

ASOCIACION ARGENTINA DE ASTRONOMIA

*Amirio Guevara*



**BOLETIN N<sup>o</sup>. 14** 14 NOV 1969

CORDOBA

1968/9



**ASOCIACION ARGENTINA DE ASTRONOMIA**

**BOLETIN N° 14**

CORDOBA

1968

COMISION DIRECTIVA 1966 - 1969

PRESIDENTE DR. JORGE SAHADE

VICEPRESIDENTE DR. JOSE L. SERSIC

SECRETARIO DR. ALEJANDRO FEINSTEIN

TESORERO DR. GUALBERTO IANNINI

VOCALES DR. CARLOS U. CESCO

LIC. ROBERTO F. SISTERO

## PROLOGO

En el presente Boletín se han incluido los trabajos (o sus resúmenes) presentados en la 14a. reunión de la Asociación Argentina de Astronomía. La misma se llevó a cabo los días 10, 11 y 12 de octubre de 1968 en el Observatorio Astronómico "Félix Aguilar" y en la Facultad de Ingeniería de la Universidad Nacional de Cuyo (San Juan). En esa ocasión se rindió homenaje a la memoria del Ing. D. Félix Aguilar, fundador de la Escuela de Ciencias Astronómicas y Conexas de la universidad Nacional de La Plata, al cumplirse el 25° aniversario de su muerte.

La publicación de este Boletín ha sido posible gracias a un subsidio del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas y a las facilidades que nos brindara el Instituto de Matemática, Astronomía y Física (I.M.A.F.) y la Imprenta de la Universidad Nacional de Córdoba, concediéndonos tiempo de su personal y de su equipo de impresión. A las diversas instituciones la Asociación se complace en expresar su reconocimiento.

Toda correspondencia relativa a esta publicación debe ser dirigida al Editor, Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional Laprida 854, Córdoba, República Argentina.

L.A. MILONE  
EDITOR



## PROGRAMA

Homenaje a la memoria del Ing. Félix Aguilar, a cargo del Ing. José Augusto López.

## INFORMES

1. "Técnicas interferenciales de Perot-Fabry en astronomía". G. Carranza (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 8
2. "Some problems associated with large scale galactic structure" F. Kerr (University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy) 12
3. "Sobre integrales de ciertos sistemas canónicos" R.P. Cesco Universidad Nacional de La Plata, Dpto. de Matemática ).
4. "Estado actual de nuestro conocimiento sobre las estrellas Wolf-Rayet". J. Sahade (Observatorio Astronómico de La Plata).

## COMUNICACIONES

1. "I Scorpii y NGC 6231". L.A. Milone (Observatorio Astronómico e I.M.A.F., Córdoba). 14
2. (I) "La variable de helio HD 125823" (II) "La variable de helio HD 125823". C. y M. Jaschek, W.W. Morgan y A. Slettebak (Yerkes Observatory, Observatorio Astronómico de La Plata, Perkins Observatory); (II) M. y C. Jaschek, B. Kucwicz (Observatorio Astronómico de La Plata). 17
3. "Calidad óptica de un reflector aplanático con espejo secundario plano" J. Landi Dessy (Observatorio Astronómico e I.M.A.F., Córdoba). 21
4. "Búsqueda de estrellas variables muy rápidas". E. Hardy, E. Mendoza (Universidad de Chile-Dpto. de Astronomía). 28
5. "Errores sistemáticos del N30 y FK4". G. Carrasco, P. Lovola (Universidad de Chile-Dpto. de Astronomía). 32
6. "Efecto de las nubes oscuras artificiales sobre recuentos estelares promedios" H. Wilkens (Observatorio Astronómico de La Plata). 33
7. "Cambios en la actividad de UV Ceti" W. Kunkel (Observatorio Interamericano de Cerro Tololo - Chile). 36
8. "HD 82984. Una nueva estrella de fósforo". M. Jaschek, M.L. Aguilar (Observatorio Astronómico de La Plata). 36

9. "Hidrógeno neutro en la región de Carina". S.L. Garzoli (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 37
10. "Estudios de los brazos a latitudes negativas". D. Goniadzki y A. Jech (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 38
11. "The N.A.S.A. space astronomy program". N. Roman (N.A.S.A., U.S.A.).
12. "Interferometría de M83". G. Carranza (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 38
13. "Análisis espectroscópico de estrellas peculiares. IV: El grupo de estroncio". M. Jaschek y E. Brandy (Observatorio Astronómico de La Plata). 40
14. "Observations of lunar occultations of the galactic center region in the OH and hydrogen lines". F. Kerr (University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy). 42
15. "Grupos inestables de galaxias". J.L. Sérsic (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 42
16. "Una solución numérica del problema de Kepler en variables universales" P.E. Zadunaisky y R.C. Blanchard (Instituto Di Tella, Goddard Space Flight Center, Greendbelt, Md. U.S.A.). 47
17. "La absorción en el espectro continuo de la radiofuente 18SIA asociada a la nebulosa gaseosa N.G.C. 6618". R. Quiroga (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 48
18. "R Coronae Australis". E. Mendoza, M. Jaschek y C. Jaschek (Dpto. de Astronomía, Universidad de Chile; Observatorio Astronómico de La Plata). 49
19. "Resultados fotométricos del eclipse total de Luna del 12/13 de abril de 1968". A. Feinstein, J.C. Muzzio, O. Ferrer, L. García y E. Levato (Observatorio Astronómico de La Plata). 50
20. "Contribución al estudio de estructura galáctica a bajas latitudes". E.R. Vieyra (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 51
21. "Medición de posición, tamaño y polarización de radiofuentes". F.R. Colomb (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 52
22. "Estudios de estrellas A.I. Catálogo de tipos espectrales y co-



- lores". A. Cowley, B. Cowley, M. Jaschek, C. Jaschek (Math-Hulbert Observatory, U.S.A. y Observatorio Astronómico de La Plata). 53
23. "La curva de luz de  $\mu$  Carina". A. Feinstein y J.C. Muzzio (Observatorio Astronómico de La Plata). 53
24. "Fotometría en cuatro colores". H. Moreno (Universidad de Chile Dpto. de Astronomía). 54
25. "Los espectros de algunas estrellas Be,II". M. Jaschek, C. Jaschek y S. Malaroda (Observatorio Astronómico de La Plata). 55
26. "Determinación de órbitas preliminares mediante un computador I.B.M.360. Aplicación a 20 planetoides no identificados". R. Peralta, C. Torres, H. Wroblewski (Universidad de Chile-Dpto. de Astronomía). 60
27. "El salto de Paschen en estrellas del tipo espectral B". A.E. Ringuelet-Kaswalder (Observatorio Astronómico de La Plata). 62
28. "Efectos del enrojecimiento en las transformaciones de sistemas de color". A. Gutierrez-Moreno y H. Moreno (Universidad de Chile, Dpto. de Astronomía). 63
29. "Ciertas peculiaridades en la curva de rotación de la galaxia". R.A. Quiroga y C.M. Varsavsky (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 64
30. "Frecuencia de binarias espectroscópicas en tipos espectrales G y A". C. Jaschek y A. Gómez (Observatorio Astronómico de La Plata). 65
31. "The high hydrogen clouds considered as satellites of the Galaxy". F. Kerr (University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy). 67
32. "Identificación óptica de radiofuentes". E. Bajaja (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 67
33. "Fotometría en R I de epsilon Coronae Australis". C.A. Hernández (Observatorio Astronómico de La Plata). 68
34. "A G Pegasi". L. López, J. Sahade (Observatorio Astronómico de La Plata). 68
35. "Radio Emisión asociada con galaxias peculiares del catálogo de Arp". R.F. Colomb, C. Varsavsky (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 72
36. "Análisis crítico de la teoría de acreción de Hoyle y Lyttleton". F. Cernuschi y F.R. Marsicano (F. de Humanidades y Ciencias-Montevideo, Facultad de Ingeniería-Buenos Aires). 72

37. "Estabilidad relativista". J.L. Sérsic (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 76
38. "Sobre una regularidad energética del sistema solar y su posible origen". C.J. Lavagnino (Observatorio Astronómico de La Plata). 76
39. "Significado de la cantidad de movimiento en las estrellas con compañera oscura". C.J. Lavagnino (Observatorio Astronómico de La Plata). 76
40. "El espectro de  $\gamma_2$  Velorum" V.N. de Monteagudo, J. Sahade (Observatorio Astronómico de La Plata). 77

#### INFORMES DE TRABAJO

1. "Programas y experiencias en El Leoncito". J.A. Hughes (Observatorio Austral "Yale-Columbia"). 83
2. "Interferometría de NGC 4945". G. Carranza (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 90
3. "Observaciones interferenciales de galaxias australes". G. Carranza (Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.). 91
4. "Experiencias con el efecto Sabattier". H. Dottori (Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba). 97
5. "Observaciones en 21 cm. en la zona comprendida entre  $1:220^\circ$  y  $270^\circ$  y  $b$  entre  $-10^\circ$  y  $-20^\circ$ ". E. Bajaja y F.R. Colomb (Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires). 100
6. "Observaciones interferenciales de la nube mayor de Magallanes". G. Carranza (Observatorio Astronómico de Córdoba C.N.I.C.T.). 101
7. "Observaciones interferenciales de la Vía Láctea Austral". G. Carranza y H. Dottori (Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba). 101
8. "Estudio de estrellas brillantes Australes". M. Jaschek, C. Jaschek y W.A. Hiltner (Observatorio Astronómico de La Plata y Yerkes Observatory, United States of America). 102
9. "Campo de velocidades en NGC 5128". G. Carranza y J.L. Sérsic (Observatorio Astronómico de Córdoba y C.N.I.C.T.). 102
10. "Algunas estructuras a bajas latitudes". D. Goniadzi y A.E. Jech (Instituto Argentino de Radioastronomía, Bs. As.). 103
11. "Fotometría fotoeléctrica de S Velorum". F.R. Sisteró (Observatorio Astronómico de Córdoba). 103

12. "Estadística de binarias". O. Ferrer (Observatorio Astronómico de La Plata). 103
13. "Catálogo de estrellas B con emisión en H alfa". C. Jaschek, M. Jaschek y L. Ferrer (Observatorio Astronómico de La Plata). 104

## INFORMES

## TECNICAS INTERFERENCIALES DE PEROT-FABRY EN ASTRONOMIA

G. Carranza

(Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T., Bs. As.)

Las técnicas interferenciales de Perot-Fabry han sido en los últimos años de amplia aplicación astronómica, particularmente en el dominio de la astronomía nebulosa.

Ello fue motivado por una mayor comprensión de las características intrínsecas del étalon de Perot-Fabry (gran transparencia, alto contraste, elevada dispersión) y por una correcta apreciación de sus ventajas al ser comparado con elementos convencionales (redes, por ejemplo) en condiciones de trabajo similares. Esto fue en gran parte debido a la escuela óptica francesa (Jacquinot, Chabbal, Dufour, etc.).

También influyeron notablemente en tal sentido algunos progresos técnicos, de los cuales tal vez el más importante haya sido el dominio de las técnicas de deposición de capas dieléctricas, con la posibilidad de controlar rigurosamente los espesores ópticos depositados (por ejemplo, por medio del "Maxímetro" de Giacomo, o por control de la frecuencia propia de cristales de cuarzo). Además, en el dominio mecánico, el uso de separadores de cuarzo adheridos molecularmente, al aumentar considerablemente la estabilidad de los etalones redujo la prevención que los astrónomos siempre evidenciaron hacia este instrumento.

Consideración especial merecen los filtros interferenciales, etalones de Perot-Fabry de muy bajo orden de interferencia, en cuyo desarrollo los progresos técnicos antes mencionados repercutieron profundamente. Es así posible, en la actualidad, disponer de filtros de altas transmisiones y grandes selectividades que muestran además pocas variaciones de la transmisión en función del ángulo de incidencia.

El empleo de estas técnicas en la astronomía nebulosa se ha orientado hacia los siguientes tópicos: Detección, cinemática y espectrofotometría de regiones de emisión monocromática (por ejemplo, de emisión H $\alpha$ ). Trataremos ahora sucintamente de describir como se ha tra

## ALGUNAS ESTRUCTURAS A BAJAS LATITUDES

D. Goniadzki y A.E. Jech

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Al hacer el relevamiento del cielo entre  $230^\circ \leq l \leq 285^\circ$ ,  $-3^\circ \leq b \leq -15^\circ$ , se encuentran estructuras a bajas latitudes (menos que  $-69$ ). Algunas de estas tienen velocidades muy próximas a cero y una temperatura de brillo alta, alrededor de  $80^\circ$  en determinadas longitudes. Otras en cambio alcanzan velocidades de hasta 80 Km/ segundo y tienen una temperatura de brillo mucho menor. Se están estudiando estas estructuras, tratando de determinar si alguna de ellas se dirige a las Nubes de Magallanes.

## FOTOMETRIA FOTOELECTRICA DE S VELORUM

F.R. Sisteró

(Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba)

Se analizaron 250 observaciones U,B y V hallándose una nueva determinación del período y los elementos de la órbita fotométrica. Además se analizaron mediciones en el sistema "ubvy" y H-beta, se encuentra que la componente primaria del sistema es una estrella de la secuencia principal no metalizada, mientras que la secundaria es una subgigante deficiente en metales.

## ESTADISTICA DE BINARIAS

O. Ferrer

(Observatorio Astronómico de La Plata)

El presente trabajo tiene por objeto discutir la estadística de las binarias, eligiéndose para ello las estrellas más brillantes que  $6^m5$ , por ser el conjunto de estrellas con datos más completos.

Se tratarán de incorporar tres puntos esenciales en la discusión:

1. Se estudiaron las estrellas de las distintas clases de luminosidad y tipos espectrales por separado sobre todo el diagrama H-R.

2. Se intentará corregir cuantitativamente por efectos de selección en los casos en que esto sea posible.
3. Se prestará especial atención a las relaciones con la teoría de evolución estelar.

Hasta el momento se efectuó simplemente el recuento del número de binarias. Como tales se ha aceptado todo par de estrellas más cercano que  $2 \times 10^4$  UA. Como binarias espectroscópicas se han admitido todas las estrellas que presentan variaciones en su velocidad radial, siempre y cuando no se trate de estrellas variables conocidas.

Se encontró por ejemplo las siguientes cifras en el recuento:

Distribución de sistemas visuales

	N° Estr.	dobles	triples
A3-A7 enanas	144	15%	8%
A8-F2	66	19%	7%
F3-F7	96	16%	12%
F8-G2	104	24%	4%
K0-K5 gigan.	631	13%	5%

Estas cifras se encuentran en un buen acuerdo con los publicados por Hynek (1967).

Hynek, A. (1967) in "Modern Astrophysics" Gauthier-Villars Paris.

A plan for the study of bright binaries is discussed and some preliminary results from a statistics of bright binaries are given, (see table) which show good agreement with values published by Hynek (1967).

CATALOGO DE ESTRELLAS B CON EMISION EN H ALFA

C. Jaschek, M. Jaschek y Lía Ferrer

(Observatorio Astronómico de La Plata)

Es bien conocida la utilidad de los catálogos bibliográficos sobre temas especializados, tales como el de Merrill y Burwell de estrellas con líneas de emisión. Dado que la última bibliografía listada en éste es de 1949, pareció oportuno ponerlo al día y así lo expresó el Grupo de Trabajo sobre Estrellas Be, reunido en Ham-

En este caso el campo investigado es menor, pero interviene el elevado contraste del Perot-Fabry. Estas condiciones de contraste pueden aún ser extremadas utilizando tanto el filtro y el etalon de Perot-Fabry en haz paralelo. El primer montaje descrito fue usado provechosamente por Courtés, Ring, Sheglov (tubo de imágenes); versiones del segundo fueron empleadas por Courtes (colimador o lentes), Meaburn (paraboloides confocales) Etc.

En lo referente a cinemática, el montaje (b) es aplicable cuando se dispone sea de una gran familia de filtros para diversas longitudes de ondas vecinas, sea de un étalon de Perot-Fabry de orden de interferencia variable. Estos procedimientos determinan la longitud de onda del máximo de la señal registrada. Fotoeléctricamente es menester aislar en la pupila de salida del Perot-Fabry el anillo que corresponde a la radiación investigada, con las consiguientes pérdidas de luminosidad. A veces se utiliza un sólo filtro interferencial y se varía su longitud de onda de máxima transmisión inclinandolo. El procedimiento es ópticamente defectuoso, pues, como los anillos de interferencia están centrados sobre la normal al filtro, se emplea así sólo una pequeña parte de la pupila de entrada (la intersección del anillo transmitido por el filtro con la pupila de entrada). Un procedimiento más correcto, utilizado por Courtés, emplea un étalon de Perot-Fabry en el montaje (a) fotografiando los anillos que él produce. La velocidad radial se obtiene comparando los anillos producidos por  $H\alpha$  nebular y aquellos debidos a una lámpara de H. Un problema práctico puede ser la determinación de la parte entera del orden de interferencia, pero es obviado utilizando como preselector un filtro interferencial de banda pasante estrecha. Se alcanza un límite para este montaje cuando las regiones de emisión inspeccionadas son más pequeñas que el ancho de los anillos de interferencia.

Las propiedades del étalon de Perot-Fabry lo hacen altamente apropiado para espectrofotometría nebular. El barrido en longitud de onda se realiza usualmente variando la presión del gas mantenido entre las caras del étalon. El montaje del étalon puede ser uno de los mencionados, pero la influencia de los defectos locales en el montaje en haz convergente lo hacen poco recomendable (Cruvellier).

En el montaje en haz paralelo se debe ubicar apropiadamente un diafragma que delimite la banda de longitudes de onda que se estudie. Para aumentar la relación señal sobre ruido en la observación con altas resoluciones de nebulosas débiles se pueden emplear diversos métodos: utilizando un separador dieléctrico líquido (y así aumentando la región de cielo inspeccionada), usando varios anillos de interferencia, o aumentando el área colectora del étalon (Meaburn).

El Laboratorio de Astronomía Espacial de Marsella ha facilitado al Observatorio de Córdoba el siguiente instrumental para el empleo de estas técnicas:

- a) un objetivo a distancia finita (CPT) WPA7, F/1,25, para fotografía con filtros interferenciales.
- b) un interferómetro de Perot-Fabry, con un orden de interferencia central para  $H\alpha$   $\rho = 1058$ , fineza 10, e interfranja de 283 km/sec. Los anillos que el étalon produce son fotografiados por un objetivo Angenieux F/0,95.

Ambos equipos están complementados por filtros interferenciales para  $H\alpha$  que cubren el dominio de velocidades entre 0 km/sec y 1000 km/sec.

Este instrumental se encuentra ya en operación con diversos instrumentos de variado poder resolvente.

