x is an arbitrary point of M^p and y is an arbitrary point of M^q .

2.- The constancy of the form of an elliptic orbit can be assured by considering the nature of the solutions of the differential equations of motion. In fact, the coefficients of the trigonometric series in von Zeipel's method are bilinear operators of the form

$$\frac{a x}{cc + d}, \text{ as can be easily shown.}$$

The a 's are real numbers, and the c 's and d 's are integers. This Möbius transformation has two fixed points. One of them is stable (the conditions are here $a + d \neq 0$, and $(d - a)^2 + 4bc > 0$, which are evidently satisfied under the present circumstances in our solar system). The unstable fixed points take place under the conditions: $a + d = 0$, $(d - a)^2 + 4bc > 0$. In the present circumstances, such points are exceptional. These results are a generalization of theorems given by Bruns and Gylden concerning the convergence of the astronomical series in Celestial Mechanics.

3.- With regard to the secular terms appearing in the third order of the solutions, it is a simple matter their transformation in terms of long period. Taking terms of the second order planetary approximation from which secular terms arise in the third order approximation, let us suppose that we are dealing with von Zeipel's planetary theory. We then apply the following device: the second order terms are multiplied by Lagrange's (or Poisson's) unitary bracket operators. This performance will destroy exactly and avoid, the presence of time terms in the third order planetary theory. They will be obviously replaced by long period trigonometric terms.

Invariant projective properties of the conic locus can also be derived by considering several of the known theorems of projective space S_2 . This will be investigated in a next paper.

REFERENCES.

- ALEXANDROV, Paul 1932 ELEMENTARY CONCEPTS OF TOPOLOGY, translated by Alan E. Farley, University of California at Berkeley, reprinted by Dover.
- CHARLIER, Carl Ludwig 1927 DIE MECHANIK DES HIMMELS, Walter de Gruyter, Berlin und Leipzig, Zweiter Band.
- PARS, L. A. 1979 A TREATISE ON ANALYTICAL DYNAMICS, Oxford Book Press, Woodbridge, Connecticut, 06525.
- SEMPLE, J. G. and KNEEBONE, G. T. 1952 ALGEBRAIC PROJECTIVE GEOMETRY, Oxford at the Clarendon Press.

EXPONENTES CARACTERISTICOS DE LYAPUNOV PARA ASTEROIDES EN RESONANCIA 5:3

Silvia Fernández y Fernando Roig (O.A.C.)

En un trabajo anterior presentamos resultados sobre la evolución temporal de los elementos orbitales de asteroides en conmensurabilidad 5:3 con Júpiter ($a = 3.7$ U.A.). En este trabajo hemos ampliado esos estudios a través del cálculo de Exponentes Característicos de Lyapunov (ECLs), con el objeto de obtener un parámetro que permita cuantificar la estabilidad o caoticidad de las órbitas en dicha zona. Hemos estudiado un total de 15 asteroides ficticios, con semiejes iniciales comprendidos entre 3.66 U.A. y 3.74 U.A. y excentricidades iniciales entre 0.0 y 0.2. El modelo tridimensional de sistema solar utilizado incluye como cuerpos masivos a Júpiter y Saturno. El cálculo de los ECLs se llevó a cabo integrando simultáneamente las ecuaciones de movimiento newtonianas y las ecuaciones de variaciones correspondientes, por un intervalo de tiempo de 200 000 años. Nuestros resultados indican la presencia de una evidente inestabilidad, reflejada en la existencia de ECLs positivos incluso para asteroides con excentricidades iniciales bajas (≈ 0.1). Esto representa una prueba en favor de la hipótesis gravitacional como responsable del barrido de asteroides de la zona.

ASTROMETRIA

CATALOGO PRELIMINAR DE RADIO ESTRELLAS N° 3 # J2000.0

† R.A. Carestia, C.C. Mallamaci, M. Gallego, W.L. Castro, J.A. Pérez, L.F. Marmolejo, J.L. Navarro, J.A. Sedeño.

Observatorio Astronómico "Félix Aguilar", Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales, Universidad Nacional de San Juan

Abstract

Right ascension and declination for 240 radio-stars south of $\delta = +40^\circ$ are presented. They were observed during 1989 and January '90 with the Repsold meridian circle installed at the "Félix Aguilar Observatory" in San Juan. The observations are differential with respect to FK5, and the coordinates are given for equinox J2000.0 and mean epoch of observations. For an equatorial star, the quadratic mean error of one observation of the catalogue resulted, in average, $S_\alpha = 0.022^s$ and $S_\delta = 0.42''$.

Resumen

Se presentan las posiciones en ascensión recta y declinación de 240 radio estrellas al sur de $\delta = +40^\circ$, observadas durante el año 1989 y enero '90 con el círculo meridiano Repsold instalado en el Observatorio Astronómico Félix Aguilar de la provincia de San Juan (Argentina). Las observaciones fueron realizadas en forma diferencial con respecto al catálogo FK5, y las coordenadas están dadas para el equinoccio J2000.0 y la época media de observación. En promedio, los errores medios cuadráticos de una observación del catálogo para una estrella ecuatorial resultaron $S_\alpha = 0.022^s$ y $S_\delta = 0.42''$.

Introducción.

Es un hecho que en la actualidad se están realizando importantes esfuerzos para construir un sistema de referencia quasi - inercial sobre la base de posiciones de radio fuentes extragalácticas compactas, medidas con interferómetros de base muy larga. La idea de utilizar estos objetos se fundamenta en que, debido a la gran distancia a que se encuentran, no presentan movimientos propios medibles y por lo tanto son considerados los mejores candidatos para establecer un sistema de coordenadas no-rotacional.

Muchas radio fuentes de nuestra galaxia presentan, además, una contraparte óptica (radio estrellas), cuya posición puede ser determinada tanto en el espectro radial como en el visible; por lo tanto es posible utilizarlas como medio de vinculación entre el sistema de referencia radial extragaláctico y los sistemas de referencia ópticos, basados en posiciones de estrellas galácticas (por ejemplo el FK5). Por esta razón, y teniendo en cuenta que para tal fin es necesario contar con posiciones ópticas precisas de estos objetos, nuestro grupo de trabajo decidió a principio de la década de 1980, incorporar radio estrellas en los programas de observación con círculo meridiano, las que desde 1987. forman parte de nuestros programas corrientes de investigación. En este trabajo, presentamos los resultados de las observaciones realizadas durante el año 1989 y enero de 1990.

Listado de radio estrellas

Nuestro *listado original* de radio estrellas, base de este trabajo, fue compilado sobre la base de los contactos que C.C. Mallamaci mantuviera con H. G. Walter del Astronomisches Rechen Institut de Heidelberg, República Federal de Alemania. Las radio estrellas fueron seleccionadas, fundamentalmente, de varias listas provistas por Walter, pero también se utilizaron la lista recomendada por la comisión n° 24 de la U.A.I. y el catálogo publicado por H. Wendker del Hamburgo Sternwarte (Hamburgo, R.F.A.). La selección se hizo exclusivamente en función de la declinación y la magnitud visual. Se formó, así, un listado de 509 radio estrellas ubicadas al sur de $\delta = +40^\circ$ y más brillantes que $m_v = 10.0$

Las coordenadas *adoptadas* para estos objetos fueron obtenidas, principalmente, de los catálogos FK4, FK4-Sup y SAO, excepto para algunas pocas estrellas que no pudimos identificar. Otros datos, tales como paralaje y velocidad radial se obtuvieron del Catalogue of Trigonometric parallaxes y del Bright Star Catalogue.

Observación y reducción de mediciones

Las observaciones fueron realizadas con el círculo meridiano Repsold (clásico), instalado en San Juan, Argentina, ubicado en la latitud de $-31^\circ 30' 38.5''$ y la longitud de $-68^\circ 37' 12.0''$. Las mediciones son estrictamente diferenciales con respecto al FK5, para lo cual se observó una cantidad conveniente de estrellas de este catálogo. La posición instrumental fue obtenida mediante una solución por mínimos cuadrados de la fórmula de Mayer aplicada a las estrellas FK5 y pesadas con $\cos^2 \delta$ para obtener la corrección del reloj (ΔT) y el acimut instrumental (a). La inclinación (b) y la colimación (c) fueron obtenidas por medio del espejo nadiral de mercurio y dos colimadores opuestos.

$$\alpha = T + \Delta T + [a \cdot \sin(\phi - \delta) + b \cdot \cos(\phi - \delta) + c] \cdot \sec \delta$$

Para el cálculo de las declinaciones se utilizó el punto nadiral del círculo, determinado mediante la observación al espejo nadiral de mercurio. Las lecturas en declinación fueron corregidas por los errores de curvatura, run, trazos, refracción, latitud instantánea y salto en el cenit. Estas dos últimas correcciones fueron calculadas según el método de Carestia, utilizando las estrellas FK5 que junto con las radio estrellas formaban el programa de observación de la noche.

Todos los cálculos fueron realizados por medio de una computadora Commodore Pet 4032, de 32 Kb de memoria RAM.

Errores medios

Para ambas coordenadas, los errores medios cuadráticos de una observación fueron calculados mediante la fórmula clásica $S = \sqrt{(vv)/(n-1)}$. En promedio, los errores medios cuadráticos de una observación del catálogo para una estrella ecuatorial resultaron: $S_\alpha = 0.022^S$ y $S_\delta = 0.42''$

Resultados

Se presentan las posiciones ópticas resultantes de 240 radio estrellas, válidas para el equinoccio J2000.0 y la época media de observación, como un *catálogo preliminar*, donde la palabra *preliminar* significa que el catálogo está en el *sistema instrumental* y no se han aplicado correcciones para llevarlo al sistema del FK5. Por razones de extensión, sólo se publican en este Boletín las posiciones de algunas estrellas. El catálogo completo será publicado por el Observatorio Astronómico "Félix Aguilar", y será posteriormente distribuido a los centros interesados.

Nro.	Catálogo	Mj	SP	h	m	s	α	δ	ε	δ	ε	N ₆	Época ₆ +2440000	μ _α	μ _δ	π	V _r km/s
						s	s	''	''	''	''		s	s	''	''	
4	SNO 192424	6.3	M6	0	15	22.234	0.010	-32	2	43.27	0.28	4	7846.2	+0.705	+1.46	0.000	+0.0
50	SNO 93454	7.0	A0	3	29	42.530	0.009	+16	45	43.82	0.37	4	7901.7	+0.188	-2.58	0.000	+0.0
53	SNO 111291	6.1	G0	3	36	47.339	0.010	+0	35	17.36	0.12	6	7895.6	-0.189	-16.34	0.028	+0.0
73	SNO 93923	4.2	A2	4	25	29.299	0.007	+17	55	40.74	0.24	7	7904.7	+0.766	-2.92	0.019	+35.0
87	FK4 1142	5.4	A2	5	9	19.608	0.013	+9	49	46.83	0.26	4	7905.7	+0.428	-0.61	0.006	+37.2
96	SNO 132071	3.4	B1	5	24	28.634	0.012	-2	23	49.96	0.25	4	7912.7	-0.003	+0.04	0.004	+20.0
168	SNO 116843	9.0	G0	8	30	49.361	0.015	+2	16	26.14	0.15	5	7614.3	-0.085	+1.97	0.000	+0.0
169	SNO 97928	6.5	G0	8	35	19.458	0.013	+19	35	23.93	0.30	6	7614.3	-0.243	-1.11	0.000	+36.0
171	SNO 60954	8.5	K0	8	39	8.502	0.009	+31	47	44.34	0.27	5	7615.9	+0.022	-0.22	0.000	+0.0
172	FK4SJP 2688	5.6	A0	8	44	45.046	0.008	+10	4	53.52	0.13	5	7633.5	-0.101	-1.86	0.000	+24.0
177	FK4 337	4.3	A3	8	58	29.190	0.015	+11	51	27.45	0.31	5	7623.5	+0.248	-3.08	0.018	-13.9
179	FK4SJP 2714	5.4	A0	9	2	44.249	0.009	+24	27	9.78	0.22	6	7622.0	-0.023	-0.41	0.003	-15.1
180	FK4 1238	5.1	B8	9	7	44.823	0.008	+10	40	4.90	0.21	6	7629.1	-0.132	-0.86	0.000	+24.2
187	SNO 98769	5.0	M7	9	47	33.492	0.011	+11	25	43.87	0.13	4	7624.7	+0.021	-4.24	0.002	+0.0
210	SNO 202671	8.1	G5	11	39	22.240	0.011	-6	660.8	6.99	0.11	6	7660.8	+0.167	-3.17	0.000	+0.0
215	FK4SJP 2944	4.5	B5	11	49	41.052	0.017	-33	47	18.50	0.31	4	7666.2	-0.347	+0.02	0.000	+29.0
225	FK4SJP 2997	5.1	A5	12	26	24.088	0.009	+27	16	5.75	0.14	4	7666.2	-0.113	-0.4	0.011	-4.1
228	SNO 82330	5.4	A0	12	28	54.722	0.016	+25	54	46.23	0.43	4	7666.2	-0.172	-1.98	0.019	-3.1
231	SNO 203681	4.8	B8	12	39	52.573	0.015	-39	59	14.47	0.21	4	7694.0	-0.431	-3.08	0.000	+15.0
232	SNO 138917	2.9	F0	12	41	39.905	0.017	-1	26	57.55	0.19	6	7662.8	-3.776	+1.18	0.101	-20.1
234	FK4 1328	5.2	A5	12	45	37.152	0.004	+7	40	23.46	0.22	4	7694.0	-0.721	+0.44	0.011	-8.8
235	SNO 119585	6.4	B9	12	47	2.295	0.004	+27	32	26.49	0.25	6	7662.8	+0.236	-4.28	0.000	+16.0
236	FK4 1332	5.1	G0	12	51	41.945	0.020	+27	32	26.49	0.09	4	7666.2	-0.082	-0.9	0.01	-1.5
238	FK4 485	2.9	A0	12	56	1.844	0.016	+38	19	5.04	0.48	4	7694.0	-1.983	+5.58	0.023	-3.4
336	SNO 103254	7.1	F5	17	58	6.988	0.016	+15	8	20.57	0.07	4	7770.7	-0.139	+7.38	0.000	+0.0
341	SNO 123107	4.1	K0	18	5	27.214	0.021	+15	30	10.38	0.07	4	7774.8	+1.772	-109.31	0.188	-7.1
377	FK4SJP 3522	5.9	A0	19	5	41.174	0.005	-15	39	37.69	0.13	6	7780.0	0.003	-1.11	0.000	-26.0
384	SNO 188043	6.9	K0	19	22	40.297	0.008	-20	38	33.60	0.16	5	7782.3	-0.012	-9.57	0.000	+0.0
397	FK4SJP 3583	5.4	A0	19	51	50.609	0.019	-39	52	27.79	0.38	4	7778.2	+0.272	-1.62	0.015	-2.1
436	SNO 164484	8.0	G5	21	34	16.578	0.011	-13	29	1.22	0.16	4	7804.5	+0.121	+0.45	0.000	+0.0
447	SNO 145853	5.2	A3	22	4	47.452	0.009	-10	54	22.27	0.06	5	7821.7	-0.104	-5.09	0.009	+20.0
448	FK4SJP 3771	5.4	B5	22	10	37.448	0.008	-11	33	53.60	0.09	4	7824.0	+0.212	+1.3	0.000	+3.0
458	FK4 884	4.2	A2	23	26	55.931	0.004	+1	15	21.23	0.15	4	7846.2	+0.588	-9.65	0.036	-3.3
461	FK4 886	3.9	B9	23	32	58.200	0.015	-37	49	5.53	0.19	4	7833.2	+0.738	+1.62	0.000	+1.7
465	FK4SJP 3904	7.5	K5	23	44	12.047	0.003	-64	24	16.68	0.25	4	7846.2	+0.396	+2.91	0.002	+0.0
467	FK4SJP 3914	6.5	G5	23	49	40.929	0.015	+36	25	31.56	0.36	4	7846.2	+0.100	-4.79	0.000	+0.0

Referencias

Carestia R.A., Zaragoza A., Gallego M. **Procedimiento para reducción en declinación de series Küstner**. 1978. Public. del Obs. Astr. Nacional. Cerro Calán. Santiago de Chile. Volumen III.

Carestia R.A., Mallamaci C.C., Gallego M., Castro W.L., Lépez H.S., Márquez R.A., Pérez J.A., Marmolejo L.F., Navarro J.L. **Catálogo Preliminar de Radio Estrellas N° 1 - J2000.0** 1992. Publicación especial del Observatorio Astronómico "Félix Aguilar".

Fricke W., Kopff A. **Fourth Fundamental Catalogue (FK4)** 1963. Veröffentlichungen des Astronomisches Rechen-Institut N° 10.