#### SOME PROBLEMS ASSOCIATED WITH LARGE SCALE GALACTIC STRUCTURE

F. Kerr

(University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy)

#### Abstract

The distribution and motions of both neutral and ionized hydrogen can be studied throughout the Galaxy by radio methods. The neutral hydrogen is observed through the 21-cm hyperfine transition line; the continuity of many prominent features indicates that we are seeing the galactic spiral pattern, but it is difficult to locate the spiral arms in space because we are restricted to kinematic distance estimates for the hydrogen.

In recent years, new surveys with high resolving power have



yielded an enormous amount of new information, but have not yet greatly improved the understanding of the basic problems. First-order interpretations of the spiral pattern have been obtained, with distances derived from a circular-orbit axisymmetric-rotation model. However, departures from circular motion are observed on various geometrical scales, and also the gravitational perturbations produced by the spiral features themselves must affect the motion of the gas. In addition to the complexities of motion, the detection of so much structural detail has shown that the distribution is extremely complex. The distribution and the velocity field have to be derived in a combined solution, with assistance from theoretical approaches such as the density-wave theory of C.C. Lin. Comparisons between present observations and the predictions of the Lin theory show a fair measure of agreement, but there are some disagreements: the latter might be related to localized irregularities.

Spiral patterns derived by radio and optical methods tend to disagree in the local region, with the radio pattern showing more circular arms. Comparisons between the motions of the HI and young stars indicate that these two systems move together to within about 2 km/sec, and reasons must be sought elsewhere for the difference between the radio and optical spiral patterns.

The detection of the high-level recombination lines of hydrogen has made velocity measurements possible for HII regions over the whole Galaxy. Direct comparisons between the HII velocities and the HI longitude-velocity distribution indicate that the HII and HI also have essentially the same kinematics. One important difference has been found in the HI and HII distributions. The HII, as indicated by both the thermal radio continuum and the recombination-line sources, shows a peak at 4 - 7 kpc from the center, whereas the neutral gas peaks at 7 - 11 kpc. This difference in location is similar to that found for Sc galaxies.

A review of present knowledge on the distribution of neutral and ionized hydrogen is to appear in a forthcoming article in the Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics, vol. 7 (1969), together with a discussion of the main problems to be solved.

## COMUNICACIONES

## I SCORPII Y NGC 6231

L.A. Milone

(Observatorio Astronómico e IMAF, Universidad Nacional de Córdoba)

I Scorpii es una asociación estelar particularmente interesante: 1º Porque tiene un núcleo visible, que precisamente es el cúmulo abierto NGC 6231; 2º Porque le están asociadas, a) algunas nebulosas brillantes y otras oscuras, b) una trompa de elefante, c) una región de H II, d) algunas estrellas Of, e) algunas estrellas Wolf-Rayet, f) un conjunto de estrellas de muy alta luminosidad que casi nos atreveríamos a llamar único; 3º Porque parece ser extremadamente joven. Varios autores han destacado en el pasado alguno o algunos de estos aspectos (W.W. Morgan, Ap.J. 118, pág. 167, 1953; Bok, Bok y Graham, M.N. 131, pág. 247, 1966).

La finalidad de este trabajo ha sido discutir todo el material observacional existente para reforzar conclusiones ya conocidas, obtener de ser posible algunas nuevas y delinear el camino de investigaciones a realizar en el futuro.

El material empleado es el siguiente: 1º) Observaciones fotométricas (tomadas de Walraven & Walraven, B.A.N. XV, 67, 1960; Bok, Bok & Graham, M.N. 131, 247, 1966, y Feinstein & Ferrer, cedidas gentilmente por sus autores antes de ser publicadas); 2º) Velocidades radiales (O. Struve, Ap.J. 100, 192, 1943); 3º) Tipos espectrales (C. Jaschek et al, La Plata, 1964); 4º) Movimientos propios (Braes, B.A.N. Supplement Series, Vol. 2, nº1, 1967). Todas estas observaciones son discutidas por este autor en otro lugar.

Determinación de la distancia.

Se han utilizado varios procedimientos, a saber:

1º) Empleando tipos espectrales y de luminosidad, colores (B-V) observados, colores intrínsecos (B-V)<sub>o</sub> (H.L. Johnson, Lowell O.B. nº 96, 1958), y una calibración adecuada de los tipos MK (A. Blaauw, Basic Astronomical Data), se hizo una primera determinación del módulo de distancia; intervinieron 28 estrellas.

Se encontró  $m - M = 11.4$ .

2º) Método de desviación de la "Zero age main sequence" (H.L.

Johnson, Lowell O.B. N° 107); intervinieron 42 estrellas, encontrándose una dispersión relativamente pequeña de los valores individuales respecto de la curva de desviación.

Se encontró  $m - M = 11.4$ .

3°) Aplicando la rotación galáctica. Es obietable emplear este procedimiento para las estrellas de una asociación, ya que las mismas pueden tener un movimiento sistemático respecto de la rotación galáctica. Los cálculos se han realizado empleando los datos clásicos de la Vía Láctea:  $R_0 = 8.2$  kpc.,  $\Theta(R_0) = 215$  km/seg, curva de rotación de Leyden-Sydney, y se repitieron utilizando los más modernos recomendados en "Observational Aspects of Galactic Structure", de 10 kpc., 250 km./seg. y la curva de rotación de Dwingeloo (Atenas, 1965). Se concontró con los valores clásicos, a una distancia de 1 kpc., una velocidad radial de -15.8 km./seg. y una componente tangencial (en el sentido de las longitudes galácticas) de  $-0^{\circ}0029$ ; a una distancia de 2 kpc., corresponden -27.8 km/seg. y  $-0^{\circ}0016$ . Con los valores modernos se encuentra: a 1 kpc., -14.5 km./seg. y  $-0^{\circ}0033$ , y a 2 kpc. -23.5 km./seg. y  $-0^{\circ}0022$ . La observación da para la velocidad radial media de las estrellas más brillantes de la asociación, -29 km/seg., y el movimiento propio  $-0^{\circ}0050$ . Como se ve, en cualquiera de los dos modelos que adoptemos para la Vía Láctea, la velocidad radial tiende a ubicar a la asociación a una distancia mayor que 2 kpc., en tanto que los movimientos propios la traen a tan sólo unos 500 pcs.. Este desacuerdo debe interpretarse en el sentido que las estrellas de la asociación efectivamente poseen un movimiento peculiar que las aparte ligeramente de la rotación de conjunto; consideramos además, que al movimiento propio no se le puede dar mucho peso, en razón de que involucra una transformación de relativo a absoluto que es incierta (dentro del monto de los movimientos que se tratan de medir).

A la luz de los resultados anteriores, adoptamos para la distancia un módulo de 11.4 magnitudes, o sea, 1900 pársecs. Los valores encontrados anteriormente por diversos autores oscilan entre 1400 y 2300 pársecs, pero al ser rediscutidos a la luz de las calibraciones usualmente aceptadas en la actualidad, son llevados a un acuerdo excelente con nuestro valor. Además, al ubicar en el espa-

cio a esta asociación, se encuentra que encaja muy bien con la distribución de los cúmulos jóvenes conocidos y del H.

Magnitud absoluta de algunos objetos interesantes.

En la tabla que incluimos a continuación aparece, el n° del HD, el tipo espectral, el color observado, el color intrínseco, el exceso de color, la absorción, (suponiendo  $R=3$ , lo cual es justificado por nosotros en otro lugar), la magnitud aparente  $V$  desahfectada de absorción, y la magnitud absoluta.

151804	O8fk	+0.08	-.31	.39	1.17	5.36	4.2	-7.2
151932	WN7	+24	-.30	.54	1.62	6.55	5.0	-6.4
152236	B0.5Ia <sup>+</sup>	+60	-.22	.82	2.46	4.72	2.2	-9.2
152270	WC6+08	+22	-.30	.52	1.56	6.50	4.9	-6.3
152291	B0IIIpn(e)	+23	-.30	.53	1.59	8.51	6.9	-4.5
152408	O7f	+18	-.32	.50	1.50	5.80	4.3	-7.1
152622	B0III:n	+19	-.30	.49	1.47	8.16	6.7	-4.7

a) Estrellas "n". Para una B0III normal, corresponde -5; por lo tanto el acuerdo es bueno, ya que un pequeño error en la clase de luminosidad, o en el tipo espectral, modificaría  $M$  en 1/2 magnitud:

b) Estrellas Of: (Astrophysical Quantities), da  $M=-5.7$ ;

" WN: (Astrophysical Quantities), da  $M=-4.0$ ;

" WC: (Astrophysical Quantities), da  $M=-4.2$ ;

aquí resultan valores considerablemente mayores. Por otra parte, Smith, en su tesis doctoral (Harvard, 1955), encuentra que en la Nube Mayor de Magallanes las  $M$  de las Wolf-Rayet se distribuyen entre -4 y -8.

c) Zeta 1 Scorpii=152236: Se compara con  $M=-8.2$  asignada a esta clase por Blaauw (Ia0), o con: -8.6 y -9.4, correspondientes a las estrellas más brillantes de PerI y Sgr V, respectivamente. Se trata muy probablemente de una de las estrellas más brillantes de la Vía Láctea.

Determinación de la edad.

Teniendo en cuenta la magnitud absoluta de la estrella más brillante de la asociación (-9.2), resulta, según Reddish (M.N. 135 pág. 265, 1967), una edad de unos  $10^5$  años; vemos, entonces, que se trata de un objeto muy joven.

Abstract.

Our discussion points to a distance of 1900 pcs, for this interesting object. Older values became close to this when proper calibrations currently in use nowadays are applied.

The absolute magnitude of several interesting types of stars are included in a table in the text (see the last column).

The brightest star in the group seems to be  $\zeta^1$  Sco (HD 152236) with  $M_V = -9.2$ . According to Reddish, this correspond to an age of around  $10^5$  years for the association.

## LA VARIABLE DE HELIO HD 125823

I: C. y M. Jaschek, W.W. Morgan y A. Slettebak  
(Observatorio Astronómico La Plata, Yerkes Observatory,  
Perkins Observatory)

II. M. Jaschek, C. Jaschek y B. Kucwicz  
(Observatorio Astronómico, La Plata)

## THE HELIUM VARIABLE STAR HD 125823

I. C. and M. Jaschek, W.W. Morgan and A. Slettebak  
(Observatorio Astronómico, La Plata, Yerkes Observatory;  
Perkins Observatory)

II. M. Jaschek, C. Jaschek and B. Kucwicz  
(Observatorio Astronómico, La Plata)

In part I the behavior of the spectrum between 1908 and 1968 is analysed. The spectral type varied between B2 V and B7 III. This object represents very probably a new type of variables.

In part II it is shown, on the basis of 110 A/mm spectrograms taken at La Plata, that the star varies in spectral type with a period of  $8^d 8061$ . Possible mechanisms which might account for this variation are examined.

The work reported here has meanwhile appeared in press in the Astrophysical Journal Letters (1968) and Nature 219, 1137 (1968).

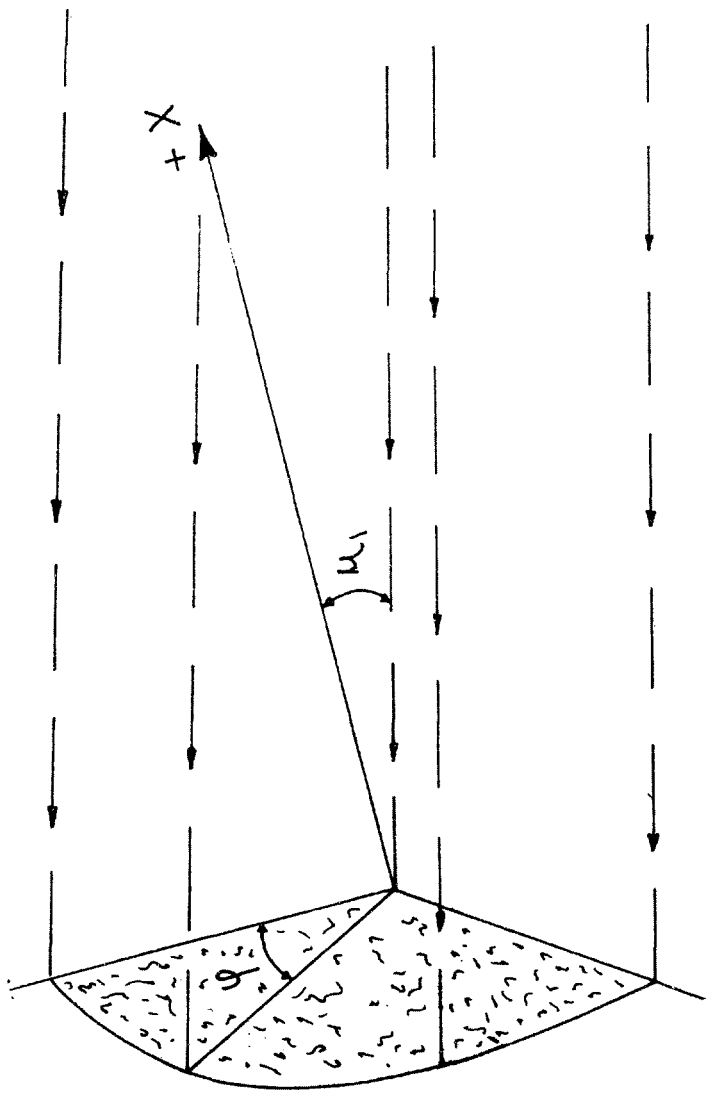
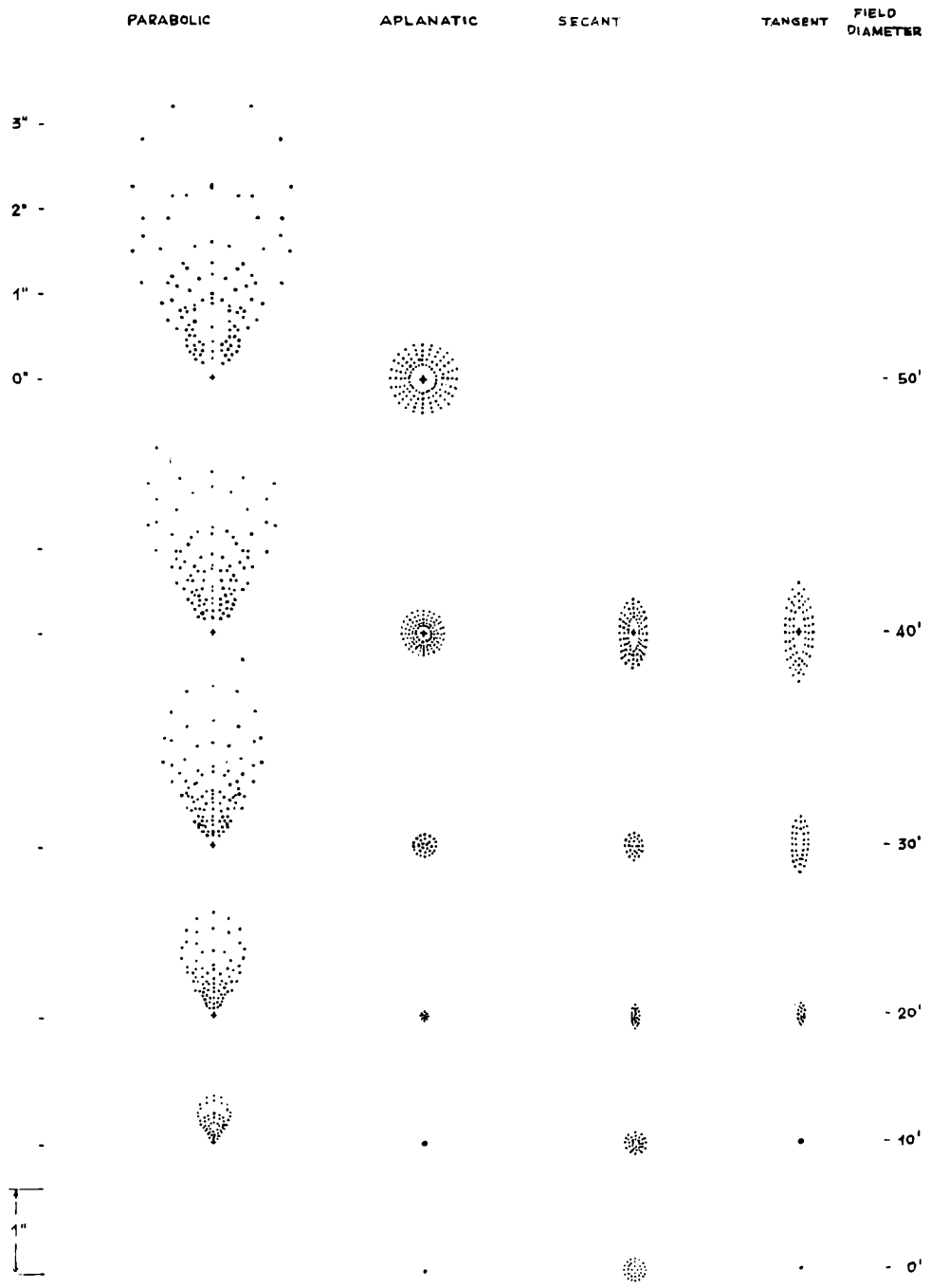
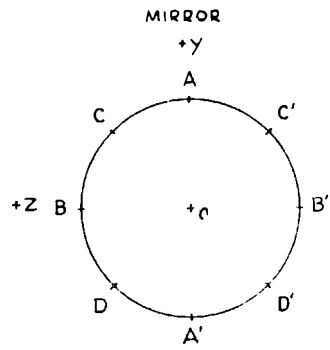
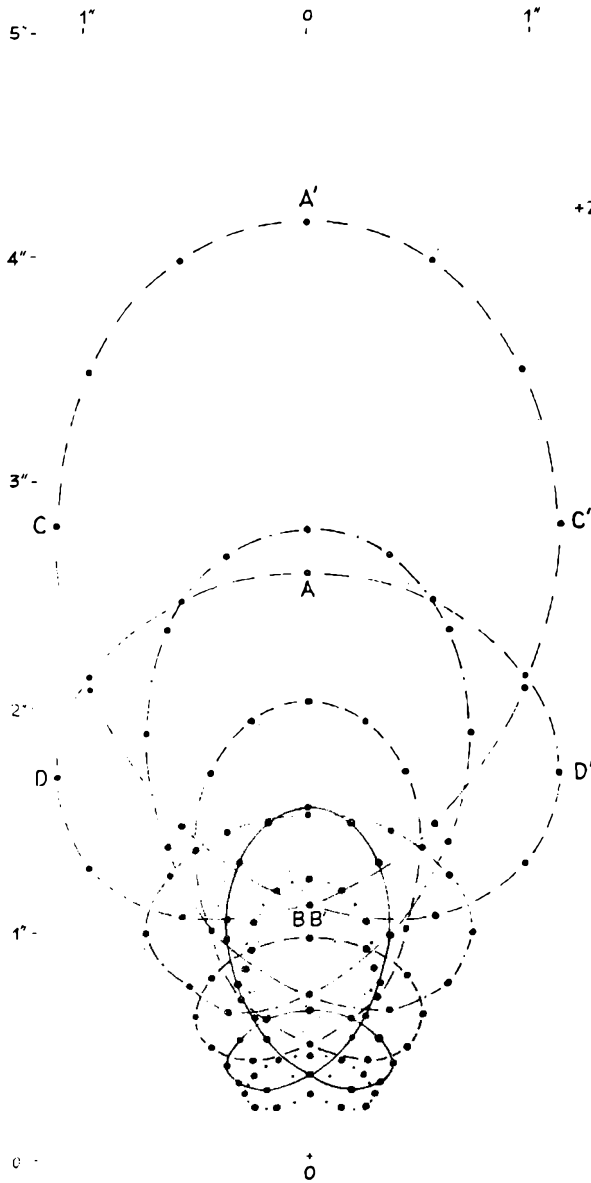


Fig. 1



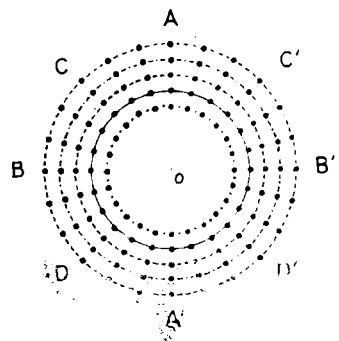
1"

Fig. 2 α



FIELD DIAMETER 60'

APLANATIC IMAGE



- - - H = 1.20 =  $\xi$
- - - H = 1.25
- - - H = 1.30
- - - H = 1.35
- - - H = 1.40

Fig. 2 b



AN ASTROMETRICAL APLANATIC TELESCOPE WITH  
A FIGURATED FLAT SECONDARY MIRROR

J. Landi Dessv

(Observatorio Astronómico e TMAF, Universidad de Córdoba)

In 1966 (1) (2) the author pointed out the theoretical possibility of an aplanatic system with a figured flat secondary. The recent construction of a 61" astrometrical parabolic reflector with a flat secondary at the U.S. Naval Observatory, Flagstaff, Arizona, has made it possible to observe the practical performance of this type of optical systems and has induced the author to investigate the possibilities of improving still further the optics of the system. It was found that such a system could be obtained without difficulties, e.g. a reflector whose focal length would be equal to the existing 61" with coma-free field of 1° of diameter. This would also have the advantage of obtaining more compact and luminous instruments. A model is calculated of a 71" (180 cm.) reflector with a focal length of 1800 cm. ( $f = 10 D_1$ ).