Fricke W., Schwan H., Lederle T. **Fifth Fundamental Catalogue (FK5) Part I**. 1988. Veröffentlichungen des Astronomisches Rechen-Institut N° 32.

Hoffleit D. **The Bright Star Catalogue**. 1982. Yale University Observatory.

IAU - Commission 24 Working Group. **Progress report on optical/radio astrometric source for the establishment of an inertial reference frame**. 1982.

Márquez R.A., Carestia R.A., Svendsen C.E. **Lugares Aparentes - Método Vector Transformación**. Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía N° 28 1982.

Márquez R.A. **Reducción de observaciones meridianas estelares con nuevos conceptos sobre una vieja técnica**. Trabajo final de la carrera Ingeniería en Agrimensura 1984.

Yale University Observatory. **General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes**. 1963.

Requieme Y. and Mazurier J.M. **Optical Positions of 221 radio stars, obtained with the Bordeaux automatic meridian circle**. Astronomy & Astrophysics. Supplement Series, 89. 1991

Walter H.-G. **Comunicaciones privadas**. 1982 ...

Wendker H.J. **A catalogue of radio stars**. Abhand. aus der Hamb. Sternwarte. Vol X, heft I. 1978.

Wendker H.J.

Versión actualizada del catálogo de radio estrellas indicado en la referencia anterior. 1983

THE POSITION CORRECTIONS OF 1400 STARS OBSERVED WITH PA II
IN SAN JUAN

L. Z. Lu¹, W. T. Manrique¹ y R. Perdomo²

1: OAFA.

2: FCAGLP

Using the data observed with the Photoelectric Astrolabe Mark II (PAII) of Beijing Astronomical Observatory during the period from Feb. 1992 to Oct. 1993 in San Juan, Argentina, the first catalogue of stars (PASJ1) has been compiled. It consists of 1400 stars included 682 FK5/FK4Supp stars, 432 FK5ext stars and 285 CAMC stars. The mean precisions of $\Delta\alpha$'s and $\Delta\delta$'s are ± 3.2 ms and $\pm .55$ respectively. The mean epoch is 1993.9. Finally, systematic corrections of (PASJ1-FK5) are given.

VARIACION DE LA LATITUD INSTANTANEA DEL PILAR ASTROLABIO
DANJON DEL OAFA PERIODO 1987, 1988, 1989

W. Manrique, A. Serafino, E. Actis, E. Alonso y R. Podestá
OAFA

De la curva representativa de la Variación de las Latitudes Instantáneas, derivadas del período mencionado de observaciones sistemáticas con el Astrolabio Danjon del O. A. F. A., se deducen los valores de la Latitud. Con estos se calcula una serie de Valores Medios mediante la fórmula de Orlov de Pulkov. Se obtienen así los datos necesarios para la curva representativa de la Latitud Media.

INSTRUMENTACION

Proceedings of the XXXVIII Annual Scientific Meeting of the "Asociación Argentina de Astronomía," Córdoba, Argentina, September 1994

Hemispheric Ultraviolet Background Explorer

Explorador Hemisferico Del Espectro U/V

Richard C. Henry

Department of Physics & Astronomy,
The Johns Hopkins University, Baltimore, USA: rch@pha.jhu.edu

abstract:

The "Explorador Hemisferico Del Espectro U/V" (HUBE) is a proposed joint Argentinean-American ultraviolet-astronomy earth-orbiting satellite to be launched early in the coming millennium (which is only a few years away!). In the exploration of the cosmos at multiple wavelengths, which began with radio astronomy following World War II, there is only one substantial regime remaining almost totally unexplored: the diffuse (repeat, diffuse) ultraviolet. Small and simple instruments that can be accommodated aboard a Pegasus or similar rocket can map the sky in the diffuse ultraviolet, leading to important new knowledge for astronomy. This will include mapping of emission from highly-ionized interstellar gas, mapping of emission from interstellar molecular hydrogen fluorescing in the ultraviolet, mapping of ultraviolet starlight scattering from interstellar dust, and perhaps mapping of ultraviolet radiation from intergalactic space: the integrated light of distant galaxies, and perhaps more exotic sources: hydrogen Lyman alpha recombination radiation, radiation from the re-heating phase of the intergalactic medium, or even radiation from decaying dark-matter particles (if such exist!) such as neutrinos. I will outline the scientific and technical character of the mission, with particular emphasis on the many areas for active Argentinean participation. I am seeking to create active Argentinean participation where at the moment none exists.

resumen:

El "Explorador Hemisférico del Espectro U/V" (HUBE) es un satélite para astronomía ultravioleta desde órbita terrestre, propuesto como proyecto conjunto entre Argentina y Estados Unidos para ser lanzado a comienzos del próximo milenio (para el cual faltan solamente unos pocos años!). En la exploración del cosmos en longitudes de onda múltiples, que comenzó con la radioastronomía después de la Segunda Guerra Mundial, resta solamente una

región sustancial casi totalmente sin explorar: la ultravioleta difusa (repito, difusa). Instrumentos pequeños y sencillos, capaces de ser acomodados en un proyectil Pegasus o similar, pueden producir mapas del cielo en ultravioleta difuso, generando importantes conocimientos nuevos para la astronomía. Estos incluirán mapas de la emisión del gas interestelar de alta ionización, mapas de la emisión del hidrógeno molecular interestelar fluorescente en el ultravioleta, mapas de luz estelar ultravioleta dispersada por el polvo interestelar, y quizás mapas de la radiación ultravioleta del espacio intergaláctico. Esta última puede incluir la luz integrada de galaxias distantes y tal vez fuentes más exóticas, como radiación de recombinación del Lyman alfa de hidrógeno, radiación de la fase de recalentamiento del medio intergaláctico, o hasta radiación de decaimiento de partículas de materia oscura (si tales existen!) como por ejemplo neutrinos. Presentaré un bosquejo de las características científicas y técnicas de la misión, con particular énfasis en las muchas áreas para activa participación argentina. Estoy buscando crear activa participación argentina donde hasta el momento actual ninguna existe.

The Hopkins Ultraviolet Background Explorer (HUBE) is proposed, by the presenter and his colleagues Philip A. Charles, Keith Peacock, Mark Clampin, Michael A. Jura, Arthur F. Davidsen, Jayant Murthy, Paul D. Feldman, David A. Neufeld, Holland Ford, Robert W. O'Connell, Randy A. Kimble, Larry J. Paxton, Peter Jakobsen, & Allan Sandage, as a joint Argentinean/US Small Explorer Mission. HUBE is *ideally* suited to the *Small Explorer Program*, opening an important new field of astrophysical research: doing for diffuse UV radiation what IRAS and COBE have already done for the diffuse infrared. Although optimized for the study of the diffuse UV background, HUBE, as, perhaps, the first sensitive survey instrument in the UV, will discover vast numbers of point sources.

We particularly emphasize that while HUBE will break new ground scientifically, in all other respects it is *extremely conservative*. There is no detector development involved; the HUBE detectors are simple adaptations of *currently-flying* (EUVE) detectors, and these detectors are of a kind with which the Johns Hopkins Applied Physics Laboratory has substantial direct experience. The spacecraft is proposed to be built by Argentina, and will be very similar to the spacecraft that Argentina has already built successfully for SAC-B.

HUBE will perform an all-sky survey of the cosmic diffuse ultraviolet background radiation and ultraviolet point sources in the wavelength ranges 850-1200 Å and 1230-2000 Å. Both imaging and spectroscopy will be employed to produce a wealth of significant new information on the following important astrophysical problems:

- the nature of the hot component of the interstellar medium (ISM) and the galactic halo,
- the distribution of molecular hydrogen in the ISM,
- the distribution of interstellar dust and the scattering properties of the interstellar grains,
- the integrated light of galaxies, for study of star formation and galaxy evolution,
- the possibility of radiation from an ionized intergalactic medium, or (more speculatively) from the decay of neutrinos or more exotic particles of non-zero rest mass,
- the location and ultraviolet brightness, of faint stars, galaxies, and quasars, and
- spectra of faint point sources, 912-1800 Å.

HUBE will operate in two extremely dark regions of the electromagnetic spectrum: shortward of Lyman α , and between the intense geocoronal Lyman α line at 1216 Å and the zodiacal light, which brightens greatly longward of 2000 Å. The sky background in the HUBE band is ~100 times fainter than that in the visible, even from space. As a result, the potential for HUBE to detect entirely new classes of objects is very great. HUBE will, for example, be ideal for detecting large, extremely low surface brightness objects, such as Lyman α emitting clouds out to redshifts ~ 0.5 .

Three small (two 20 cm aperture, one 8 cm aperture) complementary, co-aligned instruments are employed by HUBE to elucidate the relative contributions of the possible sources listed above. All instruments incorporate photon-counting microchannel plate detectors virtually identical to detectors now flying successfully on EUVE. Argentinean participation in instrument development would be welcomed. The three instruments are:

- an $f/3.2$ imager (1350-2000 Å and 1350-1600 Å), 2.5° field of view, 35" resolution,
- FUVS, an $f/2$ spectrograph (1230-1800 Å) with 5 Å spectral resolution
- EUVS, an $f/5$ spectrograph (850-1200 Å) with 3 Å and 25 Å resolution.

The HUBE instruments will be mounted on a spacecraft similar to that of the Argentinean spacecraft, SAC-B.

We invite Argentinean astronomers to join us in the exploration of the cosmic diffuse ultraviolet background, one of the last truly unexplored frontiers of space astronomy and astrophysics.

This work was supported by the United States National Aeronautics and Space Administration through grant NAG - 1890 to The Johns Hopkins University. It was a delight to spend a week among so many excellent and enthusiastic astronomers. I am grateful to Virpi S. Niemela for arranging my invitation to the meeting; to Guillermo Goldes and Gustavo Carranza for their hospitality; and to Nolan Walborn for translating the abstract into Spanish.

EBASIM: Un Espectrógrafo sobre Banco Óptico para CASLEO

Jorge E. Simmons
National Optical Astronomical Observatories (NOAO), Tucson, AZ, USA.¹

y
Hugo Levato
Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan, Argentina.²

ABSTRACT: We have made the preliminary design of a bench echelle to be installed at the 2.1 m telescope located at the national observing facility in Argentina. We have chosen a design which uses the echelle grating with the grooves parallel to the optical bench. The angle between the camera and the colimator is 12° and the cross disperser will work in a quasi-Littrow mode.

RESUMEN: Estamos presentado el diseño preliminar de un espectrógrafo echelle montado en un banco óptico. Hemos seleccionado un diseño en el cual la red echelle tiene sus surcos paralelos al banco. El ángulo colimador cámara es de 12° y el dispersor cruzado trabajará en modo cuasi Littrow.

1. Introducción

El proyecto de construir un espectrógrafo de banco para el telescopio de 215 cm del CASLEO surgió a mediados de la década de los 80. El interés de los astrónomos a los cuales debe satisfacer el presente proyecto, está centrado en la posibilidad de:

- 1) obtener velocidades radiales de precisión,
- 2) determinar longitudes de onda de diferentes especies químicas en estrellas normales y con anomalías,
- 3) determinar abundancias de las especies químicas
- 4) estudiar campos de velocidades y actividad atmosférica en diferentes tipos de estrellas.

Cuando un espectrógrafo de banco se alimenta con fibras, estas pueden disponerse de varias formas. Puede utilizarse una fibra, generalmente en el centro del campo, o muchas de ellas ubicadas estratégicamente para obtener espectros de distintos objetos que pueblan el campo observado o pueden disponerse para permitir la observación de puntos contiguos de un mismo objeto extenso.

Una de las varias ventajas que pueden indicarse para los espectrógrafos de banco es la de su versatilidad, teniendo en cuenta que no existe un cuerpo del espectrógrafo como ocurre en los espectrógrafos cassegrain. Es posible por lo tanto introducir en el diseño, la posibilidad de variar el ángulo entre el eje del colimador y el de la cámara. Esto también incluye la posibilidad de acercar o alejar la cámara de la red. EBASIM significa

Espectrógrafo	de	BANco	SIMmons.
---------------	----	-------	----------

1) operado por la Association of Universities for Research in Astronomy, AURA, Inc. bajo contrato con la National Science Foundation, NSF.

2) Operado a través de un acuerdo entre las Universidades Nacionales de La Plata, Córdoba, San Juan y el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, CONICET.

2. El Dispensor Principal

En el caso de usar una red "echelle" es muy conveniente permanecer muy cerca de la configuración de Littrow puesto que todos los órdenes están superpuestos con el mismo ángulo de difracción. Es claro que la configuración de Littrow no es prácticamente posible pues incidencia y difracción se superponen impidiendo la colocación de un colimador y cámara sobre la misma dirección. Sin embargo es posible utilizar una configuración denominada Cuasi-Littrow (CL) que consiste en hacer uso del fenómeno de la reflexión sobre las facetas de la red y por lo tanto producir la incidencia y la difracción con el mismo ángulo del blaze pero ambos haces apartados un ángulo $\gamma = \gamma'$ a ambos lados del plano de difracción.

También existe una tercera forma de operar una red que podemos denominar "Fuera de Littrow" (FL) que consiste en hacer incidir sobre la red el rayo proveniente del colimador con un ángulo de incidencia ligeramente mayor que el ángulo de blaze, y así observaremos un haz difractado ligeramente menor que el ángulo que le correspondería en la configuración de Littrow. La mejor técnica para cumplir con esta condición es hacer que el ángulo de blaze de la red sea la bisectriz entre este mayor ángulo de incidencia y el de difracción y mantener así ambos ángulos lo más próximo posible al ángulo de blaze.

El estudio de este caso y de la permanencia cerca de la condición de Littrow fue realizado por Ramsey (1986) entre otros.

El modo CL fue convenientemente tratado por Schroeder y Hillard (1980). En el diseño propuesto adoptamos la sugerencia de Ramsey, que es tratar de obtener la mayor flexibilidad posible.

Para ello nuestro diseño incluirá un soporte para la echelle que pueda desplazarse sobre la superficie del banco óptico y que permita que los surcos de la red se ubiquen paralelos o perpendiculares al banco. Se incluye también la posibilidad de variar el ángulo de incidencia. Para el dispensador cruzado, en el caso de utilizar esta configuración, también su soporte cuenta con las mismas posibilidades mecánicas. No se descarta en una configuración versátil, como la que se propone, la utilización de un prisma en casos especiales.

3. Resolución

Schweizer (1979) ha descrito el tema de la demagnificación que experimenta el ancho de la ranura de un espectrógrafo desde el plano focal del telescopio hasta el plano del detector. En nuestro diseño hemos seleccionado como primer alternativa una cámara de 600 mm de distancia focal y el colimador tiene una distancia focal de 770 mm que surge de la razón focal que se obtendrá a la salida de la fibra ($f/6$ aproximadamente) por el efecto denominado FRD, "focal ratio degradation", o degradación de la razón focal que reduce la razón focal original del telescopio ($f/8.5$) una vez que el haz atraviesa los 12 metros de fibra que se requieren para llevar la luz desde el foco cassegrain hasta la sala en que se instalará el banco óptico. Una fibra de 200 μ tendrá un tamaño de 156 μ sobre el detector.

Sin embargo es necesario considerar el factor anamórfico, descrito por Schweizer que surge como consecuencia de que dos haces provenientes de los labios opuestos de la ranura no tienen el mismo ángulo de incidencia sino que varían en una pequeña cantidad. Por lo tanto ambos haces tienen ángulos de difracción distintos. El factor anamórfico adicional al nominal, es el cociente entre los cosenos de los ángulos de incidencia y de difracción. Nuestro modelo tiene un ángulo de incidencia $\alpha = 69^\circ.5$ y uno de difracción $\beta = 57^\circ.5$ lo cual agrega un factor de 0.65, que multiplicado al valor

nominal resulta en un factor de demagnificación de 0.5. Claramente este valor no permite satisfacer el muestreo que la teoría establece, es decir entre 2 y 2.6 pixeles aproximadamente.

Solucionar este problema tiene varias alternativas, entre ellas colocar una ranura delante de las fibras o un "slicer" que permite dividir el disco de la fibra en 3 partes y ubicarlas una encima de la otra como una ranura. Recordemos que el factor anamórfico de demagnificación sólo influye en la dirección de la dispersión espectral pero no en la perpendicular a la misma. Es obvio que la colocación de una ranura producirá pérdida en el flujo pero no será alarmante y siguiendo la discusión efectuada por Vaughn (1994) podemos colocar fibras de diferentes tamaños a los efectos de optimizar el flujo con respecto a la escala del telescopio y al brillo del fondo de cielo.

De la discusión referida a la demagnificación surge que resulta conveniente contar con un factor de demagnificación debido a anamorfosis para que el muestreo sea el adecuado pero a su vez compatible con el seeing y tamaño de la fibra.