The first inconveniences of a telescope with a parabolic primary are its third order errors: coma, astigmatism, and field curvature. Although theoretically it has no distortion, the secondary mirror causes such a large obstruction that only those rays form an image that are incident on the primary in a ring at a distance from the optical axis larger than half its diameter. On account of the obstruction caused by the secondary, the comatic image has no vertex and its baricenter is displaced in function of its distance from the optical axis. We should remember that in the parabolics the  $f^*$  is placed on the sagittal plane and not on the mean focal plane. The image of a parabolic mirror has been studied by various authors (3). Considering the low luminosity of this system, a study with the precision of third order is sufficient if it is also controlled by trigonometrical tracing of some selected rays.

I - The Image produced by a parabolic mirror.

In fig. 1 the X axis coincides with the optical axis of the system. The plane YZ is the entry pupil plane. The plane XY is the meridian plane. The plane XZ is the sagittal plane.  $u_1$  is the angle

the principal ray forms with the optical axis on the meridional plane. The object is considered to be at infinity, so that the incident beam is parallel to the principal ray.  $Y_1$  is the ordinate of an incident ray at the entry pupil (meridional plane),  $Z_1$  is the abscissa of an incident ray (sagittal plane).

Equation (1) gives the meridional and sagittal deviations from the image computed with the first order optics on a plane perpendicular to the optical axis in function of the coordinates of the ray at the entry pupil

$$\begin{aligned} \Delta Y' &= -1/2 Y_1 (Y_1^2 + Z_1^2) \sum_v I v + 1/2 (3Y_1^2 + Z_1^2) \text{tg } u_1 \sum_v II v - \\ (1) \quad &- 1/2 Y_1 \text{tg}^2 u_1 \sum_v III v + 1/2 \text{tg}^3 u_1 \sum_v IV v \\ \Delta Z' &= -1/2 Z_1 (Y_1^2 + Z_1^2) \sum_v I v + Y_1 Z_1 \text{tg } u_1 \sum_v II v - 1/2 Z_1 \text{tg}^2 u_1 \sum_v IV v \end{aligned}$$

Throughout the whole work, the focal length of the system is taken as the unity ( $f = 1$ ). The sums can be computed either the Seidel (5) or the Burch method (2). In a parabolic system the entry pupil lies on the mirror itself,

$$\begin{aligned} \sum_v I v &= 0 \text{ (Spherical aberration)}; \sum_v II v = -0,500 \text{ (Coma)} \\ \sum_v III v &= +2,000 & \sum_v IV v &= 0 \\ \sum_v III a v &= +1,000 \text{ (Astigmatism)} & \sum_v IV a v &= +1,000 \text{ (Field curvature)} \end{aligned}$$

$$\sum_v V v = 0 \text{ (Distortion)}$$

$$R_t = - \frac{1}{\sum_v III v} = -0,5 \text{ (Radius of curvature of the tangential focal surface)}$$

$$R_s = - \frac{1}{\sum_v IV v} = \infty \text{ (Radius of curvature of the sagittal focal surface)}$$

$$R_m = - \frac{1}{\sum_v IV a v} = -1,000 \text{ (Radius of curvature of the mean focal surface)}$$

The tangential and mean focal surfaces are concave towards the incident light; the sagittal focal surface is flat.

If we take polar coordinates

$$Y_1 = \rho \cos \zeta; \quad Z_1 = \rho \sin \zeta$$

and substitute the values for the sums, the equations are easily reduced to:

$$\Delta Y' = -1/4 \rho^2 (2 + \cos 2 \zeta) \text{tg}^2 u_1 - \rho \cos \zeta \text{tg}^2 u_1$$

$$(2) \quad \Delta Z' = -1/4 \rho^2 \operatorname{sen} 2\zeta \operatorname{tg} u_1$$

This is a complex figure because an increase of  $360^\circ$  in  $\zeta$  produces a double increase on the focal plane as can be seen in fig. 2.b ( $\rho = D_1/2f$ ). The serious inconvenience of this kind of images is that have no symmetrically defined baricenter and when measuring their coordinates in a measuring device we obtain images which are not easily bisected even with an electronic system. In practice, this inconvenience is partially dissimulated by seeing conditions.

### II - Images produced by an aplanatic system with a flat secondary

In the aplanatic system we have  $\Sigma_v I_v = \Sigma_v II_v = 0$ . Substituting these values and adopting polar coordinates, we obtain:

$$\Delta Y' = -1/2 Y_1 \operatorname{tg}^2 u_1 \Sigma_v III_v + 1/2 \operatorname{tg}^3 u_1 \Sigma_v V_v = -1/2 \rho \cos \zeta \operatorname{tg}^2 u_1$$

$$(3) \quad \Sigma_v III_v + 1/2 \operatorname{tg}^3 u_1 \Sigma_v V_v$$

$$\Delta Z' = -1/2 Z_1 \operatorname{tg}^2 u_1 \Sigma_v IV_v = -1/2 \rho \operatorname{sen} \zeta \operatorname{tg}^2 u_1 \Sigma_v IV_v$$

whence

$$\left( \frac{\Delta Y' - 1/2 \operatorname{tg}^3 u_1 \Sigma_v V_v}{1/2 \rho \operatorname{tg}^2 u_1 \Sigma_v III_v} \right)^2 + \left( \frac{\Delta Z'}{1/2 \rho \operatorname{tg}^2 u_1 \Sigma_v IV_v} \right)^2 = +1$$

i.e. the equation for an ellipse, displaced from its centre on the meridian plane. (Distortion). As we see it is a completely symmetric elliptical image on the tangent focal plane and circular on the real focal plane. The distortion is negligible as we see in practice. This kind of image with symmetric baricenter is easy to measure. Any systematic effect is avoided when measured with electronic measuring devices.

### III - Computation of the sum values in an aplanat with flat secondary

In this kind of instruments the values of the non-zero sums are a function of the obstruction only, and the desired position of the focal surface gives the obstruction. The position of the focal surface in a system with a flat secondary (parabolic or aplanatic) is given by the equation:

$$\delta = (2a - 1) f$$

and is measured from the vertex of the primary mirror. It is positive if the focal plane lies behind the primary mirror.

Assuming a diameter of the primary mirror of about 71" (180 cm)  $\sigma$  must be between  $0,52 \leq q \leq 0,55$  in order to obtain reasonable values for  $\delta$ . As all the parameters in this case only depend on  $q$ , they are calculated in table II together with the sum values.

Coefficient of parabolization of the primary:

$$A = \frac{1 + q}{1 - q} = e^2 \quad (e = \text{excentricity of the conic})$$

Coefficient of deformation of flat mirror:

$$B = \frac{-2\sigma}{1 - \sigma}$$

Control Formula:  $A + B = 1$

Astigmatism:  $\Sigma_v III a_v = \chi = \frac{1 + \sigma}{2q}$

Field curvature:  $R_m = -\sigma$ ;  $\Sigma_v IV a_v = \frac{1}{\sigma}$

$$R_s = \frac{-2\sigma}{1 - \sigma} = B$$
;  $\Sigma_v IV v_v = \frac{1 - \sigma}{2\sigma}$

$$R_t = \frac{-2\sigma}{3 + \sigma}$$
;  $\Sigma_v III v_v = \frac{3 + \sigma}{2\sigma}$

Distortion:  $\Sigma_v V v_v = \frac{1 - \sigma^2}{2\sigma^2} = \frac{2}{B^2}$

#### IV - Spot Diagrams

We have computed spot diagrams for the aplanatic and the parabolic system. Each image is produced by 120 spots computed with equations (2) or (3). Ray tracing was carried out for some beams as a means of control; accordance with the Seidel theory was in the order of 0"01 or better which was to be expected according to the luminosity of the system. Both systems can be compared in fig. 2a and fig. 2b.

#### V - Final Discussion

The projected instrument can be used simultaneously in various ways:

I - In Astrometry - Putting the plate in a secant plane we obtain images whose diameters are less 0"34 in a field of half a degree of

diameter. The tangent plane can be also used. Although the images are small ellipses, because of seeing conditions they appear circular, the same as occurs with small comatic images. Even using a field of  $40'$  the images are smaller than  $0''.85$ .

II - Photographic Reflector - In this case it is sufficient to bend the plate slightly so that the images will be circles of the order of  $1''$  at the edge of a field of  $1^\circ$ . The sagitta will be only  $1.37$  mm.

III - Anastigmat - By adding a parafoveal plate the remnant astigmatism can be eliminated and the field curvature diminished or eliminated. Fields of  $2^\circ$  of diameter can be obtained with images less than  $1''$ . Distortion is larger in this case than in I and II. The field is limited by the diameter of the secondary mirror to a larger degree than by the optical errors of the systems.

IV - Flat-fielded Orthoscopic Anastigmat - With two parafoveal plates we can obtain a system practically free of third-order errors. The alternatives III and IV can be resolved rigorously with values somewhat different from the coefficients of parabolization of the primary and secondary. It is however better in this case not to do it and to tolerate a small spherical aberration caused by the introduction of the plates. The values of the figuring strengths seem to be large but in view of the low luminosity of the system the difficulties in the construction are not larger than those in the construction of a parabolic of  $f = 6D_1$  ( $F = 6$ ). Combining the mechanical improvements of the  $61''$  with the improved optics in a new, more luminous instrumente  $f = 8,6 D_1$  ( $F = 8,6$ ) an aplanatic reflector of interesting characteristics could be obtained.

Table I

$\alpha$	. 0,52000	. 0,53000	. 0,54000	. 0,55000	.
$\delta$	. 0,04f	. 0,06f	. 0,08f	. 0,10f	.
$\delta$ (F=10)	. 72 cm	. 108 cm	. 144 cm	. 180 cm	.
$\delta$ (F=8,6)	. 61,92 cm	. 92,88 cm	. 123,84 cm	. 154,80 cm	.
A	. +3,16667	. +3,25532	. +3,34783	. +3,44444	.
B	. -2,16667	. -2,25532	. -2,34783	. -2,44444	.
$\chi = \Sigma III a_v$	. +1,46154	. +1,44340	. +1,42593	. +1,40909	.
$\Sigma III v$	. +3,38462	. +3,33019	. +3,27778	. +3,22727	.
$\Sigma IV v$	. +0,46154	. +0,44340	. +0,42593	. +0,40909	.
$\Sigma V v$	. +0,42604	. +0,39320	. +0,36283	. +0,33471	.
$\theta' v$	. 17:71VF	. 17:82VF	. 17:93VF	. 18:04VF	.
$\theta'(F=10)$	. 56'0	. 56'4	. 56'7	. 57'0	.
$\theta'(F=8,6)$	. 51'9	. 52'2	. 52'6	. 52'9	.
$\alpha_0(F=10 \ 45')$	. 0,58283	. 0,59152	. 0,60021	. 0,60890	.
$\alpha_0(F=10 \ 60')$	. 0,60378	. 0,61203	. 0,62028	. 0,62854	.
$\alpha_0(F=8,6 \ 45')$	. 0,57404	. 0,58291	. 0,59178	. 0,60056	.
$\alpha_0(F=8,6 \ 60')$	. 0,59205	. 0,60055	. 0,60904	. 0,61754	.

$\theta = \frac{21'4095}{\sqrt{X}} \sqrt{F}$  = Diameter of the field in which the diameter of the stellar image is  $\leq 1''$

the stellar image is  $\leq 1''$

$\alpha$  = the obstruction ratio when the secondary is just big enough to receive the on-axis pencil.

$$\alpha_0 = \alpha + (1-\alpha) \frac{f}{D_1} \theta \text{ (Obstruction including field)}$$

$$F = f/D_1 \text{ (Focal ratio)}$$

Table II

SEIDEL SUM

$v$	$rv$	$d$	$Iv$	$IIv$	$IIIav$	$IVv$
1	-2.0000		+0.2500	-0.5000	+1.0000	0.0000
2	=	0.4800	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
1*			-0.7917	0.0000	0.0000	0.0000
2*			+0.5417	+0.5000	+0.4615	+0.4615
$\Sigma v$			0.0000	0.0000	+1.4615	+0.4615
		$IIIv$	$IVav$	$Vv$		
		+2.0000	+1.0000	0.0000		
		-0.0000	0.0000	0.0000		
		0.0000	0.0000	0.0000		
		+1.3846	+0.9231	+0.4260		
		+3.3846	+1.9231	+0.4260		

Table VII  
Equations for the Mirrors

The equations defining the sections of the mirrors are of the type:

$$X_{Ei} = \frac{\gamma_{Ei}^2}{4 f_{o_i}} + a_i \frac{\gamma_{Ei}^4}{64 f_{o_i}^3} + b_i \frac{\gamma_{Ei}^6}{512 f_{o_i}^5} + \dots \quad (i = 1, 2)$$

The origin of the coordinates in both cases is taken at the vertex of the respective mirror. This is very convenient from a theoretical point of view but in practice and especially in our case where  $f_{o_2} = \infty$  it is convenient to give the equations another form. In the case of the secondary, the singularity can be taken away in the following manner:

$$\text{If } \xi = \frac{f_2}{f_1} \quad \text{and if } a_2 = 1 - e_2^2 = 1 + \frac{\xi^3}{\sigma^4} B_2$$

we obtain

$$X_{E2} = \frac{B}{64 \sigma^4 f_{o_1}^3} \gamma_{E2}^4 + \dots \quad (\xi \rightarrow \infty)$$

In practice, it is convenient to take  $f_1 = 1$  and to have the vertex of the primary mirror  $E_1$  as the only origin of the coordinates: the equations will then have this form:

$$\text{Primary: } X_{E1} = A_1 \gamma_{E1}^2 + B_1 \gamma_{E1}^4 + C_1 \gamma_{E1}^6 + D_1 \gamma_{E1}^8 + \dots$$

$$\text{Secondary: } X_{E2} = d + A_2 \gamma_{E2}^2 + B_2 \gamma_{E2}^4 + C_2 \gamma_{E2}^6 + \dots$$

The coefficients - in the case of a flat secondary - only depend on the obstruction  $\sigma$

$$A_1 = \frac{1}{4}; \quad B_1 = -\frac{1}{32} \frac{\sigma}{1-\sigma} \quad ; \quad C_1 = -\frac{1}{384} \frac{\sigma}{(1-\sigma)^2} \left[ 5 - 4\sigma \right];$$

$$D_1 = -\frac{1}{6144} \frac{\sigma}{(1-\sigma)^3} \left[ 43 - 71\sigma + 30 \sigma^2 \right]$$

$$A_2 = \left( \frac{1-\sigma}{1-\sigma} - 1 \right) \frac{1}{4\sigma} = 0 \quad ; \quad B_2 = \frac{-1}{32(1-\sigma)\sigma^3}$$

for  $\sigma = 0.52$  we have

$$X_{E1} = +0.250 \gamma_{E1}^2 - 0.03385 \ 4166 \gamma_{E1}^4 - 0.01716 \ 2182 \gamma_{E1}^6 - 0.01086 \ 1055 \gamma_{E1}^8 - \dots$$

$$X_{E2} = 0.4800 - 0.4630 \ 1893 \ 68 \gamma_{E2}^4 - \dots$$

TESTING EQUATIONS

Subnormal:

$$SN_1 = 8A_1 - 16B_1 \gamma_{E1}^2 + 2(64B_1^2 - 12C_1) \gamma_{E1}^4$$

$$SN_2 = \frac{1}{4B_2 \gamma_{E2}^2}$$

Caustic:

$$\begin{aligned} &= \frac{1}{2A_i} 1 + (3 - 192B_i) \frac{\gamma_{Ei}^2}{8} + 3(192B_i^2 - 0.5B_i - 20 C_i) \gamma_{Ei}^4 + \dots \\ &= - (1 - 64B_i) \frac{1}{4} \gamma_{Ei}^3 - 3(128 B_i^2 - 16 C_i) \gamma_{Ei}^4 + \dots \end{aligned}$$

REFERENCES

- (1) - J. Landi Dessy - A two mirror aplanat with concave primary and flat secondary. Mem.Soc.Astr.Italiana Vol. XXXVII f.1 (1966).
- (2) - J. Landi Dessy - A. Puch - A discussion of third order errors of reflecting telescopes Mem.Soc.Astr.Italiana Vol. XXXVII f.4 (1966).
- (3) - H. Chrétien - Calcul des Combinaisons Optiques pg. 360.
- (4) - R. Platzek and E. Gaviola - On the errors of Testing and a New Method for Surveying Optical Surfaces and Systems. J.O.S.A. Vol. 29. 480 (1939).