Es por ello que nuestro diseño preliminar se basa en una configuración donde la "echelle" trabaja fuera de Littrow pero manteniéndose muy cerca de las condiciones de tal configuración. Debe recordarse que en la configuración de Littrow o CL no existe anamorfismo ya que la incidencia y la difracción tienen el mismo ángulo.

4. La Óptica

El modelo construido trabaja para un haz $f/6$ y tiene un colimador de 128.23 mm de diámetro con una distancia focal de 769.98 mm. El espejo del colimador es parabólico y produce un haz paralelo que incide sobre la "echelle" configurada de tal modo que sus surcos se encuentren perpendiculares al banco óptico y recibiendo el haz del colimador con un ángulo de $69^{\circ}.5$ y difractándolo a $57^{\circ}.5$. Ambos ángulos son positivos y del mismo lado de la normal a la "echelle". Luego el ángulo colimador - cámara resulta de 12° y por lo tanto permite la ubicación de la óptica.

El haz difractado incide sobre el dispersor cruzado, en nuestro caso una red de 150 l/mm con blaze en primer orden en 1.1μ que trabaja en segundo orden (5500 Å) y en configuración CL. La red que produce la dispersión cruzada tiene los surcos paralelos al banco y recibe el haz de la echelle con un ángulo de incidencia similar al de blaze y por lo tanto los difracta con el mismo ángulo pero en configuración CL o sea que el haz incidente tiende un ángulo γ con el plano de difracción de $22^{\circ}.5$, reflejándose en la superficie rayada de la red y emergiendo el haz difractado con un ángulo $\gamma' = 22^{\circ}.5$ del otro lado del plano de difracción para dirigirse a la cámara.

Las ventajas de este modelo donde la "echelle" funciona fuera de Littrow y la red cruzadora funciona en CL es que existe anamorfismo en la echelle y el haz circular del colimador se transforma en elíptico sobre la echelle y sobre la correctora de la cámara presentando máxima variación en todo su trayecto. Para diseñar otras correctoras para otras longitudes de onda sólo basta cambiar los órdenes que emergen de la echelle y el ángulo de incidencia sobre el dispersor cruzado. El modelo es casi invariante con respecto a la separación de elementos y muy sensible al cambio de longitudes de onda. Variando éstas en un amplio rango podemos calcular y obtener las láminas correctoras y aplanadoras de campo si fuesen necesarias.

5. Cámaras

Pueden utilizarse cámaras totalmente refractoras o cámaras catadióptricas. La ventaja de las que utilizan sólo óptica refractora es que no tienen obstrucción central. Pero esta

puede reducirse en el caso de las cámaras catadióptricas haciendo el perfil de la superficie especular que actúa como secundario con un perfil elíptico. Las cámaras estudiadas son capaces de trabajar entre 3200 y 8000 Å sin dificultad.

6. Ejemplo del Rendimiento del Instrumento en Alta Resolución

La Tabla 1 nos indica los parámetros de interés para los usuarios que pueden esperar con la configuración descrita. Hemos adoptado 2.3 pixeles para el muestreo. La red echelle tiene 31.6 l/mm y un ángulo de blaze de 63°.43, y la red cruzadora utilizada en el modelo tiene 150 l/mm y un "blaze" en primer orden para 1.1 μ . Esta red trabaja en segundo orden en nuestro cálculo. La cobertura (Cov) espectral de cada orden sobre el chip, indicado en la Tabla, se ha calculado considerando un CCD de 1024 x 1024 pixeles, de forma cuadrada de 24 μ de lado cada uno. F es el rango espectral libre entre dos puntos de órdenes sucesivos que tienen el mismo ángulo de difracción. Siempre que ese valor se mantenga por debajo de la cobertura espectral en cada orden tendremos completa cobertura en todo el espectro. Nuestro modelo tiene completa cobertura entre 3500 y 7000 Å.

Con los datos indicados la resolución de la configuración con el muestreo en 2.3 pixeles resulta de 36000.

Tabla 1. Parámetros del EBASIM (Configuración Echelle)

λ	orden	λ_c	D[Å/mm]	D[Å/pix]	F[Å]	Δx [px]	Cov[Å]
3500	161	3498	1.75	.042	22	16	43
4000	141	3995	2.01	.048	28	21	49
4500	125	4506	2.27	.054	36	27	56
5000	113	4985	2.51	.06	44	33	62
5500	102	5522	2.78	.066	54	41	68
6000	94	5992	3.01	.072	64	48	74
6500	87	6475	3.26	.078	74	56	80
7000	80	7041	3.54	.085	88	66	87
8000	70	8047	4.05	.097	115	87	99

El paso siguiente será cambiar el rango de longitudes de onda para permitir avanzar hacia el UV y algo más hacia el infrarrojo y evaluar la factibilidad y conveniencia de otras cámaras.

Referencias

- Ramsey, L. W., and Huenemoerder, D.P. 1986, Proc. S.P.I.E. 627, 282.
 Schroeder, D. J. 1987, in *Astronomical Optics*, Eds. Academic Press, Inc. p.142.
 Schroeder, D. J. and Hillard, R.L. 1980, *Applied Optics*, 19, 2833.
 Schweizer, F. 1979, Publ. A.S.P., 91, 149.
 Vaughn, D. 1994, Proc. S.P.I.E. 2198, 31.

SISTEMA ELECTRONICO Y DE PROGRAMAS PARA EL MANEJO DE LA
INFORMACION DE IMAGENES TOMADAS POR CAMARA CCD.

Rodolfo J. Marabini

FACULTAD DE C. ASTRONOMICAS Y GEOFISICAS DE LA
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

1. Resumen:

Ha sido desarrollado un sistema electrónico que permite capturar las imágenes guardando las señales generadas por un CDD en tiempo real. Este conjunto electrónico está contenido en una plaqueta enchufable en una ranura de PC. Cuenta con memoria propia de hasta 16 Mb. y controlador de ésta.

El programa desarrollado en lenguaje C permite manejar la electrónica en su diferentes formas de trabajo, mostrar las imágenes con resolución de 1024 X 76 pixels, hacer archivos en disco, tomar partes de la imagen, moverla, agregar textos dibujar figuras geométricas, mostrar línea por línea graficando las intensidades, etc.

El sistema ha sido probado en telescopios, microscopios e imágenes diversas.

2. INTRODUCCION.

Dio lugar a este desarrollo el poder contar con un sistema capaz de tomar imágenes desde un CCD o de señales de video analógicas ya sea en 256 niveles de grises, 8 bits, o en RGB en 24 bits agregando una segunda plaqueta en otra ranura, que controlado mediante software trabajase con tiempos de integración desde milisegundos hasta lo que se fije en el sistema del CCD utilizado.

En astronomía las aplicaciones para este sistema pueden ser en speckle, con tiempos de integración de milisegundos, en control de superficies ópticas, aplicándolo al método de Foucault, en medición de efectos atmosféricos, seing, y otros que pueda surgir.

También se pensó su utilización en imágenes tomadas con microscopios y en control de calidad, reconocimiento de imágenes, etc.

Para los usos astronómicos, 8 bits puede ser visto como poco, pero se utilizó esta resolución como un valor mínimo para astronomía pero útil en las otras aplicaciones ya citadas. Es difícil contar con convertidores analógicos digitales (ADC) y digitales analógicos (DAC) de 12 o más bits que trabajen haciendo 4.107 conversiones por segundo como los utilizados en lo realizado.

3. SISTEMA ELECTRONICO.

Los criterios de base para fijar las especificaciones que debía cumplir el sistema, tuvieron en cuenta dos aspectos principales, que fuese lo suficientemente versátil y rápido para obtener múltiples prestaciones y dar salida analógica de video en la norma establecida para este tipo de señales.

Se fijó el tamaño del conjunto electrónico, de acuerdo al establecido para las plaquetas enchufables en las ranuras de PC y a los fines de que trabajara como una de éstas y en la máquina.

Un aspecto que se consideró sumamente importante fue el de contar con memoria propia de la plaqueta y que no se utilizara las de la máquina para guardar imágenes. Esto significó decidir en instalar memoria con una capacidad entre uno a dieciséis megabytes y hacer un controlador en la plaqueta para manejarla.

Es necesario el acceder a cada celda de memoria, leyendo o escribiendo así el byte correspondiente a cada pixel. Sea para pasar los bytes del CCD a la memoria, o éstos desde ella a un segundo monitor que llamaremos TV, para tomar imágenes totales o utilizando unos pocos pixels de ella. El acceso se debe realizar aleatoriamente o secuencialmente y en tiempo real con la señal que llega o sale. El tiempo de acceso debe ser menor que 70 nanosegundos.

Para obtener imágenes en el segundo monitor, procedentes desde la memoria ya citada, fue necesario generar los pulsos de sincronismo y ecualización que estuviesen en fase con la unidad de direccionamiento de memoria. Respecto de ésta se diseñó con un conjunto de circuitos integrados que al igual que el resto sean fáciles de conseguir en el mercado local. Únicamente el conversor digital analógico, al que se

eligió por su prestación, fue traído del exterior por ser recién lanzado en ese mercado.

La figura 1 muestra el diagrama en bloques, de acuerdo a su función distintos conjuntos que están resueltos por 52 circuitos integrados de distinto tipo las memorias y algunos transistores.

El desarrollo de la plaqueta en el cual está todo el sistema electrónico, de a su complejidad, significó dedicar un tiempo mayor a doscientas cuarenta hora máquina, con un programa comercial para dibujar circuitos impresos. Esta complejidad surgió por emplear material con dos capas de cobre y tener que, hacer una cantidad de conexiones necesarias para interconectar la PC, el CCD, las memoria salida al TV, los integrados entre si y acotar el tamaño total. La plaqueta se resolvió en un área de unos cien por doscientos noventa milímetros.

4. PROGRAMAS FUNCIONES Y SUS POSIBILIDADES.

El programa y las funciones en éste se escribieron en lenguaje C, con touch C++. Los programas y sus funciones hacen al manejo de todo el conjunto, es decir PC, incluyendo aquello referente a los archivos, los dos monitores, el ratón, la tableta gráfica y la plaqueta.

Cuarenta funciones fueron así desarrolladas para controlar el flujo de información y modificar ésta, considerando, entrada desde el CCD, salida al segundo monitor, y además como entradas y/o salidas los archivos en medio magnético creándolos cuando es necesario, memoria de la plaqueta, funciones de hard en las memorias de video de la PC, ratón, tableta gráfica, etc.

Las distintas opciones, por programa, que tiene el usuario se eligen con el ratón o la tableta gráfica, como es común poniendo el cursor sobre la que se quiere utilizar. Las distintas opciones principales son mostradas en forma general en la primera imagen de pantalla de PC. Según se elija, se pasa a otras pantallas, que a su vez dan nuevas opciones y las ejecutan.

En la pantalla de la PC trabaja en 1024 por 768 pixels, correspondiendo el primer valor al ancho, siempre hay una zona arriba y a la izquierda para ver imágenes de 788 por 625 pixels, un sector abajo de la imagen de 788 por 140 para comunicación usuario sistema y una tercera a la derecha de 224 por 768, para opciones. Esta distribución se encontró cómoda y funcional.

Las opciones principales pueden ser consideradas así:

* IMAGEN. Las funciones más importantes aquí son las siguientes:

* CAMARA, ver las imágenes que llegan desde el CCD en tiempo real en el TV y luego oprimiendo una tecla capturar y simultáneamente creando un archivo en disco con éstas, pixel por pixel, presentándola en los dos monitores.

*PANTALLA A ARCHIVO, hace un archivo con la imagen, modificada o no por el usuario, que se tiene en el monitor de la PC.

* ARCHIVO A PANTALLA del archivo magnético al primer monitor.

* ARCHIVO A TV, pasa archivo magnético a los monitores por intermedio de la plaqueta y la PC.

* SUCESION DE IMAGENES, captura muchas imágenes (treinta) igual que en CAMARA pero CON POCOS PIXELS.

* MULTIPLES IMAGENES elige el usuario tamaño de la zona de captura y la posición en la pantalla del monitor.

* REDUCIR Y AMPLIAR imágenes, según valor que da el usuario.

* BLOQUE. En general las opciones particulares permiten tomar bloque elegidos marcando con el ratón un rectángulo, de tamaño nulo hasta casi toda la imagen en el monitor. Este bloque se puede mover, sumar, reemplazar, borrar, etc., sobre la imagen existente, tomando desde archivo o hacer éste.

* DIBUJAR. Permite realizar, siempre con la ayuda del ratón, líneas, polígonos, círculos y elipses, para estas últimas con cualquier inclinación de los ejes respecto del eje horizontal o X, rotar, mover lo dibujado, superponiéndolos con la imagen original como fondo. Estas funciones pensadas especialmente para marcar o encerrar en ellas partes de la imagen de fondo y procesar.

* TEXTO. Permite al usuario ubicar textos posicionándolos en la zona de la imagen, eligiendo el tipo de letras, separación y tamaño.

* PROCESAR. Entre sus varias posibilidades permite ver línea por línea (625 en total), como un gráfico cartesiano con la intensidad en función del número de pixel. Multiplicar a las intensidades por valores dados por el usuario y modificando el nivel de referencia controla el contraste de la imagen.

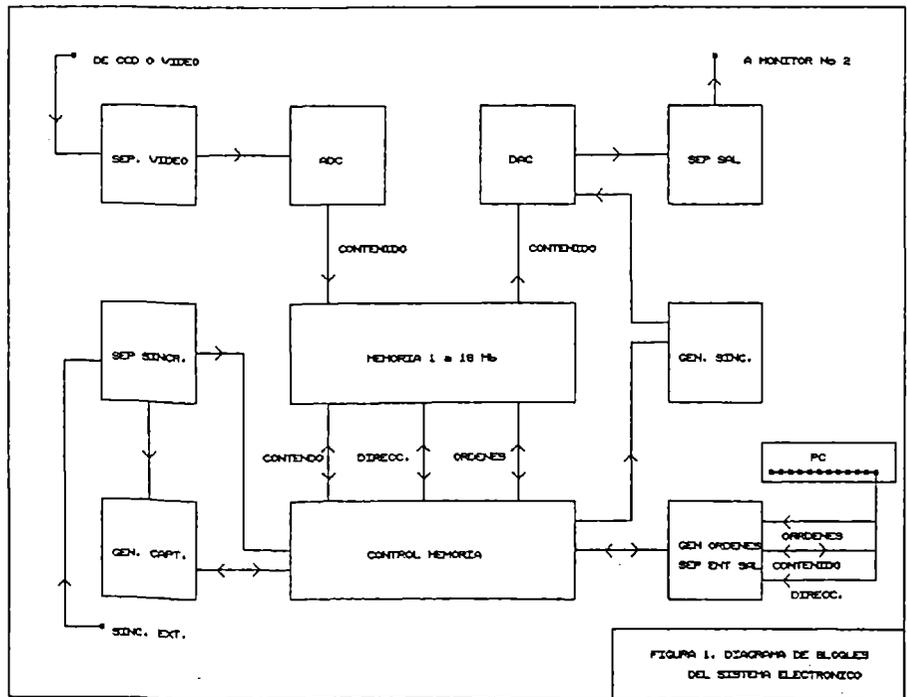
5. CONCLUSIONES.

El sistema se ha probado y ha tenido un comportamiento como el esperado para ello se utilizó un CCD de 12,7 milímetros, y 579 horizontal por 583 (vertical temperatura ambiente).

Puesto en el telescopio del Observatorio de La Plata de 83 centímetros se ha logrado buenas imágenes, aunque por trabajar con 40 milisegundos debieron ser fuentes intensas. Se ha llegado a magnitud seis. Observando con ese telescopio, tiempo real y con el TV, se ha visto el efecto de la atmósfera en forma notoria, Figura 2.

También partes ópticas, espejos se han tomado imágenes guardándose archivo correspondiente. Esto es de utilidad para poder seguir el trabajo de tallado y aspecto final de la imagen por el método de Foucault. Comparando los archivos ha un control futuro y ver si hubo deformaciones en estas piezas ópticas.

En cuanto a los programas resultaron en útiles y se prepararán nuevas funciones de acuerdo a otros requerimientos, dado que el lenguaje utilizado lo permite con relativa facilidad.



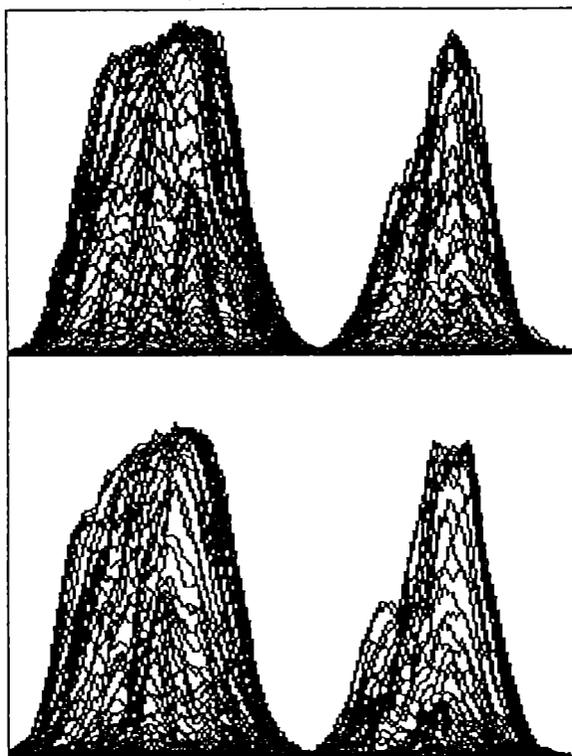


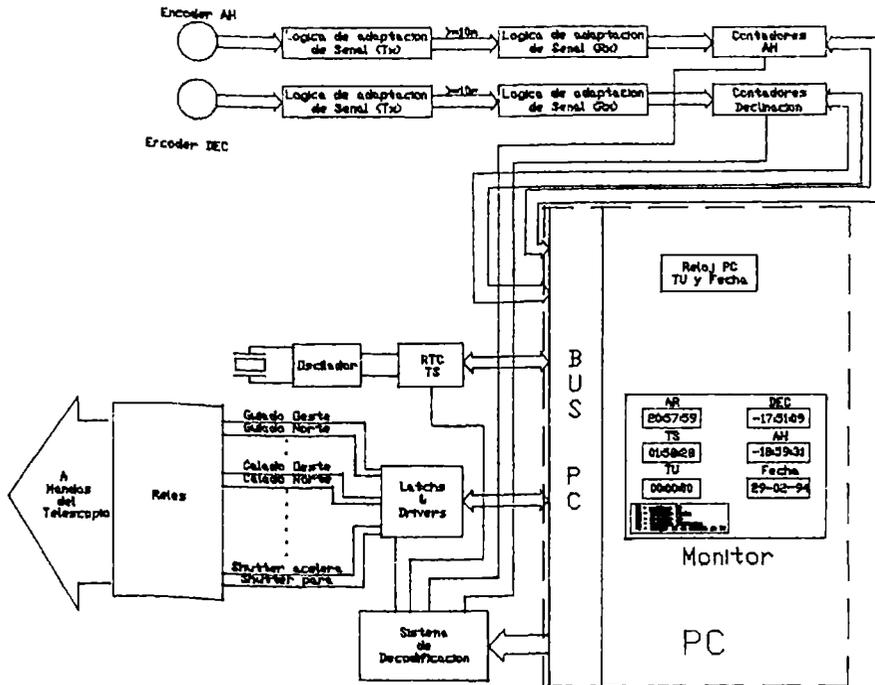
Figura 2. Aspecto de 312 líneas y las siguientes 312 tomadas 20 milisegundos después.

AUTOMATIZACION DEL TELESCOPIO DE 2.15 m DEL CASLEO

Aballay J. L., Pereyra P. F., Marún A.,
Ruartes H., Alvarez E., Mulet V.
CASLEO - CONICET

ABSTRACT: To operate automatically the telescope, we carried out the digitalization of its coordinates (AH, DEC and AR) as also the handling of the different commands by means of a PC.

RESUMEN: Ante la necesidad de operar el telescopio en forma automática se realizó la digitalización de las coordenadas del mismo (AH, DEC y AR), como así también el manejo de los distintos comandos por medio de una PC.



Se realizó la digitalización de las coordenadas del telescopio. Para ello, se utilizó dos encoder relativos colocados en el eje sinfin de ángulo horario y en le eje sinfin de declinación. Al mover el telescopio los encoder generan pulsos, los cuales son acondicionados y transmitidos mediante una línea balanceada a una placa electrónica (dentro de la PC) ubicada aproximadamente 25 m de distancia. Se implementó una electrónica de multiplicación por cuatro para lograr una mayor resolución. Estos pulsos son captados por un contador UP-DOWN de 24 bits. Con esto se obtiene una resolución de 0.012 seg. / pulso en AH y de 0.18 seg. de arco / pulso en DEC.

La placa posee una lógica de lectura-escritura a los contadores, lo cual permite realizar una carga inicial de la posición del telescopio (set point). Además, posee un reloj de tiempo real corriendo en tiempo siderio.

Esta previsto en la placa la presentación, en display en forma remota, de pares de información (AH-DEC, AR-DEC, TS-TU, etc.) seleccionables desde la PC.

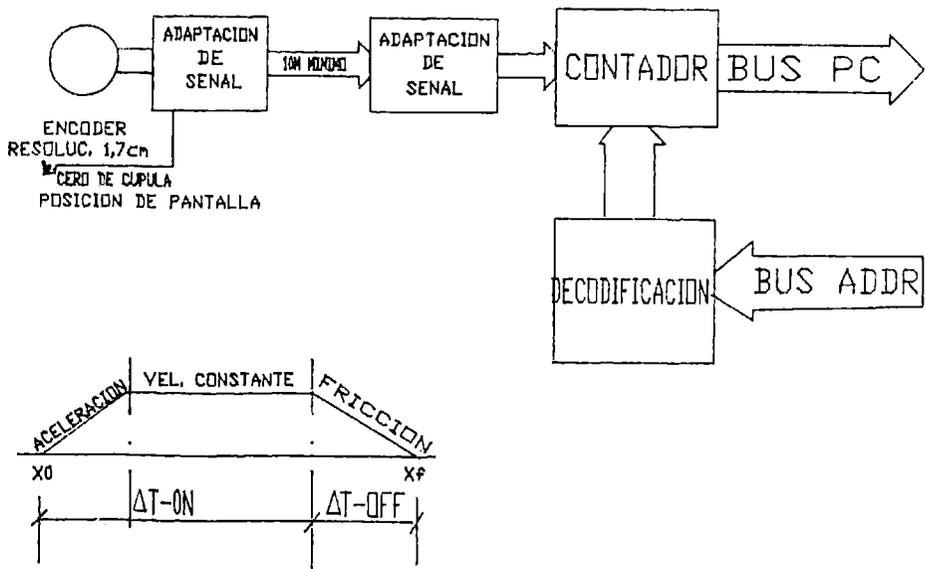
El software se desarrolló en lenguaje "C", empleando para ello modo gráfico. Se muestra en el monitor las coordenadas del telescopio AR, DEC y AH, tiempo sidéreo, tiempo universal y fecha. Se presenta la posibilidad de modificar AR, con lo cual calcula AH, y DEC (set point). También permite modificar el TU y Fecha y calcular TS en función de los dos anteriores.

Esta implementada toda la electrónica necesaria para manejar accionamientos del telescopio (encendido y apagado de bombas, apertura y cierre del shutter cúpula, etc.), así como, realizar el apuntado del telescopio en forma automática.

Automatización de la cúpula del telescopio de 2.15 m del CASLEO
Aballay J. L., Marún A., Pereyra P., Victoria D.,
Ruartes H., Mulet V., Alvarez E.
CASLEO - CONICET

ABSTRACT: In order to avoid manual corrections of dome position, we are working in its automated motion, consisting in its rotation following the telescope coordinates (hour angle and declination).

RESUMEN: Con el objeto de evitar las correcciones manuales de la posición de la cúpula, se está trabajando en el movimiento automático de la misma que consiste en su ubicación dependiendo de las coordenadas del telescopio (ángulo horario y declinación).



Para automatizar el movimiento de cúpula, se realizó un estudio del comportamiento de la misma en todos sus puntos para obtener su velocidad, aceleración y poder calcular así su inercia (cuando se detiene el motor de la misma).

Para poder saber la posición de la cúpula se utilizó un encoder relativo. Los pulsos generados por éste, son captados y conformados por una electrónica que incrementa o decrementa un contador según el sentido de giro de la cúpula. El contador refleja en todo momento la posición actual de la cúpula. Se genera un pulso cada 1.8 cm y una vuelta completa equivale a 2861 pulsos. Además, se incorporó un reset de los contadores (cero de la cúpula), cuando la ventana está al sur. Esta posición se eligió para poder realizar flat de pantalla, en forma automática, con el mínimo movimiento del telescopio. También están contemplados la apertura y cierre del shutter de cúpula y pétalos del telescopio.

Las coordenadas del Telescopio (ángulo horario y declinación), que se obtienen de la placa electrónica de control de telescopio, se transforman en altura y azimut. El valor de los contadores que refleja la posición de la cúpula se transforma en grados. Cuando la diferencia entre el azimut y la posición de la cúpula supera un valor de umbral, se procede al giro de cúpula. El momento en que se debe parar el motor de giro de cúpula, se determina en base a los parámetros de la misma previamente calculados.

EL NUEVO SISTEMA ESPECTROSCOPICO DEL IAR

N. Perón, E. M. Arnal, J. J. Larrarte, J. Groisman, J. Nazzaro, C. C. Miguel, R. Morras
y E. Bajaja
IAR

Se describen las características generales del nuevo sistema disponible en el IAR para el estudio de líneas espectrales en la banda de radio. Es una facilidad abierta a los miembros de la comunidad astronómica argentina.

EFFECTOS TERMICOS SOBRE EL "SEEING" EN EL TELESCOPIO DEL CASLEO

H. Levato, A. De Francheschi, R. Jakouzyck y E. Guzzeta
CASLEO

Se reportan tres meses de datos sobre las diferencias entre las temperaturas del espejo y del medio ambiente y su correlación con el tamaño de la imagen.

LA ESTABILIDAD ACTUAL DEL ESPECTROGRAFO REOSC

H. Levato¹, S. Malaroda², B. García¹ y M. Grosso¹

1: CASLEO.

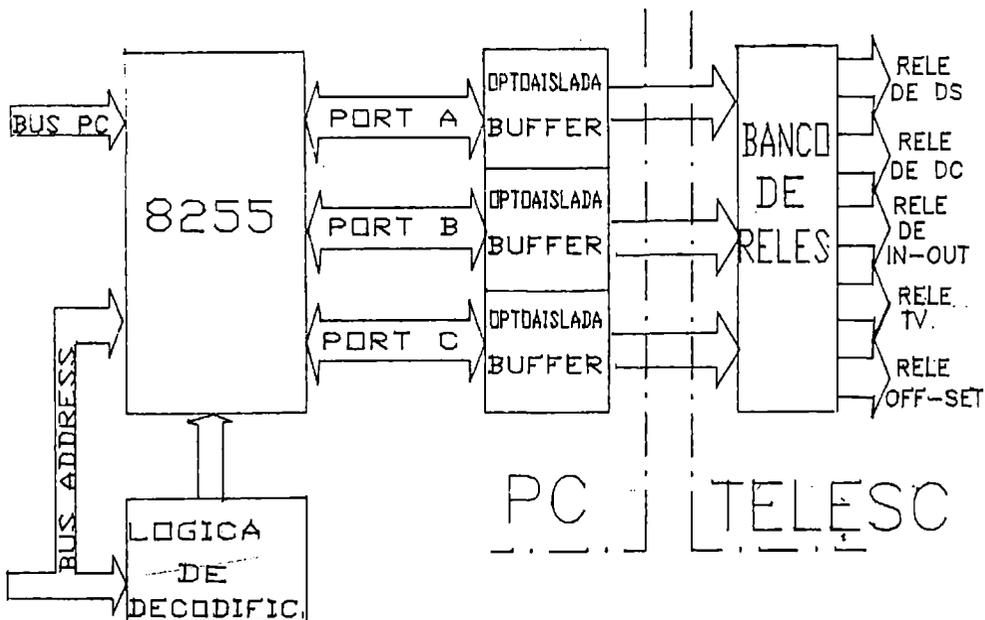
2: CASLEO -CIC.

Se informa sobre los resultados obtenidos con el espectrógrafo REOSC después de su puesta a punto y retoque de la lente aplanadora de campo en el Laboratorio de Optica de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata. Se midieron estrellas patrones para determinar la estabilidad de los resultados de velocidad radial.

Adquisición de espectros de comparación y flats de lámpara en forma automática en Espectrógrafo REOSC del CASLEO
Aballay J. L., Pereyra P. F., Marún A., Casagrande A.
CASLEO - CONICET

ABSTRACT: We developed the electronics and software required to make a remote and automatic integration of the comparison spectres and lamp flats.

RESUMEN: Se desarrolló la electrónica y el software necesario para realizar en forma remota y automática la integración de los espectros de comparación y flats de lámpara.



Se desarrolló en el CASLEO una interfase de 32 bits para PC, la cual se emplea para el accionamiento de relés que maneja un motor sincrónico que introduce y saca el espejo de comparación, así como el encendido y apagado de las lámparas (neón, helio-argón, thorio, hierro, lámpara de cuarzo para flat). También se controla el encendido y apagado de la ganancia de la cámara de televisión (TV Guider) para desconectar la misma en forma automática cuando se está realizando una integración de lámpara, evitando así, algún descuido que pueda ocasionar un daño permanente a dicha cámara.

Esta placa se basa en una interfase paralela (PPI 8255A), la cual se programó para accionar los relés encargados de activar y desactivar el motor y encender y apagar las lámparas. La electrónica se encuentra optoaislada y con buffers para el manejo de relés a distancia.

Se elaboró una serie de programas (macros) para el comando de la entrada/salida del espejo que desvía la luz de la lámpara correspondiente hacia la cámara CCD, el encendido y apagado de la misma, la adquisición de la imagen, en algunos casos, esta imagen es grabada en disco (secuencia de flats). Se indica en todo momento la operación que se está llevando a cabo. Para el caso de dispersión simple se elaboró programa para efectuar Test de Hartmann. Estos macros se realizaron utilizando el CLI (Command Line Interpreter) que posee el Software de Procesamiento de Imagen PMIS.

Este mismo diseño se utiliza en el Espectrógrafo BOLLER & CHIVENS.

Control de Rueda de Filtros para imagen directa en CASLEO

Aballay J. L., Marún A., Pereyra P. F.

CASLEO - CONICET

ABSTRACT: As we needed a filter wheel for direct imaging for the CCD TK 1K, we adapted mechanically an already existing wheel, and we made an electronic interface, and the software required to its handling.

RESUMEN: Ante la necesidad de contar con una rueda de filtros para imagen directa para el CCD TK 1K, se adaptó mecánicamente una rueda existente, y se implementó una interfase electrónica y el software necesario para el manejo de la misma.

Para poder contar con una rueda de filtros para el TK 1K, para imagen directa, fue necesario adaptar mecánicamente una rueda existente a las dimensiones del CCD. Además, se utilizó una interfase paralela de 32 bits para PC, desarrollada en Casleo, que maneja una electrónica que controla el motor de la rueda y sensa la posición de la misma, en base a pulsos que provienen de un sensor optoelectrónico alojado en la rueda.

Se realizó un programa en lenguaje "C" y macro en CLI (Command Line Interpreter), que posee el PMIS, para el control del movimiento de la rueda de filtros. Dicho programa solicita el número de filtro a posicionar, arranca el motor, lee la posición real de la rueda y cuando la posición fue alcanzada, para el motor.

INTERFASE CCD CH 210- TH 7882
1-Arnaldo R. Casagrande; 2-José L. Aballay; 3-Adolfo Marún.
1,2 -CASLEO - CONICET

ABSTRACT: As we needed to use the CH210 Photometrics camera with the B & C spectrograph, we performed the mechanical and electronic adaptation.

RESUMEN: Ante la necesidad de poder utilizar una cámara CH210 de Photometrics en el espectrógrafo B & CH se realizó la adaptación mecánica y electrónica necesaria.

El espectrógrafo Boiler & Chivens es un instrumento que se utiliza en el CASLEO en el foco cassegrain del Tel 2.15 mts

Esta fue diseñado para utilizar como detector, la placa fotográfica, así usado para investigación desde 1987 a 1991. En ese año llega al CASLEO una cámara CCD (Wright Instruments- CCD P8603S de 385x578 px), propiedad de la Universidad de Porto Alegre -Brasil, la cual fue adaptada al espectrógrafo y utilizada con éxito por muchos astrónomos.

A fines del año 1993 se recibió una cámara CCD Photometric CH210 - 7882 de 578x375 px, de la experiencia anterior se pensó en la adaptación de esta cámara al espectrógrafo B & CH.

La mayor dificultad de este trabajo, radica en la escasa distancia del plano focal a la salida de la cámara Smith del Espectrógrafo (9.46mm), lugar donde debe estar el chip CCD.