A PRELIMINARY SEARCH OF STARS OF RAPID VARIABILITY

Eduardo Hardy and Eugenio E. Mendoza V.\*

Departamento de Astronomía, Universidad de Chile

---

\*On leave from the University of Mexico

---

A T-association in the constellation of the Southern Crown was first studied by Joy (1945). Known members are R CrA, T CrA, S CrA and TY CrA which present high peculiarities in both their spectra and their colors (for more details see Joy, 1945; Mendoza, 1968 and 1969; and Mendoza and the Jaschek's, 1968).



This work gives preliminary results of a search of stars of rapid variability in brightness in the neighborhood of NGC 6729. This program will be extended to other centers of the Southern Hemisphere.

Six plates were secured with the Curtis Schmidt Telescope of the Cerro Tololo Inter-American Observatory on September 1968. The plates cover an area of twenty-five square degrees. We used the 103a-0 emulsion behind an ultraviolet filter, UG5. Each plate is composed of several images; the first two are 0.14 mm apart and the remaining are separated only 0.10 mm. The number of images are from five to seven, each one of 15 minutes exposure.

In these twenty-five square degrees are many known variables (Kukarkin, Parenago, Efremov, and Kholopov, 1958); however, we found two stars not listed as variables which had an increase in brightness of nearly two magnitudes in less than two hours. These stars are listed in Table 1. The columns of this Table give, first, star number; second, the 1950.0 coordinates (Boss *et al.*, 1937); third, an approximate photographic magnitude at minimum light; fourth, the date (JD) of the maximum; and last, the total estimated duration of the event.

T A B L E 1  
TWO RAPID VARIABLES

Star	$\alpha$ (1950.0)	$\delta$	$m_{ph}$	J D	$\Delta t$ (min)
1	18 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup> 08 <sup>s</sup>	-36° 38' 6"	13.6	2440114.518	90
2	18 57 54	37 00.7	18	2440114.550	60

Identification charts for stars listed in Table 1 are given Figures 1 and 2 (North is at the top, East to the left).

Variable 1 is located approximately half a degree to the West of the globular cluster NGC 6723. Thus, it is probably too far and too bright to be a part of this cluster. On the other hand, the known T Tauri-like objects of the association are not close enough to affirm that star 1 belongs to the T-association. However, an infrared plate (IN + W89h), taken on September 18.15, 1968 (UT), indicates a color index K type-like star. Most stars closer than one

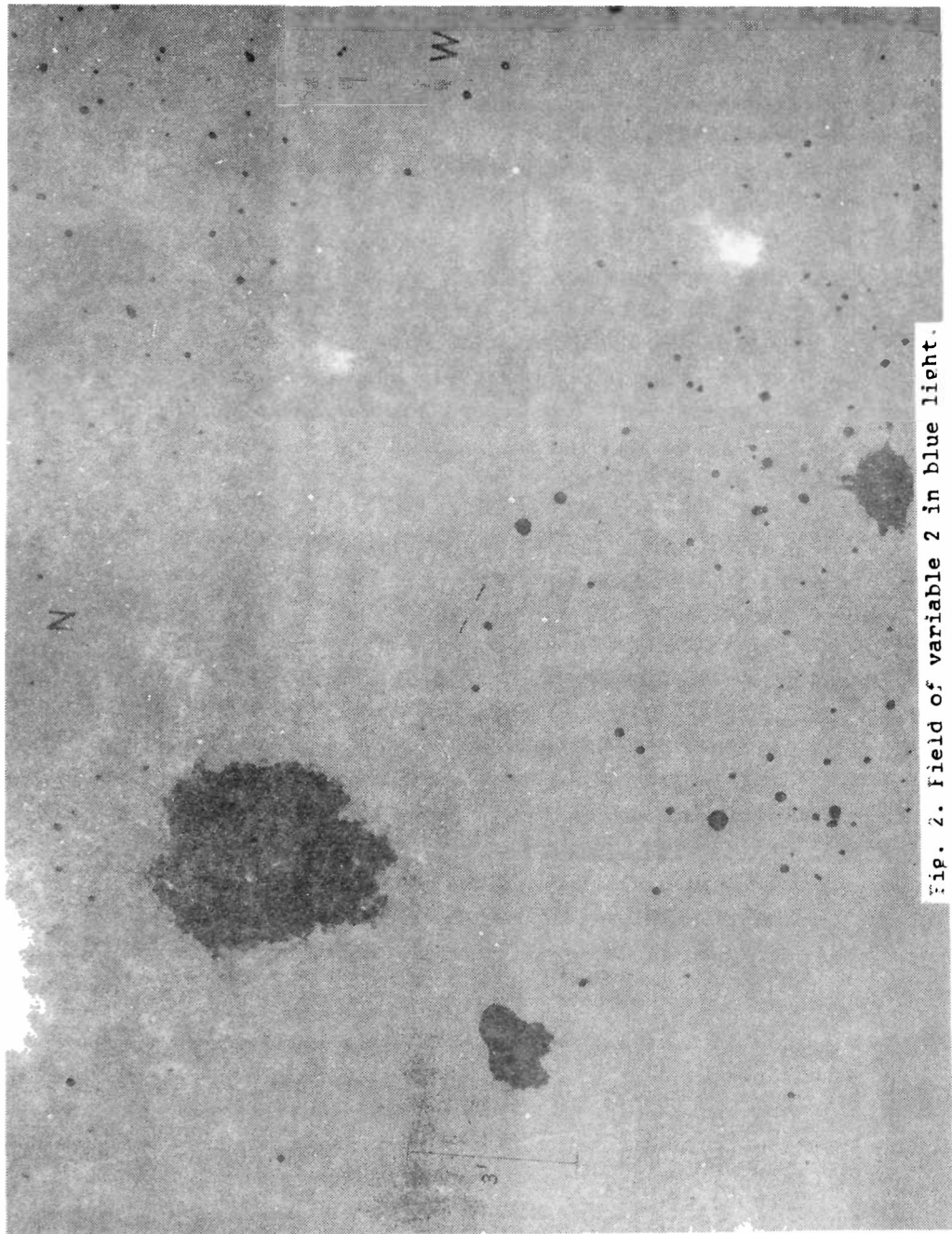
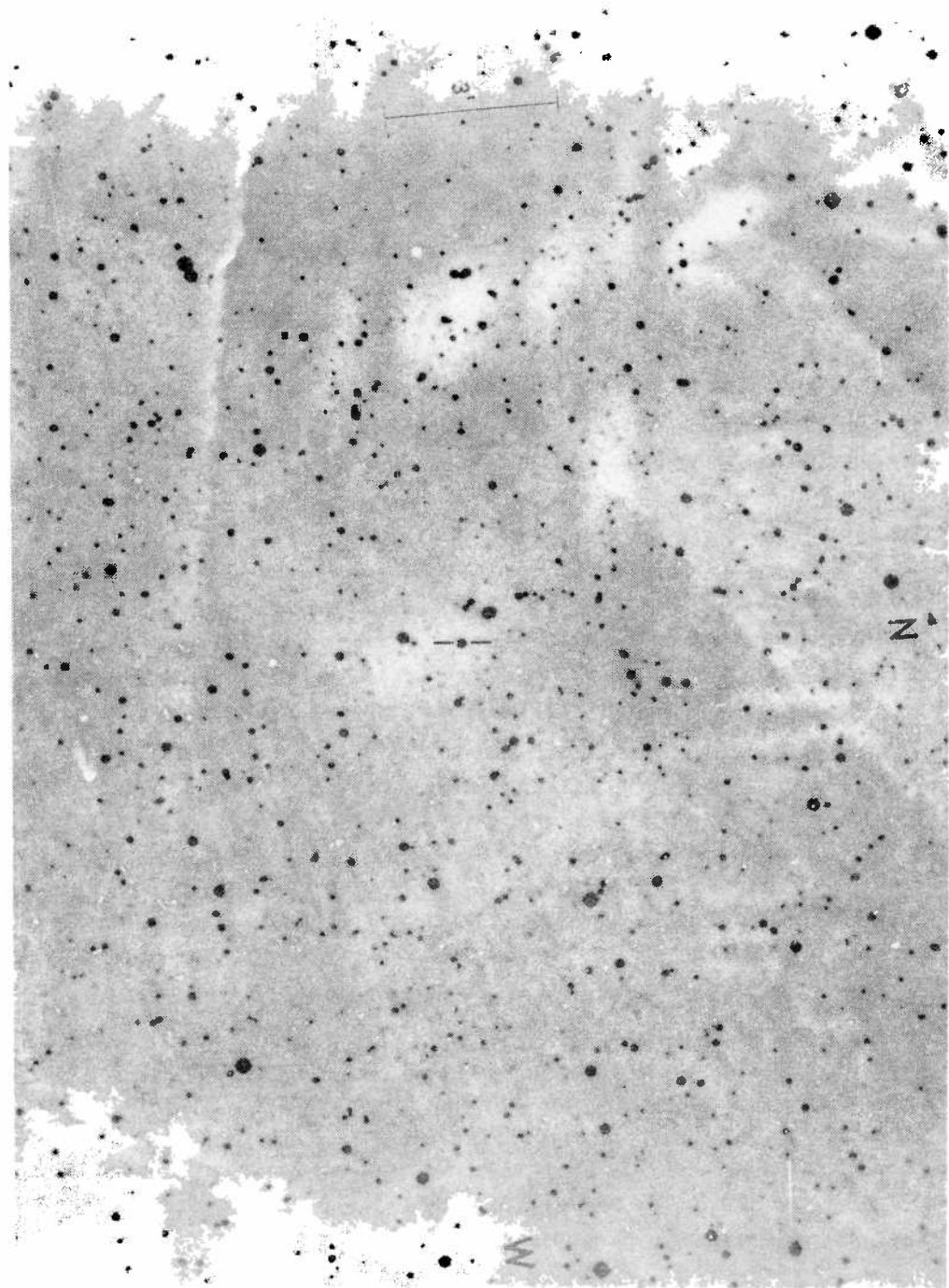


Fig. 2. Field of variable 2 in blue light.



minute of arc are much bluer than variable 1. Some of these stars (see Fig.1) very nicely shape a horseshoe. The area in general does not seem much affected by interstellar extinction.

Variable 2 is located very close to S CrA; thus, it appears likely that it belongs to the association. The infrared color-index seems bluer than that of variable 1. Therefore, the spectral type probably is earlier than of star 1. Star 2 maybe affected by interstellar extinction.

The telescope was used according to an agreement between AURA, Inc. and the University of Chile. We express our thanks to Dr. V.M. Blanco for all the facilities granted to us in Tololo.

#### REFERENCES

- Boss, B., et al (1937) General Catalogue of 33342 stars for the epoch 1950. Carnegie Institution of Washington.
- Joy, A.H. (1945) Ap.J. 110, 424.
- Kurkankin, B.V., Parenago, P.P., Efremov, Yu, I., and Kholopov, P.N. (1958) General Catalogue of Variable Stars (2nd.; Moscow: Publishing House of the Academy of Sciences of the U.R.S.S.).
- Mendoza, E.E. (1968) Ap.J. 151, 977
- Mendoza, E.E. (1969) in preparation.
- Mendoza, E.E., Jaschek, M., and Jaschek, C. (1968) this Bulletin.

ERRORES SISTEMATICOS DE LOS CATALOGOS FK4 y N<sub>30</sub>  
G. Carrasco y P. Loyola  
(Departamento de Astronomía, Universidad de Chile)

Se presentan los resultados de 147 series de observaciones de estrellas fundamentales efectuadas entre las declinaciones  $-40^{\circ}$  y  $-90^{\circ}$  en culminación superior y  $-90^{\circ}$  a  $-69^{\circ}$  en culminación inferior, con el Círculo Meridiano Repsold del Observatorio Astronómico Nacional.

Las reducciones de las observaciones se realizaron con el computador IBM 360 de la Universidad de Chile y en los resultados se incluyen 535 valores de  $\Delta_{\alpha}$  y 1494 valores de  $\Delta_{\delta}$ .

Los resultados de las observaciones demuestran que el sistema del instrumento está más de acuerdo con el catálogo FK4, que con el N<sup>o</sup> 30.

El artículo será publicado 'in extenso' en las Publicaciones del Departamento de Astronomía de la Universidad de Chile.

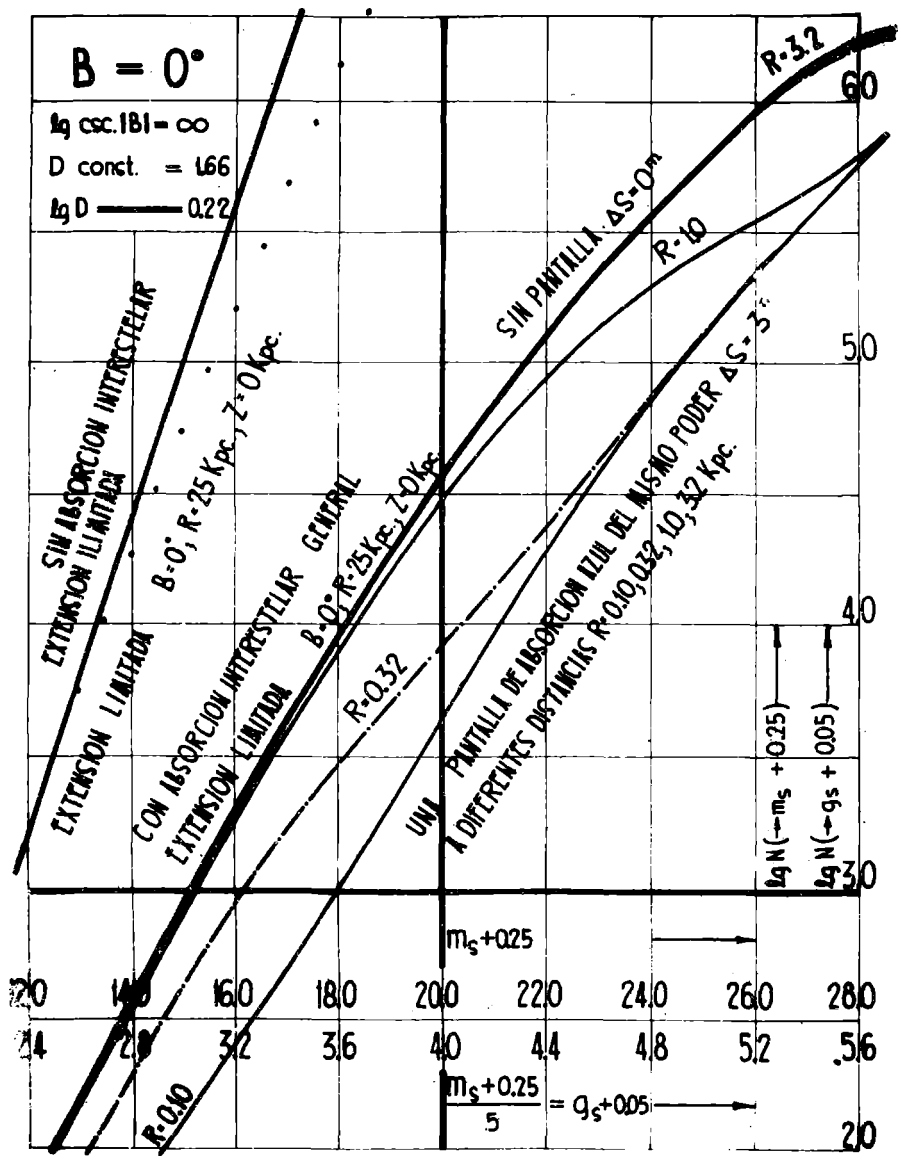
EFFECTO DE NUBES OSCURAS ARTIFICIALES SOBRE  
RECUEENTOS ESTELARES PROMEDIOS

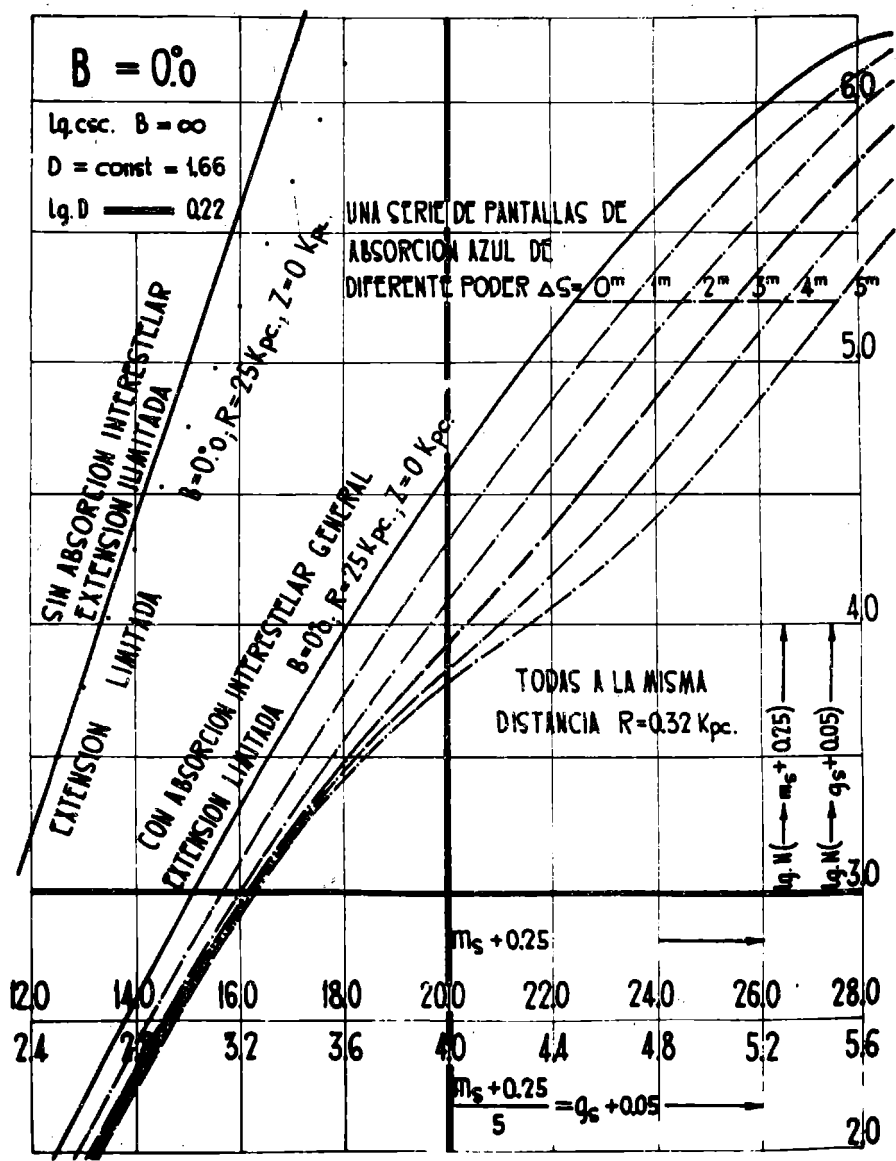
H. Wilkens

(Observatorio Astronómico de La Plata)

Justamente hace 10 años, en la 1a. Reunión de la Asociación Astronómica Argentina, aquí en San Juan en 1958, el autor habló sobre el 1er. capítulo de sus investigaciones basadas sobre el análisis de los recuentos estelares promedios en todas las latitudes galácticas, observados y publicados en 1925 por Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond. Estos análisis se efectuaron aplicando el método de Bok (1931) cuya base es el Esquema Kapteyn. De esta manera, como resultado fundamental, habían sido perfeccionados cinco Esquemas Kapteyn, es decir cinco curvas Wolf de recuentos estelares promedios, simultáneamente para las cinco latitudes galácticas típicas:  $|B| = 0^\circ; 19.8; 59.7; 189.4; 90^\circ$ .

Este material enorme de cifras, quedando ahora a nuestra disposición y preparado óptimamente según nuevos puntos de vista, resultó un reto para aprovechar algo más este material dando origen así para el 2do. capítulo de nuestras investigaciones de esta índole. Nada fue más fácil ahora que dejar imprimir sus efectos una serie de nubes absorbentes artificiales según un determinado plan, para ver como se modificarán entonces las curvas Wolf. Tal colección sistemática de curvas de recuentos estelares promediados sin y con influencia de determinadas pantallas de absorción interestelar debería ser capaz de dar también en el futuro indicios valiosos del posible poder y distancia de tales nubes absorbentes en casos formados especialmente en la realidad.





En cada una de las cinco latitudes galácticas han sido supuestos sucesivamente: 5 pantallas de absorción del poder absorbente  $\Delta S = 1^m; 2^m; 3^m; 4^m; 5^m$  en las 4 distancias  $R = 0.10; 0.32; 1.0; 3.2$  kpc. El resultado se ve en la colección de figuras. En ellas han sido reproducidas solamente curvas de las magnitudes azules (fotográficas); en realidad las magnitudes amarillas forman un conjunto muy similar de curvas. Para ampliar la circunspección en el efecto de la absorción interestelar general, en todas las figuras de la colección también han sido dibujadas además (por curvas de puntos gruesos) aquellas curvas teóricas, cuyas estrellas nunca habrían sufrido absorción interestelar alguna.

Die Wirkung künstlicher Dunkelwolken auf mittlere Sternzählungen

Fünf Kapteyn-Schemen sind vorhanden, welche durch den Autor vollendet worden sind zwecks Analyse mittlerer Sternzählungen in fünf typischen galaktischen Breiten. In denselben wurden die Auswickungen auf die Kurven der Sternzählung infolge des Eingriffs einer Reihe von Absorptions-Schirmen systematisch studiert.

CAMBIOS EN LA ACTIVIDAD DE UV CETI

W. Kunkel

(Observatorio Interamericano "Cerro Tololo" - Chile)

Durante períodos observacionales en 1966 y 1967, 400 casos de ráfagas fueron observados en UV Ceti. La distribución de tiempo de las ráfagas muestra no tener una distribución de Poisson. Se presenta evidencia de cambios de corto y largo plazo. La similaridad con la actividad solar se discute.

HR 4817, UNA NUEVA ESTRELLA DE FOSFORO

M. Jaschek y M.L. Aguilar

(Observatorio Astronómico, La Plata)

Se presentan los resultados en un análisis espectroscópico de la estrella rica en fósforo HD 82984. Esta estrella es el segundo objeto encontrado entre las estrellas tempranas con esta peculiaridad, siendo la primera de ellas. Comparado con ésta, el es-



pectro resulta muy similar, siendo las características más importantes el reforzamiento de las líneas del P II y III y de Kr II.

#### HR 4817 A NEW PHOSPHORUS STAR

M. Jaschek, y M.L. Aguilar

(Observatorio Astronómico, La Plata)

This note reports the discovery of a new phosphorus rich star, HR 4817. It is the second object of this type among the early B-stars, the first one being 3 Cen. The outstanding characteristics of this spectrum of HR 4817 are the enhancement of P II, P III and Kr II.

The paper will be published in full elsewhere.

#### HIDROGENO NEUTRO EN LA REGION DE CARINA

S.L. Garzola

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Con el radiotelescopio de 30 m del IAR se llevó a cabo un relevamiento del cielo en la zona  $270^\circ < l < 310^\circ$ ;  $-3 < b < 2$ .

Se observaron un total de 250 puntos con los cuales se trazaron diagramas de contorno para  $l = l$  (v.b) y  $b = b$  (v.1).

A partir de estos diagramas se trató de separar las contribuciones de hidrógeno pertenecientes a distintas estructuras y éstas fueron representadas en diagramas (1.b) a distintas velocidades. Se estudió la distribución, el tamaño y la densidad del hidrógeno en dichas estructuras en especial para el hidrógeno local y el llamado brazo de Carina.

Se encontraron estructuras con velocidades no provistas por el modelo de Schmidt y estructuras con velocidades positivas muy altas, que se inician a latitudes bajas y parecen continuarse por debajo del plano galáctico. Se determina la distribución de brazos en un diagrama (1,v) y se da una figura de la estructura espiral adoptando para los valores de las distancias el modelo de Schmidt.

## ESTUDIOS DE LOS BRAZOS A LATITUDES NEGATIVAS

D. Goniadzki y A. Jech

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

A partir de las observaciones de la línea de hidrógeno en 21 cm hechas utilizando el radiotelescopio de 30 metros del Instituto Argentino de Radioastronomía se efectuó un relevamiento de la zona entre  $l = 230$  y  $l = 285$  del hemisferio austral galáctico. Se observan distintas estructuras que son estudiadas por medio de isofotas encontrándose cuatro brazos bien diferenciados, que hasta  $l = 250^\circ$  están fuertemente correlacionadas con los brazos L. I y A2 de Olof Lindblad.

## INTERFEROMETRIA DE M 83

Gustavo J. Carranza

(Observatorio Astronómico de Córdoba, CNICT, Bs. As.)

El empleo de técnicas interferenciales ha permitido establecer algunas características de la emisión  $H\alpha$  y de la cinemática de M 83 (NGC 5236).

En el aspecto morfológico, ellas son:

a) aparece con bastante nitidez un juego secundario de brazos que parecen salir del núcleo y correr paralelos a los del sistema principal. Uno de ellos, el del W, corresponde al borde más externo de una gran región brillante, que descolla en fotografías ordinarias, pero que es invisible casi en  $H\alpha$  ;

b) las regiones de emisión muy monocromáticas no son muy numerosas ni brillantes sobre la barra (especialmente en su extremo W): ella posee sin embargo considerable emisión en la vecindad de  $H\alpha$  , lo mismo que el núcleo; se trata seguramente de una línea más ancha que la interfancia del  $H\beta$  sobre un continuo medianamente intenso (según muestran espectrogramas de baja dispersión).

c) se observan a  $0.5$  y  $0.6$  del núcleo, en direcciones opuestas, dos regiones de emisión monocromática muy conspicuas. Sus posiciones coinciden con aquellas en que los brazos se unen al núcleo.

d) los brazos principales muestran diferencias bastante considerables en las intensidades de sus regiones de emisión, siendo las del brazo que nace al W bastante más intensas. En particular, se observa en él un gran complejo emisor ramificado, ubicado al extremo del cuerpo barreado, y que en luz ordinaria se advierte vinculado a la masa luminosa mencionada en (a):

e) los brazos principales exhiben notables ramificaciones: sobre los brazos principales se advierten dos rupturas semejantes a las encontradas en M 51: están separadas anularmente respecto del núcleo unos  $140^\circ$  y la ubicada sobre el brazo W es particularmente intensa.

f) toda la galaxia está inmersa en un disco  $H_\alpha$  bastante notable, en particular en su extremo NW. Esta emisión es comparable a la detectada en M 33 (17), y se trata, como muestran nuestros interferogramas, de emisión de línea.

En lo cinemático nuestro material se obtuvo de varios interferogramas que dieron las velocidades radiales de aproximadamente 300 puntos distribuidos sobre toda la galaxia.

Con ellos se confeccionaron curvas de rotación (velocidad radial contra distancia aparente al núcleo) para las siguientes direcciones: PA 0, 14.5, 27, 38, 48, 60, 90, 120, 128, 138, 150-  
°, hasta distancias al núcleo de 3' ó 4'.

La mayor parte de las curvas, salvo algunas excepciones a indicar, es de naturaleza rectilínea, típica de cuerpo sólido. La dirección que muestra la pendiente máxima está comprendida entre PA 48° y PA 60°; ella correspondería, con las usuales hipótesis, al eje mayor de la galaxia. En buen acuerdo con el valor anterior, la pendiente de la curva de rotación se anula para PA 138, en lo que sería la dirección del eje menor.

El período de rotación que se deduce de estas curvas es de  $2,7 \cos i \times 10^8$  años, siendo  $i$  el ángulo entre la visual y el plano de la galaxia. Un modelo elipsoidal de aplastamiento entre 0.3 y 0.5 conduce, para la masa interior a un elipsoide de semi-eje mayor de 3.6 Kpc, a  $M(3,6 \text{ Kpc}) = 4 \times \sec^2 i \times 10^9$ . Para los cálculos anteriores se supuso una distancia de 4 Mpc.

En los extremos W de las direcciones entre  $PA \ 0^\circ$  y  $48^\circ$  se observa una notable anomalía; a  $0'5$  del núcleo la velocidad radial salta bruscamente del valor nuclear (480 km/sec) a 550 km/sec. Este valor se mantiene más o menos constante hasta  $2'$  ó  $3'$  del núcleo, y parece disminuir ligeramente al alejarse de él. La región afectada por esta anomalía es del orden de 3 kpc. Si se admite que la galaxia gira arrastrando los brazos, su borde más próximo es el NW, y entonces las anomalías sería debidas al movimiento en bloque de una parte de la galaxia, que estaría alejándose del cuerpo principal con una velocidad de  $70 \sec i \text{ km/sec}$ , si el movimiento sucede en el plano de la galaxia.

Es importante notar que el frente de la región que estaría escapando está asociado al brazo secundario del W (ver a). El hecho de que la emisión  $H\alpha$  ocurra allí y que sea esa una zona con velocidad algo menor comparada con la del resto del bloque, sugiere la presencia de un fenómeno de frenado y calentamiento de la masa en escape por interacción con el medio gaseoso general (ver f) que nuestras observaciones evidencian.

#### ANALISIS ESPECTROSCOPICO DE ESTRELLAS PECULIARES

##### IV. EL GRUPO DE ESTRONCIO

M. Jaschek y Estela Brandi

(Observatorio Astronómico de La Plata)

El objeto de la presente comunicación es presentar un análisis de la estrella Ap de estroncio HR 710 = HD 15144. De esta estrella se midió una placa tomada con una dispersión de 4,5 Å/mm en la región 3700-4550 Å, en el espectrógrafo Coudé del telescopio de 100" de Mt. Wilson por el Dr. H. Babcock y facilitada para este estudio. No existen sino contadas estrellas puras de estroncio, ya que casi siempre son estrellas de Sr-Cr-Eu o Cr-Si. HR 710 es una de las pocas excepciones.

La placa fue medida en un medidor a provección del modo convencional, controlándose la existencia de las líneas débiles mediante el registro microfotométrico de la placa. En total se midieron 1500 líneas de las cuales se pudieron identificar un 95%.

Un estudio comparativo de HR 710 y de estrellas patrones permite concluir que están presentes los siguientes elementos H-Mg-Al-Si-Ca-Sc-Ti-V-Cr-Mn-Fe-Co-Ni-Sr-Y-Nb-La-Ce-Nd-Eu-Gd siendo Gd, A = 64 el elemento más pesado que se pudo identificar. Con respecto a los elementos individuales cabe hacer notar lo siguiente:

- 1) los elementos del pico de hierro (Ti,V,Cr-Mn-Co-Ni) están todos muy reforzados;
- 2) el escandio aparentemente es normal. Este elemento es muy débil en las Am y también (contra lo esperado) en algunas Ap del tipo Cr-Eu o Cr-Eu-Sr. Se esperaba que también en esta fuese deficiente, pero resultó normal.
- 3) el zirconio está debilitado;
- 4) las tierras raras (La-Ce-Nd-Eu-Gd) están reforzadas;
- 5) el estroncio está muy reforzado;
- 6) el calcio está debilitado. Esto se refleja en el hecho de que si se clasifica la estrella en baja dispersión en base al criterio de la línea K de calcio, se la clasifica A4.

Si recordamos que en las estrellas Ap frías del grupo Cr-Eu se presentaba una situación muy similar, con calcio débil y metales reforzados, todo nos induce a pensar que estas estrellas no son sino Am con estroncio reforzado en un caso, o con Cr-Eu en el otro. El principal resultado del trabajo es que no hay distinción entre estrellas Ap tardías y las estrellas Am. Esto parece razonable por cuanto ambos tipos aparecen mezclados en la misma región del diagrama HR, y evita una serie de problemas aparentes, tales como la necesidad de buscar hipótesis distintas para explicar su origen, y el de las anomalías de composición.

A SPECTROSCOPIC ANALYSIS OF PECULIAR STARS  
IV. THE STRONTIUM GROUP

M. Jaschek and Estela Brandi

(Observatorio Astronómico, La Plata)

About 1500 lines of the Ap strontium star HR 710 were identified on a Coudé plate having a dispersion of 4,5 Å/mm. The behavior of the different elements is analysed, specially of those at the iron peak. It is concluded that this star is very similar to the Am stars.

The paper in full will be published elsewhere.

OBSERVATIONS OF LUNAR OCCULTATIONS OF THE GALACTIC CENTER REGION  
IN THE OH AND HYDROGEN LINES

F. Kerr

(University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy)

A series of lunar occultations of the galactic center region is being observed with the 140 foot telescope at Green Bank, West Virginia. In line observations, the main interest lies in the fine structure of the absorbing clouds of OH or HI in front of the continuum sources near the center.

The +40 km/sec component of the OH absorption spectrum is found to originate in a cloud of dimensions 3' x 5', which appears to rotate as a uniform body. Internal structure has been detected in the -130 km/sec component of the order of 30". The results for the 1665 and 1667 MHz lines are significantly different.

This paper has now been published in Astrophysical Letters, 2, 195 - 200 (1968).

UNSTABLE CLUSTERS OF GALAXIES (+)

J.L. Sersic

(Observatorio Astronómico de Córdoba)

Abstract: The observed relationship between mass-luminosity ratios for groups and clusters of galaxies and their population is inter-

puted on basis of a model developed by the author (1968) in which unstable groups of galaxies are thought to be the result of the fragmentation of a parent galaxy.

1- In a former paper (Sérsic, 1968=paper I, henceforth) we have developed a model for galaxy formation through fragmentation of giant ellipticals. We shall give here a restricted formulation of the model which seems to fit the observed properties of groups and clusters of galaxies.

Let us recall the relationship of paper I,

$$T_0 = \Sigma T_i + T_1 + \mu c^2 - (d^2J/dt^2)$$

where  $T_0$ ,  $T_1$  and the  $T_i$ 's are respectively the kinetic energies of the parent galaxy prior to the explosive event, the fragments after the explosive event, and the system of fragments.  $\mu c^2$  is the energy radiated when the nucleus of the parent galaxy collapses and  $J$  the moment of inertia of the system of fragments. We shall assume that the system of fragments is unstable, so that (see the Appendix)  $d^2J/dt^2 = c^2 \mu$ .

With the above hypothesis we readily have for the specific energies,

$$T_0/M_0 = T/M + T_1/M_0$$

after introducing the average values of the  $T_i$ 's and  $M_i$ 's through  $nT = \Sigma T_i$  and  $nM = \Sigma M_i$ ,  $n$  being the number of fragments.

For  $T_1$  we have the relationship

$$T_1/M_0 = 1/2(\mu/M_0)c^2 - 1/2(W_1/M_0)$$

where  $W_1$  is the potential energy of the system of fragments. The assumed relation  $J'' = \mu c^2$  implies the expansion of the system of fragments. After a time considerably longer than the dynamical time-scale of the parent system,  $-W_1$  will become much smaller than  $\mu c^2$  and  $T_1 = 1/2 \mu c^2$  will be a good approximation.

Eq. (4) of paper I is written now

$$1 - s^2 = 1/nr + h^2 r^2$$

where  $s^2 = 1/2 \mu c^2 R_0/M_0$ , and  $1/m = n = M_0/M$  is the number of fragments resulting from the violent event.  $s$  means the expansion rate

(\*) With the support of the Consejo Nacional de Investigaciones, Argentina.

of the unstable group of fragments long time after the explosion, given in units of the velocity dispersion  $\sigma^2 = M_0/P_0$  of the parent galaxy. Expression (1) relates  $s$  to the group population  $n$  and to the average effective radius  $r$  of the galaxies. If we assume a maximum possible rate of expansion, so that  $ds^2/dt = c$ , we find

$$s_M^2 = 1 - 3(h/2n)^{2/3}$$

because the effective radius at the maximum is related to the group population through  $r_M^3 = 1/2h^2n$ . We see now that in this model the expansion rate only depends on  $n$ .

It is customary to estimate the masses of groups of galaxies through the virial theorem, assuming their steady state. The masses calculated in that way are exaggerated, and it is a matter of discussion whether this is so because extra matter is not considered or because the assumption for a steady state fails.

Let us write  $M^0$  for the total mass of a group of galaxies computed through the virial theorem and  $R_1$  be the radius of the system,  $A$  a numerical factor and  $G$  the gravitational constant. We then have

$$M^0 = (A/G) \sigma_1^2 R_1 = (A/G) \sigma_1^3 t$$

where  $\sigma_1$  is the velocity dispersion of the group of galaxies and  $t$  the time elapsed since the explosive event. Now, as in paper I,  $\sigma_1 = s \sigma_0$  and taking  $k = 1/2$  for the sake of clarity, we get

$$M^0 = (A\sigma_0^3/G) (1 - 3/4 n^{-2/3})^{3/2} t$$

the biased mass derived from the virial theorem.