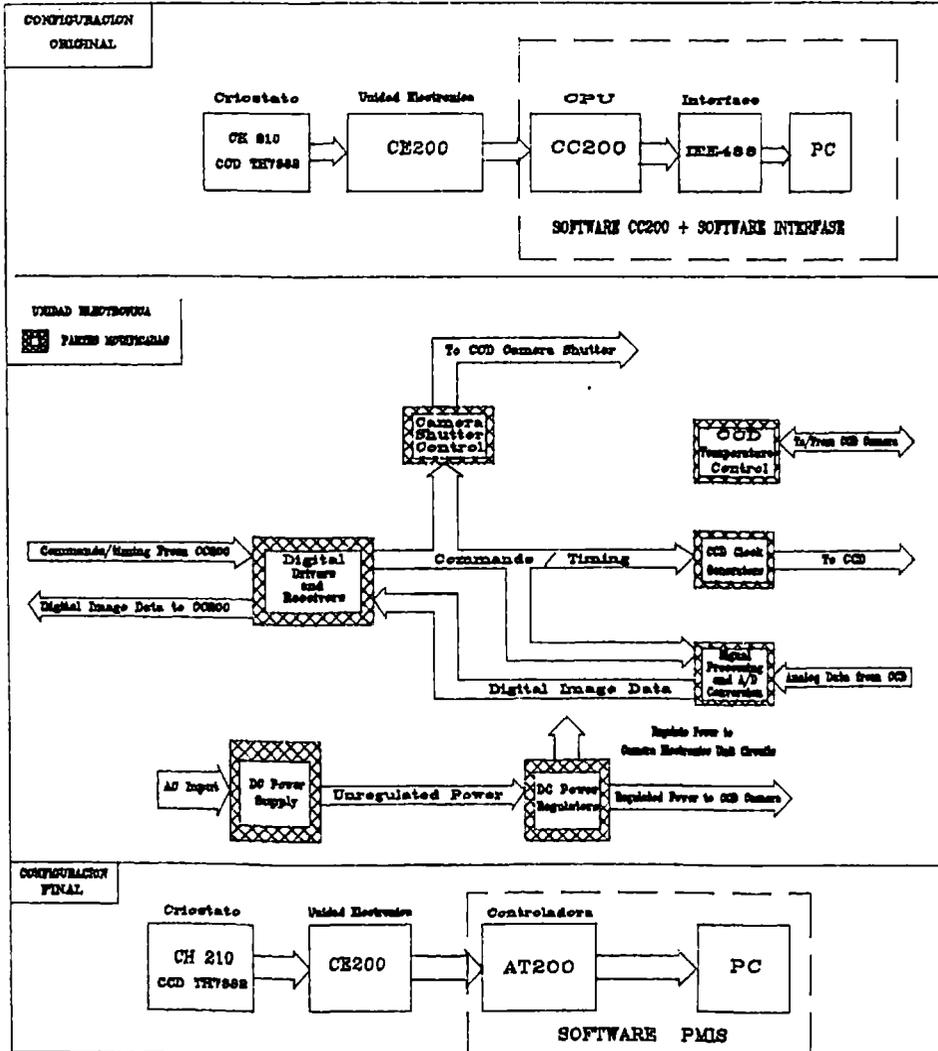
Por otra parte el detector está alojado en un criostato con una ventana de cuarzo delante.

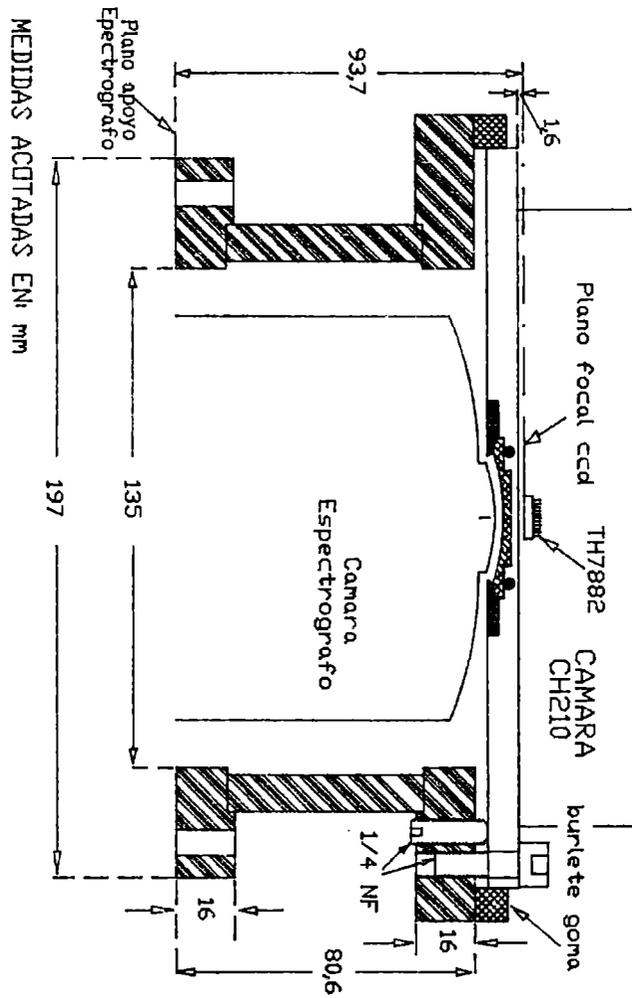
Para solucionar este inconveniente se diseñó una lente aplanadora de campo que cumpliera también con la función de ventana de cierre del criostato (Fig 2). Esta lente fue construida en el Laboratorio de Optica de La Plata en BK7, la cual sirvió de reemplazo a la ventana de cuarzo de caras planas paralelas original de Photometric.

Para su adaptación mecánica se construyó una brida cuya parte inferior fija al cuerpo del Espectrógrafo B&CH y su parte superior se vincula la cámara CCD CH-210 a través de un sistema de cuatro tornillos en push-pull que permite ajustar foco.

Para la adaptación electrónica se realizó un estudio del manejo del CCD TH 7882 y de las modificaciones a realizar, ya que éste estaba basado en un microprocesador de la línea Motorola, con distintos periféricos y software propio desarrollado por Photometrics.

Se realizaron modificaciones a la controladora de la cámara CCD para convertirla en una CE200A, y poder así, ser manejada desde una PC AT-compatible con una placa AT200 y software estándar PMIS de Photometrics. Además, se incorporó una fuente de alimentación para la controladora CE200A y la cámara CH-210, ya que antes se alimentaba de la PC industrial.





MODULO DE FILTROS TELESCOPIO 2.15 MTS

1-Arnaldo R. Casagrande ; 2-José L. Aballay

1,2 - CASLEO - CONICET

ABSTRACT:

The actual need in the CASLEO to have a device for filters of direct imaging with CCD detectors in the Cassegrain focus, led us to develop a remote control filter modulus.

As in a future we have the possibility to obtain a larger detector (2048x2048) the size of the filters was determined in 3x3 inches.

We hereby describe its feature and operation:

En lo que respecta a sus características mecánicas, el módulo de filtros consiste en un soporte principal (1) que aloja las dos ruedas de filtros (4) (28) , que poseen seis alojamientos cada una, donde se podrán montar filtros de 3x3x½ pulgadas, como máximo. Las ruedas (4) (28) , se mueven en forma independiente; accionadas por un motor sincrónico (SINDEC S-35) de 60 r.p.m. con una reducción de 10 : 1, lo que implica un tiempo mínimo de posicionamiento de aproximadamente 2 segundos.

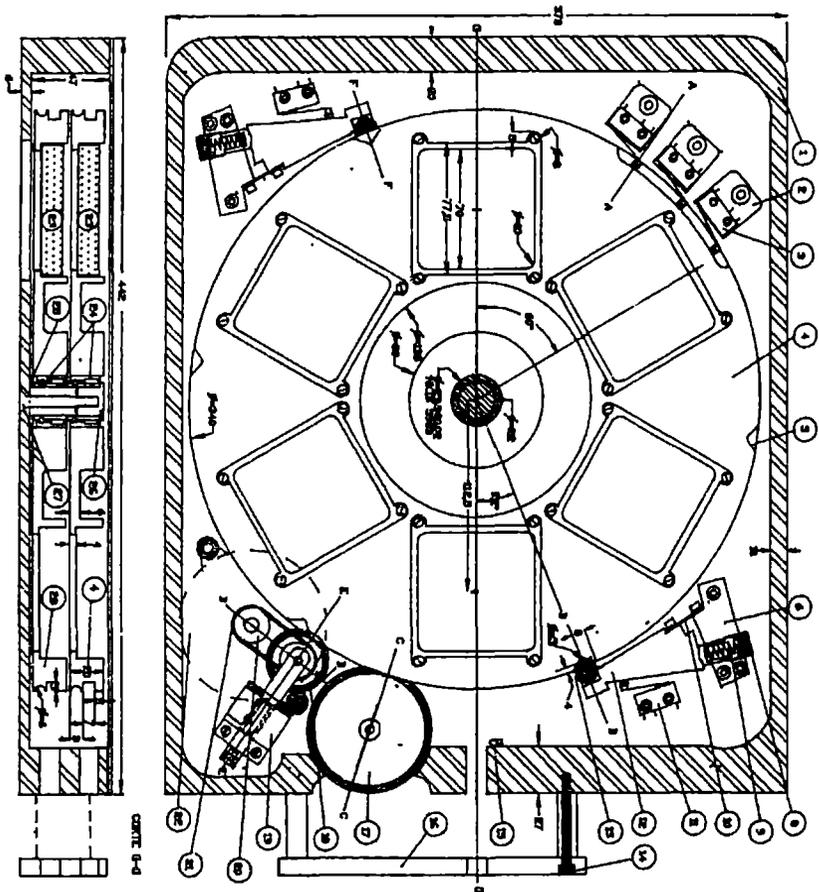
Un dispositivo electromagnético (19) , selecciona la rueda de filtros a mover y mediante una polea motora (18) , actuando por fricción, produce el movimiento. Los filtros también podrán ser seleccionados manualmente a través de la rueda (17).

Perimetralmente las ruedas de filtros poseen seis "V" de posicionamiento mecánico, donde actúan sendos brazos oscilantes definidores de posición (12) ; un microswitch (11) sensa eléctricamente cada posición.

También sobre su perímetro, pero actuando sobre un canal central de la rueda (4),(28), se destacan tres microswitch (3) en cada una, que sensan pequeñas ranuras codificadoras de cada posición, confirmando digitalmente el filtro seleccionado las doce posiciones posibles podrán también verificarse ocularmente a través del orificio (eje G-G), iluminado por un led (15).

La placa de control de accionamiento, que se encuentra en la PC, manejará en forma remota dicha rueda. Esta posee una interfase paralela (PPI 8255) que será programada para manejar el motor, no solo su activación sino también su sentido, para que alcance el filtro seleccionado en el menor tiempo. Además, ésta placa manejará una serie de electroimanes, que son los encargados de mover una de las ruedas del módulo. La posición indicada por los microswitch será única, ya que estará codificada.

El software estará realizado en "C" y el filtro podrá seleccionarse a través de un número o de su designación.



ITEM	DESCRIPCION-MATERIAL /ESPECIFICACION
1	SOPORTE PLASTICA, REJEDA PERLA FILTROS (40)
2	PLACA DE SILENCIO Y REGULACION MICROSVITCH (40)
3	MICROSVITCH CERRILCARRERES DE PROXIMIDAD
4	REJEDA PERLA FILTROS (40)
5	REJEDA PERLA FILTROS (40)
6	REJEDA PERLA FILTROS (40)
7	REJEDA PERLA FILTROS (40)
8	REJEDA PERLA FILTROS (40)
9	REJEDA PERLA FILTROS (40)
10	LAMPARA DE ACERON/GEOS/GEOS (40cm)
11	BRASO REGULANTE DE 2" DEFENSOR DE POSICION (40)
12	REJEDA PERLA FILTROS (40)
13	TORNILLO FILABRIN MANILLA (1/4 PULG. N° 60)
14	LUZ INTERIO DE FILTRO (40)
15	REJEDA PERLA FILTROS (40)
16	REJEDA PERLA FILTROS (40)
17	REJEDA PERLA FILTROS (40)
18	PIEZA METALICA VACUACION/VENTILADOR PARA FILTRADO (40)
19	JUSTIFICATIVO ELECTROMAGNETICO PARA DIVERSA REJEDA PERLA METALICA TRANSMISION POR CORRIENTE (40)
20	CORRIENTE DE TRANSMISION D-4000 1" DIAMETRO-5cm
21	FILTROS QUIMICA DIMENSIONES 30x20 (2 PULG.)
22	REJEDA PERLA FILTROS (40)
23	EJE REJEDA (40)
24	TUERCA EJE REJEDA (REJEDA 1/4" N° 60)
25	TORNILLO PUNTA FILTRO (1/2" N° 60)
26	D-RING PIEZA DIAMETRO-5cm
27	REJEDA PERLA FILTROS (40)
28	REJEDA PERLA FILTROS (40)
29	REJEDA PERLA FILTROS (40)
30	REJEDA PERLA FILTROS (40)
31	REJEDA PERLA FILTROS (40)
32	REJEDA PERLA FILTROS (40)
33	REJEDA PERLA FILTROS (40)
34	REJEDA PERLA FILTROS (40)
35	REJEDA PERLA FILTROS (40)
36	EJE MOTOR SINUS 3-35
37	D-RING REJEDA MOVIMIENTO MANILLA DIAMETRO-5cm
38	REJEDA ACCIONAMIENTO MANUAL (40)
39	REJEDA ACCIONAMIENTO MANUAL (40)
40	TUERCA EJE REJEDA (REJEDA 3/16" N° 60)
41	REJEDA EJE REJEDA (REJEDA 3/16" N° 60)
42	REJEDA EJE REJEDA (REJEDA 3/16" N° 60)
43	REJEDA EJE REJEDA (REJEDA 3/16" N° 60)
44	REJEDA EJE REJEDA (REJEDA 3/16" N° 60)

FIG.3

ADAPTACION CAMARA CCD-CH260-TEK1024 A ESPECTROGRAFO REOSC-EHELLE

1.- Arnaldo R. Casagrande, 2.- Daniel R. Victoria, 3.- Rubén Domínguez,
4.- Luis Fernández.
1-2-3-4: CASLEO - CONICET

Abstract

The REOSC - ECHELLE spectrograph is a device used in the CASLEO 2,15 mt telescope Cassegrain focus. It was originally made to be used as photographic plates detector. The present paper shows how it was adapted to be used as a CCD - TEK 1024 AB detector.

1.- Características del espectrógrafo

A.- Generalidades:

El instrumento está compuesto de las siguientes partes: Fig. 2, Fig. 3.

1.1.- Cuerpo principal del instrumento (CP): está construido en aluminio dural soldado, su parte superior termina en una brida circular que sirve de medio de sujeción al off-set guider del telescopio en el foco Cassegrain. Este cuerpo sirve de soporte de todos los dispositivos y óptica, su peso completo es del orden de los 80 kg.

1.2.- Módulo (F): contiene los dispositivos de ranura, decker, y óptica de visualización de ranura-decker y cámara de TV intensificada.

El obturador manual original, se reemplazó por un obturador eléctrico (S), accionado por la electrónica de la cámara CCD.

1.3.- Módulo (C): Contiene las lámparas de comparación ToAr, FeAr, HeAr, Ne y Tungsteno-Cuarzo para flat-field.

Además posee un espejo deslizable, IN-comparación, OUT-estrella. Todo este proceso de comparación y flat-field, está automatizado mediante una "Macro" a través de la PC.

1.4.- Espejo colimador (G): es un paraboloide fuera de eje de 110 x 100 mm de superficie útil, razón focal F/8, distancia focal 790 mm.

1.5.- Red Echelle (I): Esta tiene 79 l/mm y un área rayada de 128 x 254 mm y está ubicada a aproximadamente 940 mm del espejo colimador, (G). Angulo de posición 63° 43'. Distancia entre redes es de 500 mm.

1.6.- Dispensor cruzado (J): Es posible utilizar los siguientes tipos de redes: 1200 l/mm (6000 Å), 400 l/mm (4000 Å), 316 l/mm (7500 Å), 600 l/mm (4000 Å), 600 l/mm (5000 Å), 300 l/mm (5000 Å), 300 l/mm (7000 Å), 300 l/mm (9000 Å).

1.7.- Espejo plano (E): Tiene un diámetro de 114 mm. Esta pieza es utilizada con el Espectrógrafo en Dispersión Simple, reemplazando a la Red Echelle (I).

1.8.- Cámara catadióptrica (K): (Fig.5). Está constituida por un sistema afocal corrector formado por las lentes (20) y (21), un espejo plano (22), un espejo esférico cóncavo (23) $f=224$ mm y una lente correctora-aplanadora (24), ésta última fué construida en el laboratorio de óptica de La Plata, de la cual se hicieron tres versiones, hasta lograr optimizar la calidad del foco en todo el campo.

B.- CONFIGURACIONES:

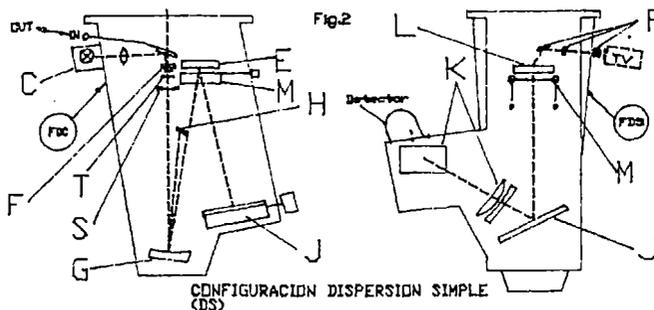
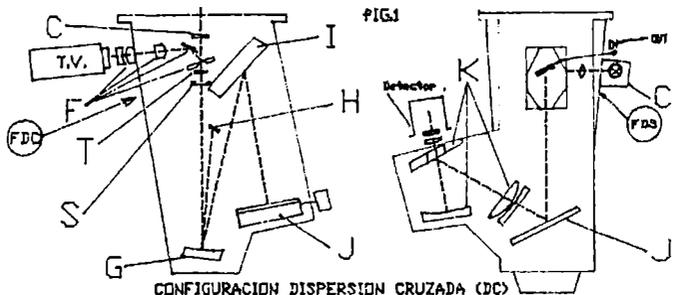
El instrumento puede ser armado para trabajar de dos maneras: (Fig.2 y 3) Configuración para Dispersión Simple (DS) o Dispersión Cruzada (DC).

II.- INTERFASE OPTICO - MECANICA:

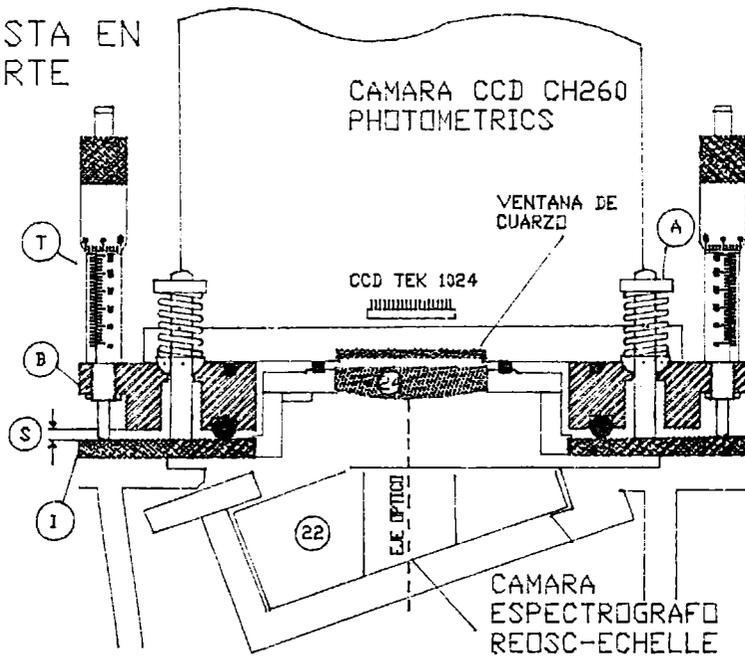
En este dispositivo estuvo centrada específicamente la tarea de adaptación del espectrógrafo con el CCD, (Fig. 1).

La cámara criogénica CH260 está sujeta a una brida de aluminio cuadrada (B) sobre la cual están sujetos tres tornillos micrométricos de foco (T) y el palpador centesimal. Tres resortes empujan firmemente la placa (B) asegurando el contacto de los tornillos (T) sobre la placa intermediaria (I), sujeta a la salida de la cámara catadióptrica del REOSC. La lente correctora (24) está fija y vinculada a esta cámara.

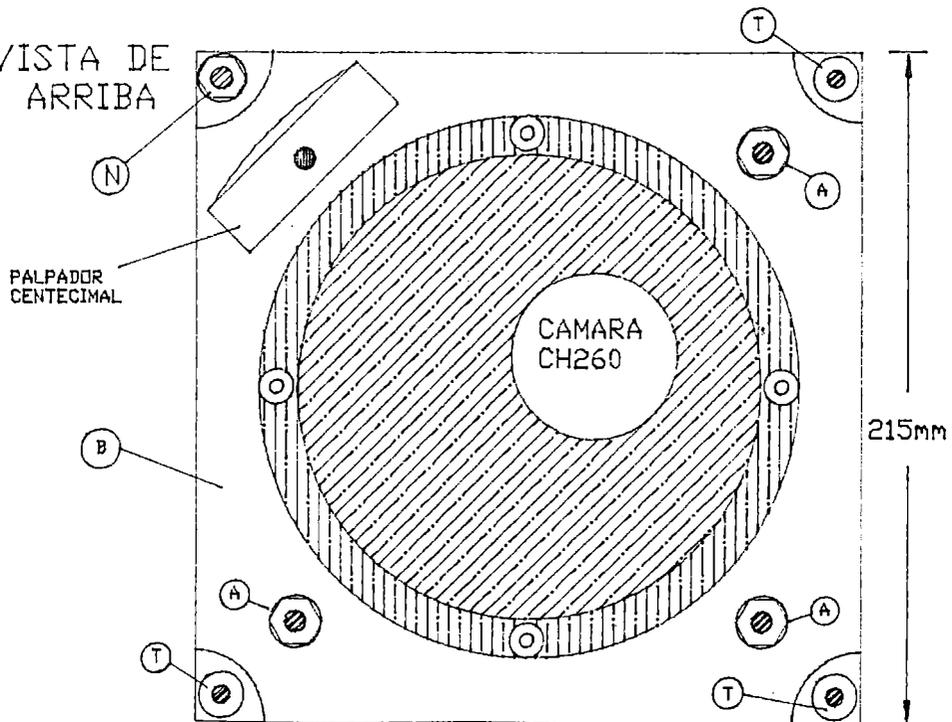
La obtención del foco del espectrógrafo se logra modificando la posición del detector CCD con relación a la cámara del espectrógrafo, lo cual se consigue moviendo los tornillos micrométricos (T). El cuarto tornillo (N) no participa en la puesta en foco, una vez logrado éste, se ajusta el tornillo (N) sin que se modifique la lectura del palpador centesimal.



VISTA EN CORTE



VISTA DE ARRIBA



EL NUEVO ESPECTROGRAFO MULTIFUNCIONAL DE CAMPO INTEGRAL DE BOSQUE ALEGRE

V. Afanasiev¹, S. Dodonov¹ y G. Carranza²

1: Special Astrophysical Observatory, Rusia

2. OAC - CONICET.

Se describen las características principales del nuevo instrumental instalado en Bosque Alegre. Se muestran sus variadas alternativas de uso y se adelantan algunos resultados sobre NGC 5643 y NGC 7582.

AVANCES EN LA MODERNIZACION DEL TELESCOPIO REFLECTOR DE 76 CM. DE LA ESTACION ASTRONOMICA CARLOS U. CESCO

C. Francile, R. Gil Hutton, A. González, G. Gómez y A. Cornudella
Oafa

Se describen los trabajos realizados para corregir defectos y modernizar el Telescopio Reflector de 76 cm. que incluyen correcciones del "tracking" y agregado de un sistema de lectura de coordenadas digital. También se detallan los trabajos proyectados para el futuro.

**HISTORIA Y ENSEÑANZA DE LA
ASTRONOMIA**

EDUCACION EN LA ASTRONOMIA: UN TEMA DE INVESTIGACION

H. Tignanelli
FCAGLP

Se reseña la actividad de investigación en educación de la Astronomía realizada hasta el presente, haciendo mención de los métodos utilizados, los temas abordados y los resultados obtenidos. También se perfilan los puntos a ser encarados en futuros estudios y los alcances de los mismos.

LOS MEDIOS MASIVOS DE COMUNICACION COMO HERRAMIENTA PARA LA DIVULGACION Y ENSEÑANZA DE LA ASTRONOMIA

F. E. Suárez Boedo
OAC

Dentro del programa de divulgación y enseñanza de la Astronomía de la Secretaría de Extensión de la UNC, se ha desarrollado en los tres últimos años una campaña de difusión astronómica utilizando los medios de comunicación masivos de la Provincia de Córdoba. En este informe se presentan las técnicas utilizadas y los resultados obtenidos en el marco de este proyecto.

CICLOS DE DIVULGACION ASTRONOMICA PARA INGRESANTES UNIVERSITARIOS

F. E. Suárez Boedo
OAC

Durante el presente año se han implementado a través de la Secretaría de Extensión de la UNC diversos ciclos de divulgación destinados a ingresantes universitarios con el objetivo de aumentar el caudal de conocimientos generales de los mismos. Se describen aquí los temas tratados y los resultados reflejados en las encuestas realizadas a los asistentes a dichos eventos.

Contribuciones de Aficionados a la Astronomía

OBSERVATORIO ASTRONÓMICO CONSTRUIDO ENTERAMENTE EN MAMPOSTERÍA: "JANTAR MANTAR" (1710) DELHI - INDIA

M. D. Garro

Unión de Asoc. y Afic. a la Astronomía R. A.

El tema a presentar se refiere a un "Complejo Astronómico" extraño por característica instrumental, construido enteramente en mampostería en el año 1710 en la ciudad de Delhi, India. El autor no tiene pretensión de presentar en tan breve espacio, una exposición sistemática de la Astronomía Hindú de hace 280 años.

Los instrumentos en este observatorio permiten la medición de Azimut, Altitud, Declinación, Ascensión Recta, Angulo Horario, etc. de los astros visibles. Consta de 4 instrumentos diferentes que corresponden a 6 estructuras distintas según nombre. El lugar es conocido con el nombre de "JANTAR MANTAR" "YANTRA" en sánscrito, quiere decir instrumento. Fue construido por el Maharajah JAI SINGH, entusiasta matemático y astrónomo.

ASTRONOMIA Y LEYENDAS DE LOS ABORIGENES CHAQUEÑOS

O. R. Ameri y C. Chávez
Escuela de Astronomía, Chaco, Argentina

La astronomía en nuestros aborígenes TOBAS, MOCOVIES y CHIGUANOS comienza hace 6000 años con la caída del Meteoro al Chaco, primeramente como el hijo del Dios SOL enviado a la tierra, luego los eclipses donde EL Sol es el esposo de la Luna y la Luna tiene ese color, por los malos partos que tuvo donde el gran cirujano que los atendía era el Semi-Dios Marte. La vía Lactea era el gran Rio donde iban las almas de los que morían, por eso a sus muertos los enterraban con sus arcos, flechas, hilos de pesca y objetos queridos. Para ellos la Cruz del Sur representa las patas del avestruz y Alfa y Beta Centauri los dos chicos traviosos que lo corrían. El Saco de Carbón es el buche del avestruz. Para ellos las Pléyades era el Enjambre y eran medidas de tiempo, porque cuando aparecían era señal de la siembra de maíz. Venus era la esposa fiel que su marido había expulsado de su casa, por eso no se arriesgaba a llegar y aparecía y se escondía, ya sea al amanecer o al atardecer.

ENSEÑANZA Y DIVULGACION DE LA ASTRONOMIA EN EL CHACO

O. R. Ameri
Escuela de Astronomía, Chaco, Argentina

La escuela fue fundada el 10 de enero de 1990 por el Profesor Oscar Roberto Ameri y la Promotora Cultural en Astronomía Catalina Chávez. Cuenta con edificio propio, mobiliario, 5 telescopios refractores y 1 reflector, sala de conferencias, biblioteca, museo del meteoro, video, proyector, poster de fotografías astronómicas, aula y otras dependencias. Es una institución sin fines de lucro. Se atiende a alumnos secundarios y primarios de todos los grados y desde este año estamos realizando una experiencia con jardines de infantes con resultados óptimos. A la fecha se atendieron 22000 alumnos y se dictaron cursos para docentes en toda la Provincia del Chaco y ahora comenzamos en la provincia de Formosa los fines de semana. Como experiencia en el Instituto Educativo Privado Nro 1 se dicta la materia Astronomía de 3 hs. semanales en 2do año y la misma es dictada por el autor. Se han emitido a la fecha 28 programas en 7 radios de la Provincia con el título "Ciencia y Técnica" con el apoyo de la Secretaría de Comunicación Social de la Provincia y también contamos con el apoyo de Lotería Chaqueña, ambos por todo el año. Presentamos trabajos en El Diario y Canal 3-San Fernando semanalmente.

Evolución estelar en el Observatorio de La Plata *

O. G. Benvenuto¹

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

ABSTRACT

Se describe el estado actual del esfuerzo que se está realizando en el Observatorio de La Plata en el estudio de la evolución estelar en general. Se describe el grado de desarrollo del código evolutivo principal y los diferentes códigos que a partir de éste se han construido.

Se hace una breve descripción de los principales resultados alcanzados en los diferentes tipos de objetos estelares que se han computado: estrellas de gran masa, de masa intermedia, enanas blancas, estrellas sobre la rama horizontal y estrellas de helio.

Por otra parte se detalla el estado actual de los métodos que se disponen para calcular nucleosíntesis durante la evolución estelar por medio de un paquete de rutinas completa en la que se incluyen todas las reacciones nucleares tabuladas por Fowler y colaboradores.

1. Introducción

El estudio de la evolución estelar tiene un gran impacto numerosos problemas relacionados con la Astrofísica: Medida de edades de cúmulos

¹Miembro de la Carrera del Investigador Científico, Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires (CIC), Argentina

* Ver página 3 de este Boletín.

abiertos y globulares y del Universo en general; explosiones de supernova; evolución química de la Galaxia; formación de elementos pesados; etc. Por este motivo, desde hace ya varios años, hemos comenzado en nuestro Observatorio a desarrollar las herramientas necesarias para poder estudiar este problema. Ya que las ecuaciones diferenciales que deben ser resueltas son alineaes y acopladas, no es posible resolverlas en forma analítica, por lo tanto se necesita emplear métodos numéricos. Por tal motivo hemos desarrollado un código, lo más general posible, capaz de calcular la estructura y evolución de estrellas. El objeto de esta charla es describir el estado actual de este esfuerzo, teniendo en cuenta que esto puede ser de interés para la comunidad astronómica local.

2. El código de evolución estelar del Observatorio de La Plata

2.1. Descripción General

Para la construcción de este código hemos seguido el esquema general debido a Henyey, en la versión presentada por Kippenhahn, Weigert, & Hofmeister (1967); quienes hacen una descripción muy detallada de como plantear la arquitectura general de un programa diseñado para tales fines.

Básicamente, el método adoptado es escribir las ecuaciones diferenciales de la evolución estelar en forma de ecuaciones de diferencias, dividiendo a la estrella en una serie de capas concéntricas. Se propone una solución inicial aproximada, la cual se corrige en forma iterativa. Ya que el número de capa en que es necesario dividir a una estrella puede llegar a ser de hasta algunos miles y, recordando que tenemos que resolver cuatro ecuaciones de diferencias por cada capa, es claro que el trabajo numérico puede ser enorme. El punto clave que permite hacer factible este tratamiento, es que las ecuaciones de diferencias correspondientes a una capa cualesquiera dependen de cantidades correspondientes solamente a esa capa. Por lo tanto, la matriz que debe ser invertida para hallar las

correcciones sucesivas, tiene una estructura cuasi - diagonal en la que la inmensa mayoría de los elementos son nulos. De esta forma, el proceso iterativo se puede llevar a cabo con una computadora relativamente pequeña.

Se ha adoptado una descripción Lagrangiana, en la que las variables independientes son la masa y el tiempo, mientras que las dependientes son la luminosidad, la presión, el radio, y la temperatura. Por otra parte es fundamental considerar la composición química del modelo en cada capa.

En nuestro caso hemos preparado dos programas, que tienen como diferencia fundamental el número de isótopos que pueden ser considerados. En el caso del código original se tienen en cuenta los siguientes isótopos: ^1H , ^4He , ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , y ^{24}Mg . En el código más detallado se consideran n , ^1H , ^2H , ^3H , ^3He , ^4He , ^6He , ^6Li , ^7Li , ^7Be , ^9Be , ^8B , ^9B , ^{10}B , ^{11}B , ^{11}C , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}C , ^{12}N , ^{13}N , ^{14}N , ^{15}N , ^{14}O , ^{15}O , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O , ^{17}F , ^{18}F , ^{19}F , ^{19}Ne , ^{20}Ne , ^{21}Ne , ^{22}Ne , ^{21}Na , ^{22}Na , ^{23}Na , ^{23}Mg , ^{24}Mg , ^{25}Mg , ^{26}Mg , ^{25}Al , ^{26}Al , ^{27}Al , ^{28}Al , ^{29}Al , ^{28}Si , ^{29}Si , ^{30}Si , ^{29}P , ^{30}P , ^{31}P , y ^{32}S .