Let  $f = M_0/L$  be now the true average mass-luminosity ratio of the group, and  $f^0$  the same ratio, but derived with the biased mass  $M^0$ . We have then

$$f^0 = f \cdot (\sigma_0/R_0) (1 - 3/4 n^{-2/3})^{3/2} t$$

recalling that  $M_0 = (A/G) \sigma_0^2 R_0$  is the mass of the parent galaxy. Introducing now the dynamical time-scale  $\tau = R_0/\sigma_0$  of the parent galaxy, finally results

$$f^0 = f (1 - 3/4 n^{-2/3})^{3/2} \cdot (t/\tau)$$

an expression that evidences the dependence of  $f^0$  on the population  $n$  and the age  $t$  of the group of fragments.



Figure 1 has been borrowed from a paper of I.D. Karachtensev (1966) where the mass-luminosity ratios for several groups and clusters are discussed. We have adapted to the figure a pair of curves computed with the above relationship which gives a reasonable good fit of the points in the diagram. If we assume an age of  $10^{10}$  years for the Metagalaxy, we find that small groups with 3-30 members should be only  $2.5 \times 10^9$  years old. A similar diagram due to T.L. Page (1965) is given in figure 2.

The discussion of equation (1) in paper I showed galaxies with small  $r$  should be ellipticals because the angular momentum per unit of mass  $h n^2$  is a fortiori very small. This conclusion allows us to arrive at another, regarding the dominant type of galaxy in a group or cluster. In fact, the larger  $n$  is, the smaller will be  $r_M = 1/2 h^2 n$  in case of efficient expansion, and the average galaxy must be of early type. So we would expect large clusters to be populated mainly by E-S0 galaxies and be of a regular spherical structure because the high value of  $s$  ( $\approx 1$ ) would not allow for large statistical fluctuations in the velocity dispersion. A less efficient expansion will probably broaden the spectrum of galaxian types, but then  $s$  will be smaller, statistical fluctuations will become important and the cluster will lose its regular structure. We think this is the case for large clusters and clouds containing many spirals and irregular galaxies.

To end, we may include in this picture the field galaxies, also discussed in paper I. If we assume again that fragmentation proceeds with maximum efficiency and recall that  $s^2 = 0.75$  ( $q_c$  in paper I) for field galaxies, we get

$$\bar{n} = 21 h = 5 \text{ to } 10$$

for the average number of galaxies per fragmentation event. Here we took  $k = 1/4$  or  $1/2$ . This estimate of  $\bar{n}$  agrees well with the average population of these loose groups of galaxies which are believed to constitute the 'field' (de Vaucouleurs, 1968).

#### REFERENCES

- 1- Karachtensev; 1966, Astrofizika.
- 2- Page T.L., 1965, Smithsonian Special Report N° 95.
- 3- Sérsic J.L., 1968, BAC, 19, N°3, p.105.

4- de Vaucouleurs G., 1968, Stars and Stellar Systems, IX, ch.17, Chicago, Univ. Press.

Appendix:

Assume a mechanical system in steady state, so that the kinetic (T) and potential (W) energies are linked by

$$\begin{aligned} 2T + W &= 0 \\ T + W &= -E^B \end{aligned} \quad (1)$$

where  $E^B > 0$  is the binding energy. Let us imagine now that the equilibrium mass distribution has a dense core which collapses in a short scale of time radiating an energy pulse  $1/2 \mu c^2$ . The potential energy W will be, before the event,

$$W = W_0 \left(1 + \frac{\mu}{AM}\right) - 1/2 \mu c^2$$

where  $W_0$  is the potential of the mass distribution without the core,  $\frac{\mu W_0}{AM}$  the interaction energy between the core and the rest of the system and  $-1/2 \mu c^2$  the potential energy of the core itself.

After the collapse of the core, the new configuration is controlled by the relations

$$\begin{aligned} 2T + W_0 &= 1/2 \mu c^2 - \frac{\mu}{AM} W_0 \\ T + W_0 &= 1/2 \mu c^2 - \frac{\mu}{AM} W_0 - E^B \end{aligned} \quad (2)$$

In case of instability we have

$$1/2 J'' = 2T + W_0 = 1/2 \mu c^2 - \frac{\mu}{AM} W_0 > E^B = T$$

the last relation coming from (1). If we introduce the velocity dispersion  $\sigma$  associated with  $T = 1/2 M \sigma^2$  (M is the total mass of the system) we easily get

$$\left(\frac{\mu}{M}\right) > \frac{\sigma^2}{c^2 + \sigma^2} \quad (3a)$$

for the unstable condition. On the other hand, if

$$\left(\frac{\mu}{M}\right) < \frac{\sigma^2}{c^2 + \sigma^2} \quad (3b)$$

the system is stable and

$$1/2 J'' = 1/2 \mu c^2 - \frac{\mu}{AM} W_0 < E^B = T$$

which means that stable vibrational modes are excited. The condi-

tion (3a) with  $\sigma \ll c$  is assumed in the text.

Introducing now the absolute value  $\phi$  of the average potential corresponding to  $W$ , the first equation of (1) gives  $\sigma^2 = \phi$  and (3) may be written

$$\phi \lesssim c^2(\mu/M)/(1-\mu/M)$$

for respectively unstable and stable configurations after the collapsing of the core.

A.G. Wilson<sup>(1)</sup> has discussed the observational evidence for the existence of a potential bound  $\phi \leq 10^{-4.3} c^2$  for astronomical systems (galaxies, groups and clusters of galaxies): later on, D. Edelen and A.G. Wilson<sup>(2)</sup> accept the upper bound for  $\phi$  as "an observed fact whose significance is uncertain". The foregoing results suggests a simple interpretation. In fact, if cosmic systems are the result of a hierarchy of fragmentation processes through successive explosions and the resulting systems of fragments are unstable, an upper bound for  $\phi$  is found, namely

$$\phi \leq c^2(\mu/M)(1 - \mu/M)$$

which together with the figure given by Wilson, requires that a given fraction of the mass of the parent system must be radiated away in order to fly it to pieces. Such a result is not surprising when we think that all parent systems (of galaxies for example) follow the same structural pattern. This means approximate homologous conditions in the growth and development of the core, and the existence of a critical fractional mass  $(\mu/M)_c$  for instability. From Wilson's figures  $\mu/M = 5 \cdot 10^{-5}$  which gives a mass of the order of  $10^8$  suns for a giant D galaxy with  $M = 2 \cdot 10^{12}$  suns. These figures together with the foregoing interpretation of the upper bound for  $\phi$ , mean that the system of fragments is always unstable (See paper I).

(Ver figuras en páginas 111 y 112)

#### REFERENCES

- (1)- A.G. Wilson; A.J. 71, 402, 1966.  
 (2)- D. Edelen and A.G. Wilson Ap.J., 151, 1171, 1968.

SOLUCION NUMERICA DEL PROBLEMA DE KEPLER EN VARIABLES UNIVERSALES

P.E. Zadunaisky y R.C. Blanchard

(Instituto Torcuato Di Tella, Buenos Aires y National

Academy of Sciences, U.S.A.)  
 (NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD.)

Cuando se trata de resolver en la forma clásica el problema de encontrar la posición sobre una órbita, correspondiente a un sistema dado, se hace necesario resolver una de las tres ecuaciones de Kepler. Aquí reducimos esas ecuaciones a una forma standard expresada mediante las variables y funciones universales introducidas por Herrick, Stumpf y otros. La solución se obtiene resolviendo primero una ecuación cúbica que representa aproximadamente la forma standard mencionada. Esta primera aproximación, que constituye una modificación de la ecuación de Kepler para el caso parabólico, es bastante buena para todas las excentricidades comprendidas en el intervalo (0,1.5); los casos más favorables se presentan cuando las posiciones son cercanas al pericentro. Luego se calculan sucesivas correcciones de la primera aproximación para lo cual se debe resolver en forma reiterada una ecuación cuadrática o bien cúbica. En el primer caso, que es equivalente a una corrección del tipo Newton-Raphson cuadrática, se da un criterio para elegir la raíz que corresponde al problema y se encuentra que dos correcciones sucesivas dan en todos los casos por lo menos 8 cifras significativas correctas. En el caso de la corrección cúbica se da un esquema sencillo para el cálculo numérico.

En varios gráficos se hace una descripción detallada del grado de precisión obtenido en todos los casos y con diversas aproximaciones.

Se estudian algunas propiedades analíticas de las variables y funciones universales introducidas en el problema.

LA ABSORCION EN EL ESPECTRO CONTINUO DE LA RADIOFUENTE 18SIA  
 ASOCIADA A LA NEBULOSA GASEOSA N.G.C. 6618

R. Quiroga

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Con el radiotelescopio de Perevrá de 00. 46 MW de antena en

1420 Mc y 46 canales de 10 Kc c/u se observó el sector de la nebulosa NGC 6618; se tomaron perfiles a latitud  $b = \text{cte.}$  con un espacio en  $l$  de  $0^\circ.125$  sobre la radiofuente propiamente dicha ( $\alpha = 274^\circ.66$   $\delta = -16^\circ.19$  coordenadas a 1968.7) y las regiones avanzadas a fin de obtener los perfiles esperados.

Se diagramaron isofotas (1, Vr) a  $b = -0.73$  (latitud galáctica de la radiofuente), se descompusieron los elementos de los perfiles de absorción deducidos por comparación entre los perfiles sobre la radiofuente y los perfiles esperados y se analizaron su relación con las concentraciones de materia oscura que cubren la parte occidental de la nebulosa.

#### R CORONAE AUSTRALIS

E. Mendoza: M. Jaschek y C. Jaschek  
(Dpto. de Astronomía, Universidad de Chile;  
Observatorio Astronómico de La Plata)

Un estudio espectroscópico y fotométrico de R Coronae Australis indica que este objeto T Tauri tiene colores (0.36 - 5.0 micrones) y espectros (azul y rojo) muy peculiares.

La fotometría multicolor indica que R CrA está muy enrojecida. Muy probablemente, sólo una pequeña fracción de este enrojecimiento esté causado por extinción interestelar, y su gran exceso infrarrojo sea debido a la presencia de una envoltura de polvo que atraparía la radiación visual y la re-emitiría en el infrarrojo (modelo "core-envelope" de Mendoza).

La línea K de Ca II y las líneas de hidrógeno dan un tipo espectral A5, aproximadamente. La estrella muestra algunas características de envoltura (shell) con H $\beta$  II muy intenso, en particular las líneas  $\lambda\lambda 3759-61$ . Hay emisiones en H $\alpha$  y otras líneas de Balmer; también las líneas de Fe II muestran una emisión débil. Todo junto nos hace clasificar al espectro de R CrA como una A5pe. Su velocidad radial está completamente de acuerdo con la publicada en el Catálogo General de Velocidades Radiales de Wilson.

PHOTOELECTRIC RESULTS OF THE TOTAL LUNAR ECLIPSE OF  
APRIL 12-13, 1968.

A. Feinstein, J.C. Muzzio, O. Ferrer, L. García y H. Levato  
(Observatorio Astronómico de La Plata)

According to an observational program of all lunar eclipses visible from La Plata, it was photoelectrically measured an area of the Mare Crisium during the total eclipse of April 12-13, 1968.

The measures were made in the VRI system (visual, red and infra red) with the photoelectric photometer NSF attached to the 80 cm reflector of the La Plata Observatory. It was employed the photomultiplier RCA 7102 with standard filters, all of them used for stellar work. The diaphragm had 7" of diameter. A DC integrator was employed and only the integration time and the resistors steps were changed as the light received on the photomultiplier was varying.

Four standard stars (Johnson et al, 1966) were observed after the eclipse had finished to convert the instrumental system to the standard VRI system. The extinction coefficients were obtained the following night.

The results show that the values of the magnitude  $R$  and the colors  $R-I$  and  $V-I$  of Mare Crisium between symmetrical points from the center of the umbra were different: brighter after the third contact than before the second contact. It is assumed that this was due to a large effect of scattered light, as something in the baffle system was perhaps in a wrong position. The only values which we think to be dependable are those obtained between  $4^{\text{h}}45^{\text{m}}$  and  $5^{\text{h}}04^{\text{m}}$  UT, because at this time it was measured the scattered light. The mean of these values, which are the darkest of all the observations, and corrected by diffuse light are:

$$R = 12.51 \text{ m}^2; R-I = 1^{\text{m}}64; V-I = 3^{\text{m}}97.$$

At this moment,  $4^{\text{h}}55^{\text{m}}$  UT the distance of Mare Crisium to the center of the umbra had its smallest value, that is 23'.

The correction of the observed magnitude per square second to the integrated magnitude for all the Moon is  $-16.10$ , so its magnitude at mid-eclipse in the three wave lengths bands are:

$$V_t = -1.^m26 ; R = -3.^m59 ; I = -5.^m23$$

The result of the integrated magnitude  $V_t = -1.^m26$  means a quite bright eclipse as compared with the total lunar eclipse of June 24-25, 1964, which gave at 23' from the center of the umbra  $V_t = +1.0$  (Feinstein, 1966).

According to visual observations reported in the Sky and Telescope (1968) it was obtained  $V_t = -2.2$ , and with photoelectric observations  $V_t = -3.0$ . These values slightly disagree with our observations, but as it was easily seen with naked eye the southern region of the Moon was very bright when it was inside the umbra, and that was nearly the border with the penumbra. Then the integrated magnitude has to be more negative.

#### REFERENCES

- Feinstein, A., 1966, BAC, 17, 163.  
 Johnson, H.L., Mitchell, R.I., Iriarte, B., and Wisniewski, W.Z., 1966, Commun. of the Lunar and Planetary Lab., 4, 99.  
 Sky and Telescope, 1968, 35, 351.

#### CONTRIBUCION AL ESTUDIO DE ESTRUCTURA GALACTICA A BAJAS LATITUDES E.R. Vieyra

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Con el telescopio de 30 metros del Instituto Argentino de Radioastronomía y utilizando un receptor de 56 canales se hicieron observaciones en la línea de 21 cm. del hidrógeno neutro en la región de longitudes galácticas entre  $302^\circ$  y  $310^\circ$  y de latitudes galácticas entre  $2^\circ$  y  $12^\circ$ . Fueron tomados puntos cada  $0^\circ,5$  tanto en longitud como en latitud. Los perfiles obtenidos constan de puntos cada 2 Km/s con el rango  $-100$  a  $+100$  Km/s.

El análisis general de las observaciones revela que la densidad del hidrógeno decrece con mayores latitudes hasta aproximadamente  $b=4^\circ,5$ .

A partir de ese valor se constató que la densidad sufre un incremento. Se estudian las características generales que surgen en esta región del cielo así como también las concentraciones ais-

lads, inclusive una de velocidad positiva.

Las características generales que se estudian son las siguientes:

a.- El hidrógeno local

b.- Una característica a-13 km/s que se observa a latitudes entre  $8^{\circ},5$  y  $10^{\circ},5$ . Esa concentración tiene máxima intensidad en el punto 1:  $305^{\circ},5$  y B:  $9^{\circ},5$  donde la temperatura de brillo es superior a  $70^{\circ}$  K.

c.- A velocidad de  $-20$  km/s se estudian concentraciones a dos alturas diferentes. Una que surge en latitudes entre  $5^{\circ},0$  y  $8^{\circ},0$  y la otra entre  $9^{\circ},0$  y  $10^{\circ},5$ .

d.- Una última característica general que presentan los perfiles observados se encuentra a velocidad de  $-30$  km/s. Esa característica tiene su densidad máxima entre  $4^{\circ},5$  y  $7^{\circ},0$  de latitud.

Además de esas características generales, son detectadas algunas concentraciones aisladas con velocidades negativas. Se estudia también una concentración de velocidad positiva en el punto 1:  $306^{\circ},5$  y b:  $2^{\circ},5$ .

#### MEDICION DE POSICION, TAMAÑO Y POLARIZACION DE RADIOFUENTES

R.F. Colomb

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Con el interferómetro de tres elementos del National Radio Astronomy Observatory en Green Bank, West Virginia, se realizaron observaciones de 666 radiofuentes en la frecuencia de 2695 Mc/s. Estas radiofuentes fueron elegidas del catálogo de Parkes con los siguientes criterios:

- 1.- Todas las radiofuentes están en la zona comprendida entre  $-10^{\circ} \leq \delta \leq -30^{\circ}$ .
- 2.- Todas las radiofuentes tienen un flujo mayor o igual que 1 u.f. en 2695 Mc/s.
- 3.- 37 radiofuentes tienen diámetros inferiores a  $15''$  de acuerdo a mediciones realizadas con el interferómetro del California Institute of Technology. El resto se dividen en "Quasares" y posible



"quasares".

Este trabajo se realizó con tres antenas dispuestas a 1900 y 2100 m de la primera respectivamente.

Se presentan los resultados concernientes a la posición y tamaño de las radiofuentes.

#### ESTUDIOS DE ESTRELLAS A. I. CATALOGO DE TIPOS ESPECTRALES Y COLORES

A. Cowley, B. Cowley, M. Jaschek v C. Jaschek  
(Math-Hulbert Observatory, U.S.A. v  
Observatorio Astronómico de La Plata)

Se presentan los resultados de la clasificación espectral de 1800 estrellas A más brillantes que  $6^m5$  y al norte de  $-20^\circ$ . Los datos fotométricos para este material se han tomado del catálogo existente en el Observatorio. Como resultado interesante cabe consignar el descubrimiento de 90 nuevas estrellas con peculiaridades espectrales. Se discuten brevemente las relaciones color-tipo espectral v los diagramas color-color.

El trabajo completo será publicado en otra parte.

The results of the spectral classification of about 1800 A-type stars brighter than  $6^m5$  and north of  $-20^\circ$  are reported. Photometric data for these objects were taken from the photometric catalogue existing at the Observatory. As an interesting by-product the discovery of ninety stars with spectral peculiarities is reported. The color-color diagrams for dwarfs and giants are briefly discussed and also the relation color-spectral type.

The paper in full will be published elsewhere.

#### LA CURVA DE LUZ DE $\epsilon$ CARINAE

A. Feinstein, J.C. Muzzio  
(Observatorio Astronómico, de La Plata)

Se ha realizado un estudio de la curva de luz de esta cefeida

en base a unas 180 observaciones fotoeléctricas de distintos autores distribuidas desde 1951 a 1958. Se hizo una determinación previa del período aplicando un método expuesto por Lafler y Kinman (Contr. Lick Obs., 173, 1965) y se mejoró la aproximación empleando un desarrollo en series de Fourier. De esta manera se calcularon los valores más probables de los coeficientes y el período mediante el método de cuadrados mínimos. Los residuos de las observaciones indican que por lo menos hay un período secundario. Los valores obtenidos son:

Período principal	$35^d,5330 \pm 0^d,00084$
Período secundario	$190^d,10 \pm 0^d,49$
Amplitud secundaria	$0^m,022 \pm 0^m,006$

Los valores citados se han determinado en base a las observaciones de la magnitud V, pues si bien se aplicó también el desarrollo en series de Fourier a los colores B-V y U-B los residuos indican diferencias sistemáticas entre los distintos observadores.