El código es capaz de construir un modelo a partir de los dos inmediatamente anteriores de la siguiente forma:

- Se extrapolan linealmente las variables dependientes para tener la primera aproximación del modelo siguiente.
- Se calcula la nueva composición química.
- Se verifica si es necesario agregar o quitar capas (de manera que las variables dependientes no presenten un cambio fraccional mas allá de cierto límite en cada capa)
- Se calculan las condiciones de borde externas (integraciones de las envolturas estelares). En éste esquema es necesario realizar tres.

- Se comienza la iteración de la estructura del modelo. Al mismo tiempo se verifica que las envolturas adoptadas sean adecuadas, caso contrario se las modifica (esto es fundamental en el cálculo de los “loops” cuando la estrella llega a la rama de las gigantes).
- Si las correcciones iterativas son menores que cierta cantidad (típicamente un error del orden de 10^{-4}) se acepta el modelo, se archivan las cantidades de interés y se comienza nuevamente el ciclo.

Una dificultad que aparece cuando se intenta calcular la evolución de una estrella cualesquiera con el código detallado es la necesidad de contar con condiciones iniciales adecuadas para la abundancia de cada uno de los isótopos involucrados en el cálculo. Este es un problema no trivial ya que como es bien sabido, las reacciones nucleares que es necesario considerar tienen escalas de tiempo características que llegan a diferir en varios órdenes de magnitud.

Imaginemos entonces el caso de haber considerado que un isótopo es más abundante que lo correspondiente. La red de reacciones nucleares automáticamente actuará de forma de hacer disminuir la abundancia de dicha especie en forma muy rápida. Por lo tanto la liberación de energía que aparece por gramo y por segundo puede llegar a estar exagerada en varios órdenes de magnitud. Por lo tanto, es imposible conseguir convergencia de los modelos estelares en esas condiciones.

La manera que hemos adoptado para salvar esta dificultad es comenzar la evolución de las estrellas no desde la (mal llamada) Secuencia Principal de Edad Cero (Zero Age Main Sequence) sino desde la pre - secuencia principal. De esta forma todas las abundancias isotópicas se acomodan automáticamente como debe ser (ya que así evolucionan las estrellas en realidad). De esta manera, como se sabe desde hace tiempo, antes de que la estrella llegue a la ZAMS pasa por una etapa relativamente corta en la que la temperatura central llega por primera

vez a ser suficientemente alta como para poder producir la aparición de reacciones nucleares a una tasa apreciable. En ese estado, la estrella “acomoda” las abundancias isotópicas iniciales (que hemos asumido, son las que aparecen en el medio interestelar) a los valores que corresponden al funcionamiento de los ciclos nucleares en cuasi - equilibrio (Ver Clayton 1968).

Las ecuaciones diferenciales de evolución de las abundancias isotópicas son bastante delicadas de integrar debido a lo que discutimos arriba: estas ecuaciones involucran escalas de tiempo muy diferentes. Por otra parte, se trata (en nuestro código) de un sistema de 54 ecuaciones diferenciales alineales en las abundancias. Hemos encontrado que el método propuesto por Arnett & Truran (1969) es muy efectivo a tales propósitos. La idea es escribir estas ecuaciones en forma de diferencias, se desprecian los términos cuadráticos en los cambios de abundancias en cada paso de integración llegando a escribir el sistema de ecuaciones como una ecuación matricial. Cada elemento de matriz depende de las reacciones que vinculan a dos isótopos en particular. Ya que cada isótopo reacciona con muy pocos, esta matriz es esparcida (sparse), lo que es clave aprovechar para poder acelerar los cálculos, ya que estas ecuaciones deben ser resueltas en cada capa del modelo estelar en cada paso evolutivo. Este es un número muy grande, ya que los modelos llegan a estar divididos en hasta unas 2×10^3 capas, mientras que el número de modelos por secuencia evolutiva es del mismo orden.

Afortunadamente, existe un paquete de rutinas para matrices sparse muy adecuadas para nuestros propósitos, detalladas en el libro “Numerical Recipes” (Press et al. 1989). Al incluir estas rutinas, el cálculo de las abundancias isotópicas hemos podido acelerar estos cálculos en hasta un factor ≈ 11 .

Éste es el estado al que se ha llegado luego de un período bastante prolongado de programación y optimización. Con éste código hemos calculado las secuencias evolutivas que se detallan a continuación.

Cabe aquí citar, que dada la generalidad del planteo del problema, otra versión del código ha sido adaptada para el estudio de la evolución de enanas blancas y aún de la evolución planetaria. En el caso de las enanas blancas el trabajo se encuentra bastante avanzado y hemos encontrado resultados interesantes; por otra parte en el caso de evolución planetaria, en estos momentos se ha conseguido los primeros modelos de planetas gigantes con masas del orden de la de Jupiter.

2.2. Ingredientes Específicos

En cuanto a la ecuación de estado del material estelar, actualmente consideramos el tratamiento presentado por Magni & Mazzitelli (1979). En el caso de que existan los datos, preferimos los resultados de Saumon, Chabrier & Van Horn (1995). Si necesitamos la ecuación de estado a densidades muy altas, computamos las cantidades termodinámicas con una rutina que hemos desarrollado en nuestro Observatorio. Dicha rutina tiene en cuenta las correcciones Coulombiana (Hansen 1973), de Intercambio y de Thomas - Fermi, fundamentales para una descripción adecuada del material en el caso de, por ejemplo, enanas blancas.

Las opacidades radiativas que son consideradas en el programa son las del grupo de Lawrence Livermore (OPAL) (Iglesias & Rogers 1993; Rogers & Iglesias 1994) que representan una gran mejora respecto de las tabulaciones anteriores. Para temperaturas menores de $6 \times 10^3 \text{K}$ hemos adoptado las opacidades de Alexander & Ferguson (1994) que incluyen las contribuciones moleculares

Las opacidades conductivas se han tomado, para el caso de bajas densidades, del trabajo de Hubbard & Lampe (1969). En el caso de densidades mas altas, adoptamos los resultados de Itoh et al. (1983); Itoh et al. (1984) y Itoh & Kohyama (1993).

En cuanto a las tasas de reacciones nucleares, hemos considerado

las tabulaciones presentadas en Fowler, Caughlan & Zimmerman (1975) y Harris, et al. (1983).

La pérdida de energía por emisión de neutrinos ha sido incluida siguiendo a Itoh et al. (1989); Itoh et al. (1992); Itoh & Kohyama (1983) y Munakata, Kohyama, & Itoh (1987) quienes describen las principales contribuciones a esta emisividad en diferentes condiciones físicas.

Finalmente, en cuanto al tratamiento de la convección, hemos considerado el criterio de estabilidad de Schwarzschild. Además, se necesita una descripción del gradiente de temperatura en el caso de equilibrio convectivo. Para este propósito hemos incluido la teoría standard de la longitud de mezcla (Mixing Length Theory), pero además hemos incluido la teoría recientemente formulada por Canuto & Mazzitelli (1991; 1992) quienes hacen una descripción del flujo convectivo muy mejorada respecto del caso de la MLT.

3. Resultados Obtenidos

Este trabajo comenzó hace ya tiempo (marzo de 1984) cuando la potencia de cálculo disponible en nuestro Observatorio era muy limitada, y estuvo orientado al cómputo de la evolución de estrellas masivas (Benvenuto 1988). Hasta aquel momento, los modelos que habíamos sido capaces de construir no era muy detallados. Gracias a las nuevas facilidades de cálculo con que hoy contamos, esta situación ha podido ser superada ampliamente.

Ya que las enanas blancas presentaban simplificaciones importantes respecto de las estrellas que sufren reacciones nucleares, nos dedicamos al estudio de la evolución de estos objetos. En este caso hemos hallado varios resultados que han sido publicados (Benvenuto & Althaus 1995, 1996ab; Althaus & Benvenuto 1996a) o enviados a para este propósito (Althaus & Benvenuto 1996b).

En cuanto a estrellas con reacciones nucleares, con este programa se han realizado varias “Prácticas de la Especialidad” en nuestra Facultad: Althaus (1992); García (1993) y Panei (1996). Mientras tanto hemos realizado el esfuerzo de completar el programa con los ingredientes físicos arriba citados.

El primer conjunto extenso de resultados evolutivos calculados con el código completo ha sido preparado para el trabajo de Brunini & Benvenuto (1996). Este es un juego de recorridos evolutivos desde el “Track de Hayashi” (objetos completamente convectivos) pasando por la Secuencia Principal hasta el encendido del helio en el interior para objetos de masas desde 0.7 hasta $3.9 M_{\odot}$ con abundancias solares. Estos representan los mejores resultados que se han alcanzado hasta el momento con este proyecto.

En las Figuras 1 - 3 se presentan estos resultados. Estos corresponden a objetos de composición química similar a la solar ($X = 0.70$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.02$) y masas desde 0.70 hasta $3.9 M_{\odot}$. Los “tracks” evolutivos han sido computados desde la pre - secuencia hasta que se llega al encendido del helio.

En la Figura 2 se presenta la evolución del centro de los modelos. En este plano se notan claramente que la contracción pre - secuencia principal continua hasta que al llegar a una temperatura del orden de $\approx 10^7\text{K}$, donde comienza la liberación de energía por quema del hidrógeno. Al agotarse el hidrógeno en el centro de la estrella, ésta comienza a colapsar y enfriarse durante un período de tiempo relativamente corto. Más allá de esto, la temperatura central comienza a crecer hasta encender el helio.

En la Figura 3 se detalla la relación edad - luminosidad de los modelos. A medida que la estrella desciende por el track de Hayashi y comienza a desarrollarse un núcleo radiativo, la estrella pasa por un mínimo en la luminosidad que, curiosamente, coincide con el inicio de reacciones nucleares (en tasas apreciables) en el centro de la estrella.

Inmediatamente después, la estrella pasa por un pico en luminosidad que indica muy aproximadamente la “llegada” a la secuencia principal. Esta etapa se prolonga en la zona trazos horizontales. Es claro que la etapa de secuencia principal es donde transcurre la mayor parte de la vida de las estrellas.

4. El Trabajo Futuro

A pesar de que el proyecto de construir una herramienta numérica capaz de calcular la evolución de estrellas en general ha sido en gran parte exitoso, es nuestra impresión que existen todavía dificultades varias por ser resueltas.

Hasta ahora no hemos podido calcular las etapas de pulsos térmicos en la Rama Asintótica de las Gigantes (Asymptotic Giant Branch) ni los flashes de helio, carbono, etc. Esto parece deberse a que no hemos conseguido aproximar los modelos iniciales (a ser corregidos mediante iteraciones) en forma adecuada. Esperamos poder resolver estas dificultades en un futuro próximo. En ese caso podremos calcular la evolución completa de los diferentes tipos de estrellas, hasta pre-supernova o hasta enanas blancas según sea el caso. Además trataremos de incluir el overshooting en los modelos de estrellas masivas.

Agradecimientos: El autor desea agradecer muy especialmente al Dr. Alejandro Feinstein por su constante interés y apoyo hacia este proyecto. No es exagerado afirmar que sin este apoyo, no nos hubiera sido posible haberlo llevado adelante. También quiero agradecer al Lic. Leandro Althaus por la fructífera colaboración que hemos comenzado a desarrollar desde hace varios años, la cual ha sido muy importante en varias etapas de este proyecto.

Referencias

- Althaus, L. G., *"Enfriamiento de enanas blancas"*, Práctica de la Especialidad FCAGLP (1992)
- Althaus, L. G., Benvenuto, O. G., *"The evolution of DB white dwarfs in the Canuto & Mazzitelli theory of convection"* MNRAS 278, 981 (1996a)
- Althaus, L. G., Benvenuto, O. G., *"The evolution helium white dwarfs of low and intermediate mass"* ApJ, Enviado para su publicación (1996b)
- Benvenuto, O. G., *"Evolución de estrellas masivas"*, Tesis Doctoral FCAGLP (1988)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *"White dwarf evolution and crystallization"* ApSS 234, 11 (1995)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *"The luminosity evolution of strange dwarf stars"* Physical Review D 53, 635 (1996a)
- Benvenuto, O. G., Althaus, L. G., *"The structure and thermal evolution of strange dwarf stars"*, ApJ, Aceptado para su publicación (1996b)
- Brunini, A., Benvenuto, O. G., *"On the age of β Pictoris"* MNRAS Letters, Enviado para su publicación.
- García, A. E., *"Evolución estelar desde la rama horizontal"* Práctica de la Especialidad FCAGLP (1993)
- Panei, J. A., *"Evolución de estrellas de Helio"* Práctica de la Especialidad FCAGLP (1996)

Otras referencias

- Alexander, D.R., Ferguson, J.W., 1994, ApJ 437, 879
- Arnett, W.D., Truran, J.W., 1969, ApJ 157, 339
- Canuto, V. M., Mazzitelli, I. 1991, ApJ 370, 295
- Canuto, V. M., Mazzitelli, I. 1992, ApJ 389, 724
- Clayton, D.D., 1968, Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis, Mc Graw Hill, New York
- Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A., 1975, ARA&A 13, 69
- Hansen, J. P. 1973, Phys. Rev. A 8, 3096
- Harris, M.J., Fowler, W.A., Caughlan, G.R., Zimmerman, B.A., 1983, ARA&A 21, 165
- Hubbard, W. B., Lampe, M. 1969, ApJS 18, 297
- Iglesias, C.A., Rogers, F.J., 1993, ApJ 412, 752
- Itoh, N., Mitake, S., Iyetomi, H., Ichimaru, S. 1983, ApJ 273, 774
- Itoh, N., Kohyama, Y., Matsumoto, N., Seki, M., 1984, ApJ, 285, 758
- Itoh, N., Adachi, T., Nakagawa, M., Kohyama, Y., Munakata, H. 1989, ApJ 339, 354
- Itoh, N., Mutoh, H., Hikita, A. 1992, ApJ 395, 622
- Itoh, N., Kohyama, Y., 1993, ApJ, 404, 268

- Kippenhahn, R., Weigert, A., Hofmeister, E. 1967, *Methods in computational Physics*, 7, Eds. B. Alder, S. Fernbach, M. Rottenberg (New York: Academic Press), 129
- Magni, G., Mazzitelli, I., 1979, *A&A* 72, 134
- Munakata, H., Kohyama, Y., Itoh, N. 1987, *ApJ* 316, 708
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P., 1992, "Numerical Recipes, The Art of Scientific Computing", Cambridge University Press
- Rogers, F. J. Iglesias, C. A. 1994, *Science*, 263, 50
- Saumon, D, Chabrier, G., Van Horn, H. M. 1995, *ApJS* 99, 713

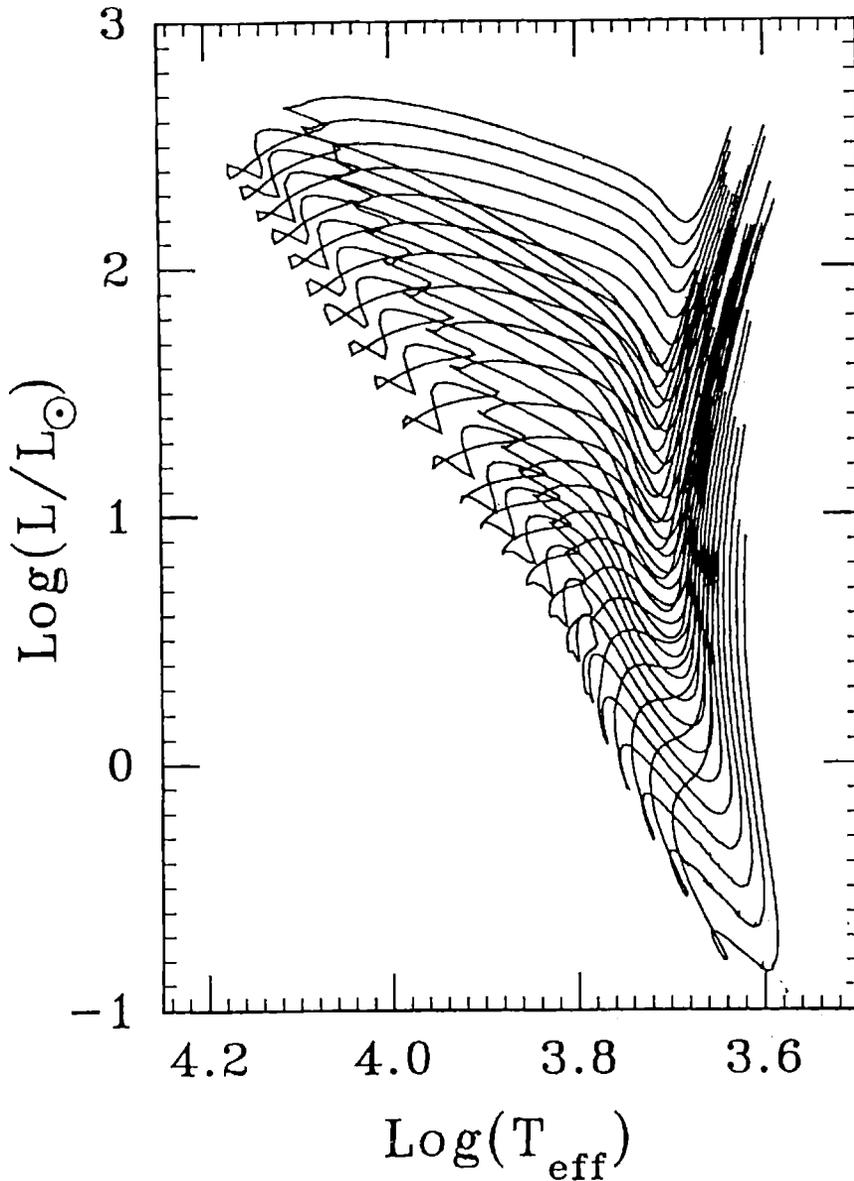


Figura 1: El diagrama de Hertzsprung - Russell para estrellas de masas de 0.70, 0.80, 0.90, 1.0, 1.1, 1.2, 1.3, 1.4, 1.5, 1.6, 1.7, 1.8, 1.9, 2.1, 2.3, 2.5, 2.7, 2.9, 3.1, 3.3, 3.5, 3.7, 3.9, M_{\odot} con una composición química de $X = 0.70$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.02$. Los recorridos evolutivos comienzan con la pre - secuencia principal y luego de quemar el hidrógeno en el centro de la estrella, vuelve a expandirse hacia la rama de las gigantes. Estos cálculos han sido llevados a cabo con el código más detallado que considera 54 isótopos.

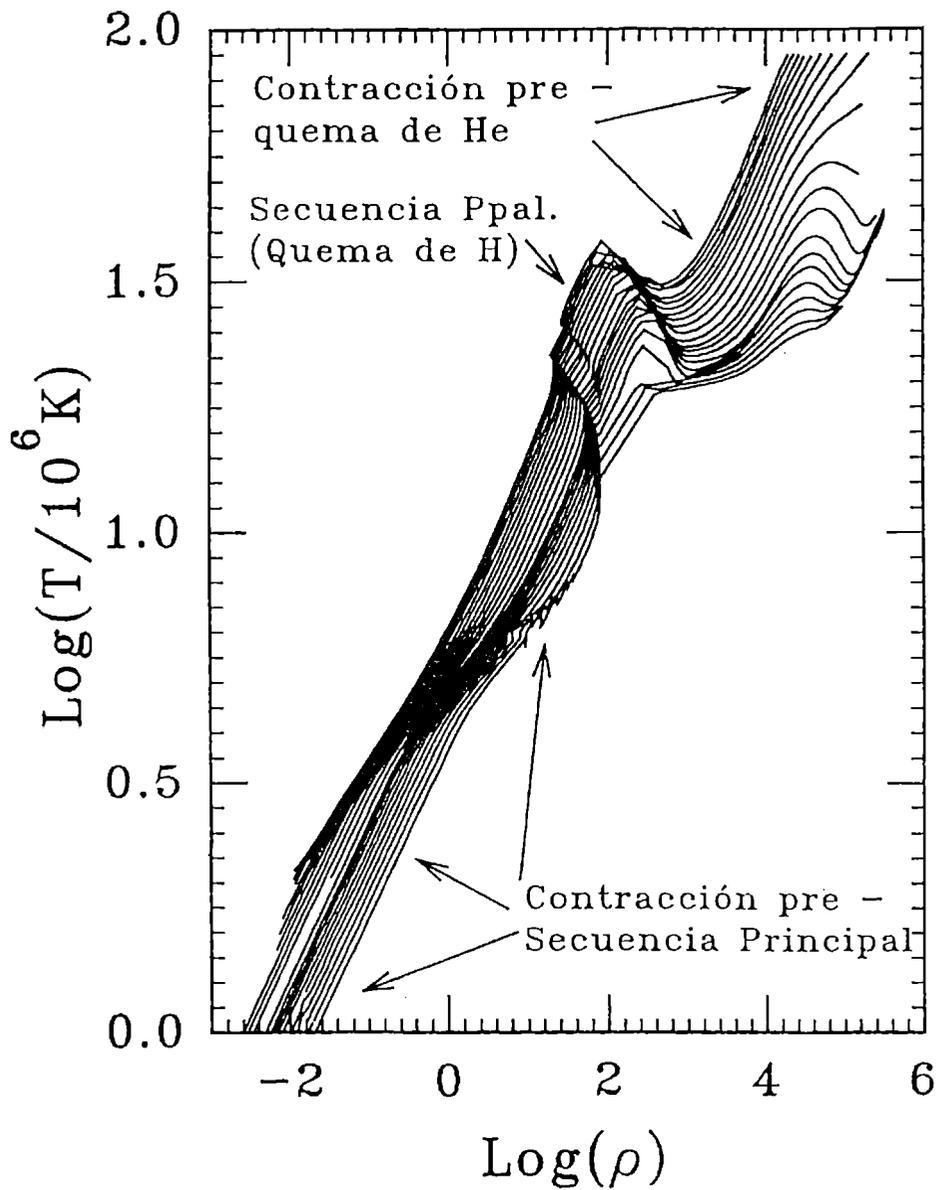


Figura 2: La evolución de la parte central de los modelos incluidos en la Fig. 1. En este plano se notan claramente las etapas de contracción pre - secuencia principal, de secuencia principal y de contracción pre - quema de helio

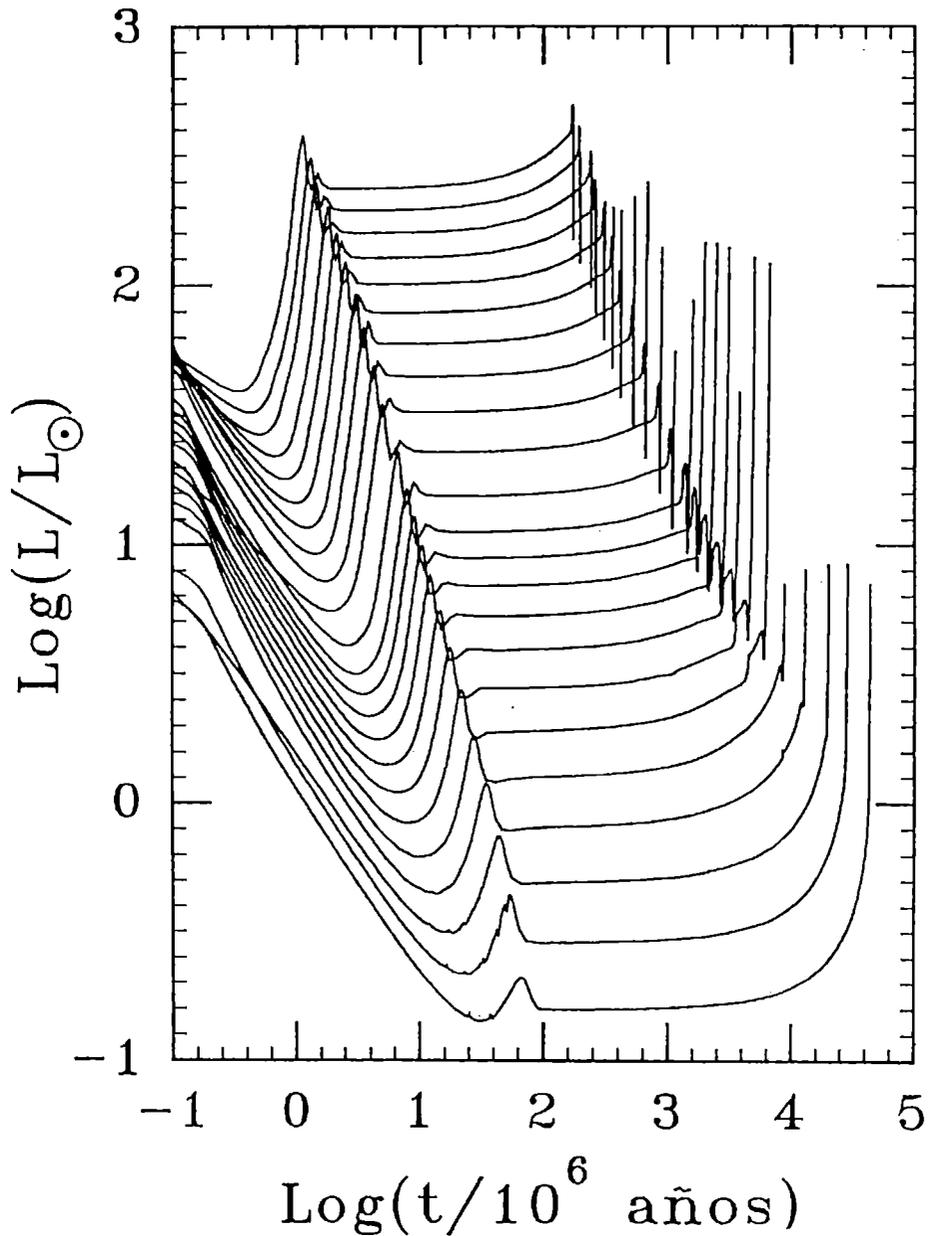


Figura 3: La relación edad - luminosidad de los modelos. El primer pico de cada recorrido evolutivo corresponde a la "llegada" a la secuencia principal. Esta etapa se prolonga en la zona trazos horizontales. Es claro que la etapa de secuencia principal es donde transcurre la mayor parte de la vida de las estrellas.

Indice de Autores

Abadi, M. G.: 63, 89, 106, 107
Aballay, J. L.: 144, 146, 149, 151, 152, 155
Actis, E.: 127
Afanasiev, V.: 160
Agüero, E. L.: 100
Ahumada, J.: 24, 25
Alonso, E.: 127
Altavista, C. A.: 116, 117
Althaus, L.: 3
Alvarez, E.: 144, 146
Ameri, O. R.: 165, 165
Arnal, E. M.: 74, 148
Bagala, L. G.: 46
Bajaja, E.: 96, 148
Barbá, R.: 5, 18, 18, 74
Bassino, L.: 6
Baume, G.: 69
Beaugé, C.: 111
Benaglia, P.: 59
Benvenuto, O. G.: 3, 3, 4, 167
Bosch, G.: 74, 74, 79
Brizuela, H.: 113
Caballero, N. B.: 60
Cabanne, M. L.: 6
Calderón, J. H.: 100
Cappa de Nicolau, C.: 7, 8, 74
Carestia, R. A.: 123
Carranza, G. J.: 102, 160
Casagrande, A. R.: 149, 152, 155, 157
Castiñeiras, R. S. J.: 55
Castro, W. L.: 123
Cellone, S. A.: 94
Cepa, J.: 101
Chávez, C.: 165
Cidale, L. S.: 19
Clariá, J. J.: 15, 63, 66, 75
Colomb, F. R.: 116
Cora, S. A.: 85, 86

Cornudella, A.: 160
De Franceschi, A.: 148
De La Beaujardiere, J. F.: 52
Demoulin, P.: 46, 52
Díaz, E.: 113
Dodonov, S.: 160
Domínguez, R.: 157
Donzelli, C.: 93
Dottori, H.: 59, 101
Espíndola, M.: 93
Fariñas, R.: 25
Feinstein, A.: 69, 78, 78, 79
Feinstein, C.: 101
Fernández, L.: 157
Fernández, R.: 40
Fernández, S.: 113, 119
Forte, J. C.: 94
Francile, C.: 160
Gallego, M.: 123
García, B.: 19, 80, 148
García Lambas, D.: 96, 106, 107
Garro, M. D.: 164
Geisler, D.: 66
Georgelin, Y. P.: 102
Ghielmetti, H. S.: 40, 49
Gil Hutton, R.: 160
Giménez de Castro, G.: 5
Goldes, G.: 102
Gómez, G.: 160
Gómez, M. N.: 24, 24, 25
González, A.: 160
González, J. F.: 24, 25
Groisman, J.: 148
Grosso, M.: 148
Guzzeta, E.: 148
Henoux, J. C.: 52
Henry, R. C.: 131
Herbstmeiter, U.: 7
Iannini, G. M.: 112
Jakouzyck, R.: 148

Jatenco, V.: 106
Kazlauskas, A.: 15
Lapasset, E.: 24, 24, 25
Larrarte, J. J.: 148
Laval, A.: 102
Le Coarer, E.: 102
Levato, H.: 80, 134, 148, 148
Lípari, S. L.: 97
Lu, L. Z.: 127
Lugones, G.: 4
Malaroda, S.: 80, 148
Mallamaci, C. C.: 123
Mandrini, C. H.: 46, 52
Manrique, W. T.: 127, 127
Marabini, R. J.: 138
Marmolejo, L. F.: 123
Marronetti, P.: 59
Martín, M. C.: 60, 96, 151
Martínez, R.: 101
Marun, A.: 144, 146, 149, 151, 152
Mauas, P.: 43, 55
Medina Tanco, G. A.: 7, 60, 106
Merlo, D. C.: 9, 13
Miguel, C. C.: 148
Milone, L. A.: 9, 13
Minniti, D.: 66
Montero, M. F.: 19
Morras, R.: 148
Morrel, N.: 74, 74, 79, 80
Mosconi, M. B.: 63
Mulet, V.: 144, 146
Muzzio, J. C.: 84, 85, 86, 107
Navarro, J. L.: 123
Nazzaro, J.: 148
Nicotra, M.: 106
Niemela, V.: 6, 7, 8, 18, 18, 74, 74, 79
Olano, C. A.: 60, 116
Opher, R.: 106
Ostrov, P.: 74, 95
Paolantonio, S.: 100

Parodi, M.: 8
Perdomo, R.: 127
Pereyra, P.: 144, 146, 149, 151
Pérez, J. A.: 123
Perón, N.: 148
Piatti, A. E.: 15, 63, 66, 75
Pintado, O. I.: 19
Podestá, R.: 127
Pöppel, W. G.: 59
Prado, P.: 69, 78, 79
Rodríguez, I.: 101
Rohmann, R. D.: 20, 21
Roig, F.: 119
Roth, M.: 78, 79
Rotstein, N.: 5
Rovira, M.: 31, 43, 49, 52
Ruartes, H.: 144, 146
Sedeño, J.: 123
Serafino, A.: 127
Shara, M. M.: 18
Silva, A. M.: 8, 112
Simmons, J.: 134
Souto, R.: 55
Steiner, J. E.: 7
Stemborg, G.: 43
Straizys, V.: 15
Suárez Boedo, F. E.: 100, 163, 163
Tapia, M.: 78, 79
Testori, J. C.: 116
Tignanelli, H.: 163
Tissera, P.: 107
Valotto, C.: 96
Varela, O.: 113
Vázquez, R. A.: 69, 78, 78, 79
Vergne, M. M.: 85, 86
Vílches, J.: 101
Victoria, D.: 101, 146, 157
Wachlin, F. C.: 84, 107
Will, J. M.: 78

Resumen del Acta de la Asamblea Ordin. de la AAA del 22-09-1994

De acuerdo a lo resuelto en la última asamblea de socios de 1995 de la AAA, se incluye a continuación un resumen del Acta de la Asamblea Ordinaria que tuvo lugar en el Observatorio Astronómico de la UNC, el 22-09-1994.

Se lo eligió al Dr. O. Hugo Levato para presidir la reunión y al Dr. R. Barbá para que actuara como secretario de actas. Para firmar el acta se los designó a los Drs. Rosa Orellana y J. C. Muzzio.

El Presidente de la AAA, Dr. Gustavo J. Carranza, dio lectura al Informe de la Comisión Directiva y al Resumen de Cuentas. Después de un intercambio de opiniones, el Dr. Levato mocionó para que se aprobara el informe. El informe fue considerado por la Asamblea y finalmente aprobado por unanimidad.

Se pasó a continuación a elegir al 2º Vocal Titular y al Suplente, respectivamente. Resultan elegidos: 2º Vocal Titular, Dra. Marta Rovira, 2º Vocal Supl., Dr. Juan Carlos Muzzio.

Previo un cuarto intermedio para intercambiar opiniones, se procede a elegir al Comité Nacional de Astronomía. Resulta elegido así: Dra. E. Felicitas Arias, Secretaria, miembros: Dres. J. J. Clariá, Silvia Fernández, Stella Malaroda y J. C. Muzzio.

Finalmente se considera la conveniencia de realizar, o no, la reunión anual de la AAA en 1995 (teniendo en cuenta que también tendrá lugar la Reunión Regional Latinoamericana). Después de un intercambio de opiniones, se procede a votar, resultando aprobada su realización por 21 votos a favor, 10 en contra y 3 abstenciones. La reunión de 1995 debería por lo tanto tener lugar en la ciudad de San Juan.

Seguidamente y no habiendo más temas a tratar, se da por terminada la Asamblea.