Parecen existir otros períodos secundarios más cortos que el principal pero hasta ahora no hemos podido detectarlos con certeza.

El trabajo será publicado más adelante en extenso.

#### Abstract

From photoelectric observations a period of  $35^d,5330 \pm 0^d,00084$  was determined. There is also a secondary period of  $190^d,10 \pm 0^d,49$  with an amplitude of  $0^m,022 \pm 0^m,006$ .

#### FOTOMETRIA EN CUATRO COLORES

H. Moreno

(Departamento de Astronomía, Universidad de Chile)

Durante la estadía del autor, como investigador visitante del Lick Observatory, se trabajó en el establecimiento de un sistema fotométrico en banda ancha UBVR. Se utilizó el telescopio de 24 pulgadas, diseñado para observaciones fotoeléctricas, empleando un fotomultiplicador con cátodo tri-álcali S-20. Se experimentó con varios filtros U, incluso con uno de sulfato de cobre líquido, los

filtros B y V eran de características semejantes a los utilizados por Johnson. El filtro R era un RGS de 2mm.

Las estrellas seleccionadas como standard para la extinción formaban tríos que incluían una de tipo espectral temprano, una de tipo intermedio y una de tipo tardío, todas ellas de magnitud entre 6.5 y 8.0 con el fin de que fueran observables con el telescopio de 120 pulgadas. Cada uno de estos grupos fue observado entre 12 y 16 noches. El resto de las estrellas observadas estaba constituido por las standards de Johnson, por estrellas observadas por Johnson y estrellas observadas en Cerro Tololo que aparecen en "A System of Photometric Standards" (A. Gutierrez-Moreno et al., PDA 1, 1). En total unas 80 estrellas.

Se redujeron las observaciones utilizando el método clásico y transformando al sistema internacional, los valores obtenidos en cada noche de observación. Vale la pena hacer notar que las observaciones hechas en luna llena o en las cercanías de ella, fueron imposibles de reducir.

Posteriormente se volvieron a reducir todas las observaciones obtenidas en Lick, empleando el método descrito en la publicación mencionada anteriormente, con evidente mejoramiento de los errores tanto en los colores como en la magnitud. Donde se hace más palpable este mejoramiento es en el V-R y así en las standard para la extinción el error medio se reduce aproximadamente a un tercio.

LOS ESPECTROS DE ALGUNAS ESTRELLAS Be  
 C. Jaschek, M. Jaschek y S. Malaroda  
 (Observatorio Astronómico de La Plata)

Este trabajo contiene la descripción de treinta espectros de estrellas Be. El material observacional ha sido tomado en Bosque Alegre (diciembre 1967) con la cámara de 42 A/mm acoplada al reflector de 154 cms. y en la estación de Flagstaff, Observatorio de Perkins, U.S.A. (abril 1967), con la cámara de 40 A/mm con el reflector de 174 cms. La región observada corresponde al azul ( $\lambda$  3500-4900). Las estrellas del programa se seleccionaron del catálogo de Merrill

y Burwell y son en su mayoría más brillantes que  $6^m5$ .

De todos estos objetos se ha hecho una descripción basada en un análisis visual, el exámen del registro microfotométrico y el estudio de los perfiles tal como se ve en el osciloscopio del medidor de placas Grant. Los anchos de las emisiones se han medido con un medidor de placas común, tipo proyección. Además se ha provisto la clasificación espectral en el sistema MK obtenida en base a espectros patrones observados en la misma dispersión.

De una discusión de los colores obtenidos del fichero fotométrico del Departamento se confirma que las estrellas Be tempranas poseen un exceso de color, ya encontrado por Feinsein; en las Be tardías este efecto se hace mucho más pequeño. No se ha encontrado un criterio que permita distinguir estrellas de "shell" y estrellas Be.

Se pueden utilizar los datos de este trabajo y de uno anterior para efectuar una pequeña estadística. En total se observaron 44 estrellas Be, sin selección en cuanto a las características de "shell". De estas 44 estrellas, 5 no mostraron emisión en el momento de la toma de la placa. Conviene destacar que esta proporción alta del 11% se debe principalmente al hecho de haber tomado placas azules, ya que si la emisión se debilita, desaparece primero en H $\beta$  y luego en H $\alpha$ . En un trabajo anterior habíamos encontrado que sobre 77 estrellas, en sólo 4 había desaparecido la emisión en H $\alpha$ , es decir un 5%.

De las 44 estrellas observadas, 15 muestran las características de "shell" bien pronunciadas, lo cual es aproximadamente un tercio. La emisión en helio está presente en 11 estrellas, es decir en un 25%. Estos datos por supuesto sólo tienen sentido cuando uno los toma en sentido relativo, es decir referido a la dispersión de los espectros utilizados, ya que una dispersión más alta acentuará el porcentaje, y una dispersión más baja (por ejemplo 110 A/mm) la disminuirá. No obstante esto, el dato es interesante, ya que en la mayor parte de los libros de texto se suele hacer una distinción artificial entre estrellas Be y estrellas con shell, basada ante todo en la apariencia de estos espectros en baja dispersión. Por este motivo se crea la impresión de que hay muchos es

pectros Be y muy pocos de shell. Ya en este trabajo en 40 A/mm las características clásicas de shell son visibles en un tercio de las estrellas.

THE SPECTRA OF SOME Be STARS  
C. Jaschek, M. Jaschek and Stella Malaroda  
Observatorio Astronómico, La Plata

The spectra of some thirty Be stars are described, based upon spectrograms obtained at Flagstaff and Bosque Alegre at a dispersion of 40 A/mm.

The discussion in full will be published elsewhere.

ORBITAS PRELIMINARES DETERMINADAS CON 3 OBSERVACIONES

N°	m	EFOCA TU	M	$\omega$	$\Omega$	i	$\varphi$	$\mu$	a	d	n
1	16.5	68-VII-30	321.949	169.544	183.443	10.592	5.679	627.254	3.1747	36	6
2	17	68-VII-30	309.242	102.088	277.711	14.647	11.392	632.688	3.1565	34	7
3	16	68-VII-30	93.087	33.726	233.477	8.336	5.907	630.172	3.1649	35	7
4	17	68-VII-30	24.563	94.648	182.805	10.529	2.624	684.966	2.9938	35	6
5	17	68-VII-30	33.101	100.562	168.386	10.169	5.034	628.011	3.1722	36	6
6	17	68-VII-28	333.657	119.385	223.879	6.169	8.885	1.024.631	2.2889	35	5
7	17	68-VII-30	54.107	38.337	206.898	7.428	5.396	666.732	3.0482	35	7
8	16.5	68-VII-30	350.540	55.649	267.252	11.350	9.883	797.765	2.7045	34	7
10	17	68-VII-30	329.420	82.989	278.595	15.867	15.200	865.159	2.5622	34	6
11	18	68-VII-30	302.923	167.873	210.734	6.397	7.205	998.212	2.3291	36	5
12	17	68-VII-30	32.581	26.621	242.620	7.944	6.433	1.019.224	2.2970	36	6
13	16	68-VII-30	338.253	112.831	222.983	5.254	7.941	1.015.238	2.3030	29	4
14	17	68-VII-30	331.663	101.369	244.643	5.666	8.574	1.085.920	2.019	29	4
15	18	68-VII-30	12.726	63.570	225.723	4.665	10.634	1.096.895	2.1872	28	5
16	17	68-VII-30	3.461	20.770	282.933	13.078	11.244	667.002	3.0473	29	4
17	16.5	68-VII-30	76.248	43.574	168.200	12.450	10.342	972.377	2.3702	28	5

m: magnitud aparente  
d: intervalo en días entre la primera y tercera observación.  
n: número de observaciones de que se dispone.

CUADRO 1: ELEMENTOS ORBITALES CALCULADOS CON IBM-360  
PARA 16 PLANETOIDES NO IDENTIFICADOS.

N°	$\omega$	$Q$	$i$	$\varphi$	$\mu$	$a$	$d$	$n$	Observ.
919	152.782	229.980	8.143	4.973	769.204	2.7710	34	5	IBM 360 I.T.A. Diferencias
919	152.455	230.203	8.135	4.855	769.031	2.7715			
	-0.327	0.223	-0.008	-0.118	-0.173	0.0005			
238	206.006	184.133	12.371	5.272	716.024	2.9066	27	4	IBM 360 I.T.A. Diferencias
238	209.061	184.171	12.402	5.114	716.050	2.9065			
	3.055	0.038	0.031	-0.158	0.026	-0.0001			

CUADRO 2: COMPARACION DE ELEMENTOS ENTRE IBM E I.T.A.

N°	$Q$	$\Delta Q$	$i$	$\Delta i$	$\mu$	$\Delta \mu$	$a$	$\Delta a$	Observ.
1908 DZ	239.906	10.7	3.689	-1.1	995.760	---	2.3329	-0.07	E C
1908 DZ	229.2		4.8				2.40		
1938 EF	168.566		5.456	0.8	890.638	---	2.5131	0.19	E C
1938 EG	169.7	-1.1	4.7				2.32		
1934 CC	285.181	-0.1	15.766	-5.1	642.070	64.70	3.1257	-0.22	E C
1934 CC	285.3		20.9		578.1		3.3527		

E: órbita elíptica  
C: órbita circular

CUADRO 3: DIFERENCIAS ENTRE ORBITA CIRCULAR Y ELIPTICA PARA UN MISMO CUERPO

DETERMINACION DE ORBITAS PRELIMINARES MEDIANTE UN COMPUTADOR  
IBM-360

APLICACION A 20 PEQUEÑOS PLANETAS NO IDENTIFICADOS

R. Peralta, C. Torres y H. Wroblewski

(Departamento de Astronomía, Universidad de Chile)

Uno de los programas que se está realizando en la Estación Astronómica de Cerro El Roble, contempla la observación de pequeños planetas recomendados. Al observar el asteroide 919-ILSEBILL (recomendado) se encontró en su placa otros 12 planetoides, lo cual fue confirmado por series de placas tomadas en 9 fechas siguientes. En estas nuevas placas pudo identificarse, con la ayuda de las "Efemérides de Pequeños Planetas para 1968" (I.T.A.)(1), los planetoides 238 HYPATIA y 153 HILDA, no logró encontrarse el 198 AMPELIA siendo que por sus efemérides debía estar en varias de las placas tomadas. Además de estas identificaciones aumentó a 20 el número de pequeños planetas no identificados al compararlos con las efemérides del I.T.A.

Estas observaciones se han llevado a cabo con el ASTROGRAFO MAKSTOV de doble menisco recientemente instalado en Cerro El Roble. Las características de este instrumento son: Diámetro del espejo 100 cm., diámetro de los meniscos 70 cms., distancia focal 210 cms. Las observaciones han sido realizadas por los Sres. C. Torres o G. Plugin los días 18, 19, 25, 28 y 30 de julio; 2, 21, 11 y 23 de agosto de 1968, empleando para ello placas E. Kodak 103aF y 103a0.

Con estas observaciones se procedió a calcular las órbitas preliminares de todos estos cuerpos, empleando para ello un programa de computación para el IBM-360 que se basa en el método de Gauss aplicado a tres observaciones (2), incluye este programa el cálculo de los 0-C para la observación central y cualquier otra que se disponga. Para 16 de los planetoides no identificados se muestran sus elementos en el cuadro 1, los 4 restantes presentan problemas de: Identificación, inconsistencia interna de las observaciones, o muy corto intervalo entre ellas. Los residuos 0-C, para estos 16 planetoides, tanto en  $\alpha$  como en  $\delta$  no sobrepasan los 4 segundos de arco (lo normal es que sean menor que 1") se indican



además en este cuadro los intervalos en días entre la primera y última observación, el número de observaciones de que se dispone y la magnitud aparente.

Para los planetoides 919 y 238 ya identificados con las efemérides del I.T.A., se calcularon sus elementos en base a nuestras observaciones, los resultados se muestran en el cuadro 2, en que además se indican los elementos dados en la publicación antes mencionada (1), esto confirma la identificación hecha en base a las efemérides. Las diferencias que en este cuadro se muestran permiten fijar criterios para intentar una identificación de los 16 planetoides en base a sus elementos (comparación entre órbitas elípticas), ya que se ve que salvo el argumento del perihelio los demás elementos quedan bastante bien determinados considerando el intervalo de tiempo entre las observaciones.

Para facilitar esta labor de identificación se prepararon listados ordenados por nodo ascendente de los 1726 planetoides numerados, y de los no numerados que no aparecen en la publicación del I.A.U. "Elements of Unnumbered Minor Planets", 1961, (3), esta información se obtuvo de los M.P.C. (4). Con estos listados más la información del I.A.U. (3), se procedió a intentar una identificación con las órbitas elípticas que allí aparecen.

Del resultado de esta labor de identificación se puede concluir:

- 1) De los 16 planetoides cuyos elementos se muestran en el cuadro 1, no creemos haya identificación posible con los 1726 que aparecen en la publicación del I.T.A. (1).
- 2) Si intentamos una identificación con los planetoides no numerados, que tienen órbitas elípticas, cuyos elementos aparecen en las referencias (3), y (4), llegamos a la misma conclusión.
- 3) Si pretendemos hacer una identificación de estos 16 pequeños planetas con los no numerados, que presentan órbitas circulares en las referencias (3) y (4), tendríamos que buscar un criterio distinto al indicado por el cuadro 2. Con este fin recurrimos a (3), en que aparecen para un mismo cuerpo elementos orbitales circulares y elípticos, algunos de los cuales se muestran junto con sus diferencias en el cuadro 3. Estas diferencias nos permiten de-

cir que para este caso no hay criterios claros de identificación, creemos que la forma de proceder sería: Una vez que estos 16 pequeños planetas sean observados en una segunda oposición, lo que permitirá evaluar sus perturbaciones, habría que comparar las observaciones que dieron motivo a las órbitas circulares con las efemérides para estas mismas épocas (incluyendo perturbaciones) del planeta correspondiente y establecer así una posible identificación. Esto último se hace necesario además porque las órbitas circulares probables, tienen observaciones muy antiguas, lo cual hace indispensable considerar perturbaciones.

#### BIBLIOGRAFIA

- 1) EFEMERIDES DE PEQUEÑOS PLANETAS PARA 1968.  
I.T.A. (Instituto de Astronomía Teórica), Leningrado (1967).
- 2) THE DETERMINATION OF ORBITS.  
A.D. Dubyago
- 3) ELEMENTS OF UNNUMBERED MINOR PLANETS.  
Minor Planet Center of the International Astronomical Union at the Cincinnati Observatory. (1961).
- 4) M.P.C. (Minor Planet Circulars).  
Nº 2195, 2242, 2328-2332, 2399, 2422, 2460, 2486-2505, 2528, 2562-2571, 2632-2639, 2741-2747.

#### EL SALTO DE PASCHEN EN ESTRELLAS DEL TIPO ESPECTRAL B

A. E. Riquelme-Kaswalder\*

(Observatorio Astronómico de La Plata)

Sobre placas de 39 A/mm obtenidas en Haute Provence, se ha medido la discontinuidad de Paschen de 55 estrellas brillantes de tipo espectral entre A0 y B0 y luminosidad comprendida entre secuencia principal y supergigantes.

Esta tarea implica, principalmente, un estudio de los distintos factores que intervienen hasta la obtención de los valores numéricos, a saber:

- a1) Absorción atmosférica.
- a2) variaciones de sensibilidad de la emulsión IN

- b1) estrellas patrón  
 b2) criterio para la determinación de la discontinuidad  
 c1) presencia de compañeras (binarias)  
 c2) presencia de emisiones en los miembros de la serie  
 d1) determinación de colores intrínsecos  
 d2) correcciones por blanketing

Los resultados se resumen:

Discontinuidad de Paschen

sp. \ lum.	V	n°	Be	n°	III	n°	SC	n°
A0-B5	.047 $\pm$ .007	9	.061 $\pm$ .006	10	.094 $\pm$ .009	4	.099 $\pm$ .011	6
B5-B0	.030 $\pm$	1	.036 $\pm$ .005	10	.075 $\pm$	1	.053 $\pm$ .008	6
B0			.053 $\pm$ .017	(3 obi.)				

$$\phi = D_T / D_B$$

sp. \ lum.	V	n°	Be	n°	III	n°	SC	n°
A0-B5	.13 $\pm$ .02	7	.17 $\pm$ .02	7	.32 $\pm$ .04	3	.40 $\pm$ .06	3
B5-B0			.32 $\pm$ .06	7	.47 $\pm$	1	.89 $\pm$ .26	6
B0			1.49 $\pm$ .57	(3 obi.)				

Para las estrellas de menos temperatura en  $v$  próximas a la secuencia principal los valores concuerdan con lo esperado; a medida que las atmósferas se extienden la diferencia se hace grande. Por el momento este apartamiento no se puede justificar.

\* Miembro de la Carrera del Investigador Científico.

EFFECTOS DEL ENROJECIMIENTO EN LAS TRANSFORMACIONES  
 DE SISTEMAS DE COLOR

A. Gutiérrez-Moreno y H. Moreno

(Departamento de Astronomía, Universidad de Chile)

Mediante integraciones numéricas de las distribuciones de energía de estrellas de tipo temprano enrojecidas artificialmente, y utilizando diferentes funciones de sensibilidad, se encuentra que las estrellas enrojecidas no satisfacen las ecuaciones de transformación de un sistema a otro, obtenidas mediante estrellas no enrojecidas.

Las ecuaciones de transformación para estrellas enrojecidas

tienen la forma:

$$\begin{aligned}V_s &= V_i + \alpha + \beta(B-V)_i + \Delta(V) \\(B-V)_s &= \gamma + \delta(B-V)_i + \Delta(B-V) \\(U-B)_s &= \epsilon + \zeta(U-B)_i + \eta(B-V)_i + \Delta(U-B)\end{aligned}$$

en que los sub-índices  $s$  e  $i$  se refieren al sistema standard y al instrumental respectivamente y los coeficientes  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $\delta$ ,  $\epsilon$  y  $\eta$  son los obtenidos para las estrellas no enrojecidas. Además:

$$\begin{aligned}\Delta(V) &= A_{V_s} - A_{V_i} - \beta E_{(B-V)_i} \approx \beta F_{(B-V)_s} [a + b(B-V)_0] \\ \Delta(B-V) &= E_{(B-V)_s} - \delta E_{(B-V)_i} \approx (1-\delta) E_{(B-V)_s} [c + d(B-V)_0] \\ \Delta(U-B) &= E_{(U-B)_s} - \zeta F_{(U-B)_i} - \eta E_{(B-V)_i} \approx (1-\zeta) E_{(U-B)_s} [e + f(U-B)_0 \\ &\quad + \rho \frac{E_{(B-V)}}{E_{(U-B)}}]\end{aligned}$$

Los valores de  $\Delta(V)$  y  $\Delta(U-B)$  resultan pequeños, excepto para enrojecimientos muy grandes; por lo tanto, en primera aproximación se podrían despreciar. En cambio, el valor de  $\Delta(B-V)$  no es despreciable, pero puede tomarse, con suficiente aproximación,  $F_{(B-V)_s} \approx F_{(B-V)_i}$ , con lo cual:

$$\Delta(B-V) \approx (1-\delta) E_{(B-V)}$$

Este trabajo se publicará en extenso en las Publicaciones del Departamento de Astronomía de la Universidad de Chile.

#### CIEPTAS PECULIARIDADES EN LA CURVA DE ROTACION DE LA GALAXIA

P.A. Quiroga y G.M. Varsavsky

(Instituto Argentino de Radio Astronomía, Buenos Aires)

Siempre con un programa de estudio de la curva de rotación galáctica, se midió dicha curva a 100 parsecs por encima y por debajo del plano galáctico. Comparando estas curvas con la curva correspondiente al plano se observa que el material fuera del plano tiende a rotar más lentamente que el material en el plano. Además se estudió en detalle la zona  $306^\circ \leq l \leq 320^\circ$  que presenta caracte-

rísticas muy especiales. Para esta región se construyeron isofotas y diagramas de máxima intensidad que se comparan con los datos obtenidos en Holanda para la región simétrica  $40^\circ \leq l \leq 54^\circ$ .

FRECUENCIA DE BINARIAS ESPECTROSCOPICAS EN TIPOS  
ESPECTRALES B, A y K

C. Jaschek y Ana Gómez

(Observatorio Astronómico de La Plata y  
Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas)

Petrie (1960) (5) derivó el porcentaje de binarias espectroscópicas en base a la estadística de las dispersiones de las observaciones de velocidad radial de estrellas individuales. A la distribución de dispersiones empírica la libró de la distribución de dispersiones que se espera para estrellas cuya velocidad radial no varía y estimó el porcentaje de estrellas en velocidad radial variable como la diferencia entre las distribuciones. Este número fue considerado como una medida del porcentaje de binarias espectroscópicas entre todas las muestras de estrellas con velocidad radial dada. Empleó una 500 estrellas para cada uno de los tipos A, B y F5-M, sin subdivisión por luminosidad. Sus resultados arrojaron un 50% de estrellas con velocidad radial variable para cada grupo. En el tratamiento de Petrie hay dos puntos a reconsiderar: uno es que no haya hecho consideraciones de clase de luminosidad y el otro es el de haber utilizado una gaussiana para la distribución según la cual se distribuyen las dispersiones. Efectivamente, la distribución de las dispersiones obtenidas de una muestra grande es del tipo  $\chi^2$ , según lo pusieron de manifiesto las astrónomas rusas Kirillova y Pavloskava (4). Estas astrónomas aplicaron el tratamiento mejorado a estrellas tardías, pero de un modo poco satisfactorio.

En vista de esto se decidió reanalizar el problema utilizando en lo posible el material de Petrie para poder comparar los resultados directamente. Además de las estrellas B y A enanas se estudió un grupo de gigantes K. Los resultados obtenidos figuran a

continuación en la tabla I...

	Nº estr.	Tabla I %+E	% (Petrie)
BO-B9,V	250	45+3	51
AO-A9,V	339	46+3	54
KO-K9	216	30+3	

El resultado más importante es la disminución en el porcentaje de gigantes, que confirma el resultado de Jaschek y Jaschek (3) que el porcentaje es bastante más pequeño que en la secuencia principal. Este hecho ha sido explicado como resultado de la evolución estelar que impide que ciertas binarias lleguen a la etapa gigante por hallarse en conflicto con su configuración equipotencial.

Entre los posibles factores de selección que pueden influenciar este resultado están las velocidades de rotación de las estrellas. En principio cabría esperar que la dispersión de las velocidades radiales medidas fuese mayor cuanto mayor sea el ancho de las líneas. Esto se analizó para estrellas B y A, usando los valores de V sin  $i$  dados en el catálogo de Bovarchuk (2). Pudo observarse que la correlación esperada no existe, lo cual permite excluir el ancho de las líneas como efecto de selección que afecte los resultados.

Otro factor de selección, puesto en evidencia por Abt (1), consiste en que el porcentaje de binarias entre las Am es muy alto. Pero aún si se cuentan todas las Am como binarias los resultados obtenidos no se alteran.

El trabajo completo será publicado en otro lugar.

#### BIBLIOGRAFIA

1. Abt, H.A. 1961, Ap.J. Suppl. 6, 37 (Nº 52).
2. Bovarchuk, A.A. and Kopylov, I.M. 1964, Not. Crimea Ap. Obs. 31, 44.
3. Jaschek, C. and Jaschek, M. 1965, Zs.f.Ap. 62, 15.
4. Kirillova, T. and Pavlovskaya, E.D. 1963, Soviet Astronomy, v.7, 99.
5. Petrie, R.M. 1960, Ann. d' Ap. (Nº 5), 23, 744.

#### ABSTRACT

The procedure of Petrie (1960) for deriving the proportion of spectroscopic binaries was improved and applied to the samples of stars of table I, where also the final results are given. Some se-

lection effects were considered,

The discussion in full will be published elsewhere.

THE HIGH VELOCITY HYDROGEN CLOUDS CONSIDERED AS SATELLITES  
OF THE GALAXY

F. Kerr

(University of Maryland, Dpt. of Physics and Astronomy,  
United States of America)

The high-velocity hydrogen clouds at high latitudes have been widely discussed as material falling into the galactic disk from outside. The observed velocities show strong effects arising from the galactic rotation at the Sun's position. When this rotation is removed, the residual velocities are compatible with the clouds being in highly eccentric orbits around the Galaxy at distances of the order of 50 kpc. We propose new observations which may help to decide between galactic and extragalactic interpretations.

IDENTIFICACION OPTICA DE RADIOFUENTES

E. Bajaja

(Instituto Argentino de Radio Astronomía, Buenos Aires)

El programa de identificación óptica efectuado en base al catálogo de Parkes se centró en el estudio de las radiofuentes ubicadas entre  $-40^\circ$  y  $-70^\circ$  de declinación.

Las placas necesarias para el trabajo fueron obtenidas con el telescopio de Bosque Alegre con cámara en el foco Newtoniano. (f:5

Las determinaciones de posición de las radiofuentes, efectuadas con la computadora IBM 1620 de la Universidad de La Plata, permitieron la probable identificación en forma visual de 12 radiofuentes.

Para el estudio fotométrico de los objetos de apariencia estelar ubicados en las posiciones de las radiofuentes, se utilizó un fotómetro fotoeléctrico aplicado al telescopio de 60" de Cerro

Tololo (Chile); con el cual se midieron 100 objetos correspondientes a 39 radiofuentes.

Se presentan como resultados de este trabajo las identificaciones probables obtenidas a través de coincidencias de posiciones con objetos peculiares y de la presencia de objetos con exceso ultravioleta. Las fotografías de las zonas de las radiofuentes han sido reunidas en un atlas.

#### R, I PHOTOELECTRIC OBSERVATIONS OF $\epsilon$ CrA

Carlos A. Hernández

(Observatorio Astronómico de La Plata)

This WUMa star, classified as FOV, has been observed photoelectrically with the 40 cm telescope, N°2, at Cerro Tololo.

The observations in R, I were made simultaneously with U,B,V observations by Santiago Tapia with the 40 cm Cerro Tololo telescope N°1.

Our observations confirm the period given by A.W.J. Cousins.

An analysis of the variation of V-R suggests the existence of a red excess before minima and a blue excess after them.

#### AG PEGASI

L.A. López and Jorge Sahade\*

(Observatorio Astronómico de La Plata)

The present investigation reports on results from the study of two spectra taken in 1961 and 1963 at the Mount Wilson Observatory with a dispersion of about 10 Å/mm in the photographic region and about 20 Å/mm in the region of H  $\alpha$ .

In general, the spectrum of AG Pegasi displays the same appearance as ten years ago as reported by Merrill, although there seems to be some differences. On our plates we have:

- 1) The M-type spectrum that seems to have become relatively stronger. The lines of the M-type spectrum suggest velocities of about - 12 km/sec.
- 2) A set of absorption lines, like He I 3888, that shows the



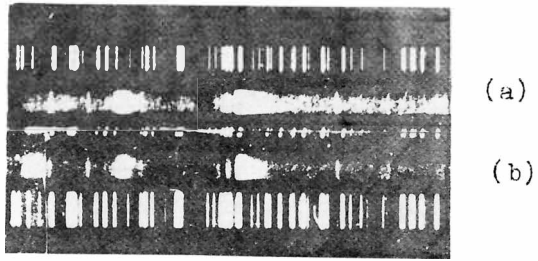


Fig. 1

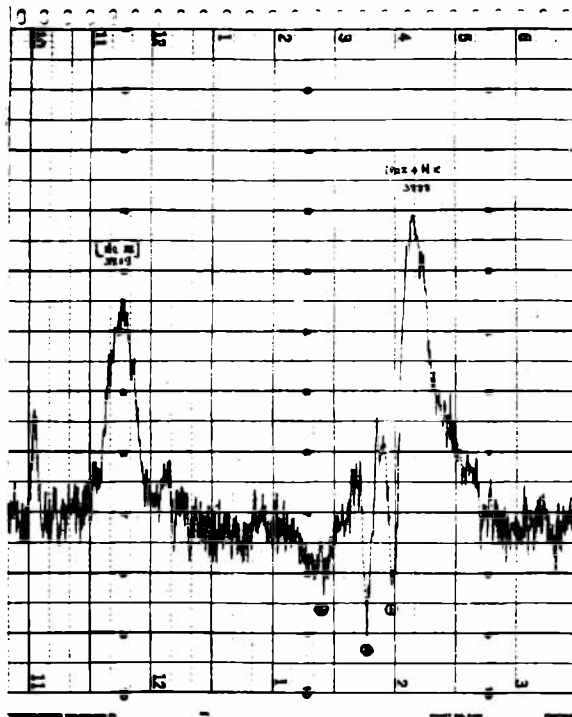


Fig. 2 - (a)

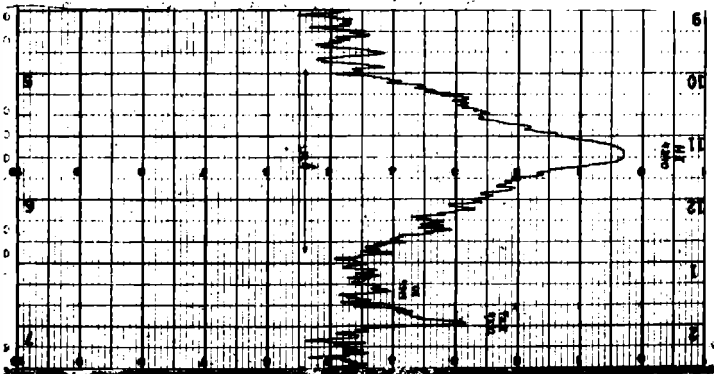
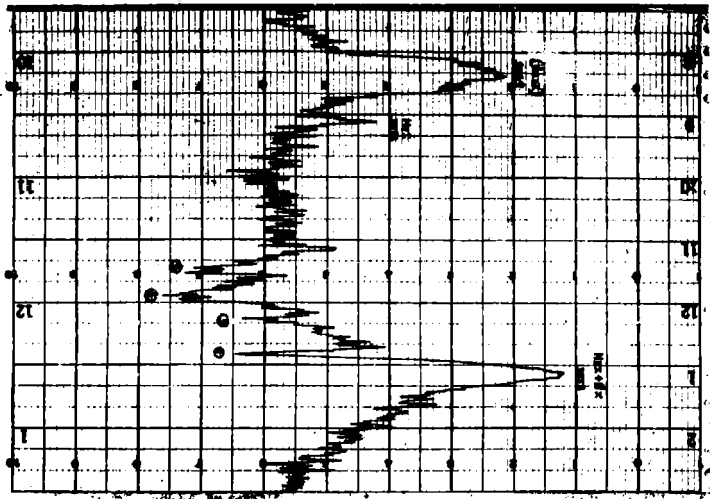


Fig. 3

effect of diluted radiation. These lines are multiple and display variable intensity. The two plates that we have measured give the following radial velocity values for He I 3888:

Plate of 1961 August 29

-100 km/sec  
-300 km/sec  
-400 km/sec

Plate of 1963 November 24

-100 km/sec  
-240 km/sec  
-450 km/sec

- 3) A set of narrow emissions, some of them corresponding to forbidden transitions. Among these narrow emissions, lines not previously announced of O II belonging in multiplets 1 and 2 of Miss Moore's Tables, were identified.
- 4) A set of broad emissions which in some cases underly the narrow emissions. Among these broad emission lines of N III at 3754 and 3771A not previously identified features were found.

That is interesting to note is that the broad emissions correspond to edge velocities of the order of the velocities from the most violet displaced line of He I 3888 and therefore they must arise from the material of the envelope where the He I lines showing the effect of diluted radiation are formed.

The narrow emissions some of which correspond to forbidden transitions and yield velocities of the order of -25 km/sec, must

---

\* Member of the Carrera del Investigador Científico, Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina.

be produced in a much outer envelope. Consequently, the material that is ejected by the object in the eruptions must be accelerated perhaps by the effect of radiation pressure from the hot component and at certain distance from the source the material must decelerate and become almost stationary.

Fig. 1) a) The region of HeI 3888 A on August 29, 1961.

b) The region of HeI 3888 A on November 24, 1963.

Fig. 2) a) Profile of HeI 3888 A on August 29, 1961.

b) Profile of HeI 3888 A on November 24, 1963.

Fig. 3) Profile showing the emission structure at H  $\gamma$  4340 A.

(Superposition of a narrow and a broad and diffuse features).

RADIO EMISION ASOCIADA CON GALAXIAS PECULIARES DEL  
CATALOGO DE ARP  
R.F. Colomb y C. Varsavsky  
(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Arp (1966) compiló un catálogo de 338 galaxias peculiares de las cuales sólo 30 están señaladas como emisoras de ondas de radio. Dado que resulta muy poco probable que un porcentaje tan pequeño de galaxias peculiares sean radiofuentes se decidió estudiar una muestra de 74 galaxias con gran sensibilidad para determinar el porcentaje real de radiofuentes entre ellas, y tratar de asociar la intensidad de la radioemisión con el tipo de peculiaridad.

Para llevar a cabo este programa se decidió utilizar el radiotelescopio del Arecibo Ionospheric Observatory en Puerto Rico. Dada la limitación en movimiento de este telescopio se midieron galaxias cuyas declinaciones caen en el rango  $3^{\circ} < \delta < 33^{\circ}$ . Además se eligieron galaxias relativamente bien conocidas (que figuran en el NGC y, en lo posible, con velocidad radial conocida). Las mediciones se hicieron en 430 Mhz, con un haz de 8' a media potencia. La mínima señal detectable es 0,1 unidades de flujo (es decir, 10-27 watss/m<sup>2</sup>/c/s).

En la presente comunicación se presentan los resultados estadísticos obtenidos. Arp, 4 1966 Ap.J. Suppl. 14, 1.

ANALISIS CRITICO DE LA TEORIA DE ACRECIÓN DE MASA DE  
HOYLE Y LYTTLETON

F. Cernuschi y F.R. Marsicano\*  
(Facultad de Humanidades y Ciencias, Montevideo,  
Facultad de Ingeniería, Buenos Aires)

Resúmen

El problema del incremento de masa por atracción gravitatoria de un núcleo  $M_0$  que se mueve dentro de una nube cósmica con velocidad relativa uniforme  $V_0$ , fue abordado por Hoyle y Lyttleton en una serie de trabajos aparecidos a partir del año 1939 (1;2;3;4;5).

La fórmula a que llegan para el incremento de masa por unidad

de tiempo, después de hacer una serie de simplificaciones, es la siguiente:

$$M = 4\pi G^2 M_0^2 \rho_0 / V_0^3$$

$G = \text{cte.}$  de atracción gravitatoria;  $\rho_0 =$  densidad de la nube. En esta nota demostraremos que, siempre respetando el mecanismo simplificado de Hoyle y Lyttleton, la acreción no es estacionaria y además no varía con  $V_0$  según  $V_0^{-3}$  sino según

$$\frac{aV_0}{(b+cV_0^2)^2} \quad \text{con } a; b; c; \text{ constantes; lo que da } \dot{M} = 0 \text{ para } V_0 = 0 \text{ y}$$

no  $\dot{M} = \infty$  para  $V_0 = 0$  como indica la fórmula de Hoyle y Lyttleton.

Sea una masa  $M_0$  en movimiento rectilíneo uniforme de velocidad  $V_0$  con respecto a una masa gaseosa extendida al infinito y de densidad constante  $\rho_0$ . El movimiento del gas de la nube con respecto al núcleo  $M_0$ , tiene simetría cilíndrica con eje  $\bar{V}_0$  y las trayectorias son hipérbolas de excentricidad  $e = (1 + \gamma^2 V_0^4 / G^2 M_0^2)^{1/2}$  donde  $\gamma$  es la distancia de la partícula al eje  $\bar{V}_0$  en el infinito. La ecuación de estas hipérbolas en coordenadas polares con origen en el centro del núcleo  $M_0$  es:

$$r = \frac{p}{1 + e \cos \theta}$$

con  $\theta$  contado a partir del eje de la hipérbola, siendo  $\theta$  el ángulo entre este eje y  $\bar{V}_0$  dado por:  $\cos \theta = 1/e$ . El parámetro  $p$  está dado por:  $\gamma^2 V_0^2 / GM_0$ ; mientras que la distancia  $r_0$  al centro  $O$  del núcleo  $M_0$  a la cual la hipérbola corta al eje  $\bar{V}_0$  está dada por

\* Del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

$$r_0 = \gamma^2 V_0^2 / 2GM_0 \quad (1)$$

La componente normal al eje  $V_0$  de la velocidad en el punto de abscisa  $r_0$  es:

$$\left( \frac{2GM_0}{r_0} \right)^{1/2} \quad \text{mientras que la componente según ese eje es}$$

directamente  $V_0$ .

Cada hipérbola corta a su simétrica sobre el eje  $\bar{V}_0$  destruyén

dose por choque la energía cinética transversal, saliendo la masa disparada con velocidad  $V_0$  alejándose del núcleo atravesante  $M_0$ . La distancia máxima a la cual tiene influencia la atracción de  $M_0$  es:

$$r^* = \frac{2GM_0}{V_0^2} \quad (2)$$

La distancia máxima a la cual llega una partícula disparada desde  $r_0$  con velocidad  $V_0$  es:

$$r_m = \frac{2GM_0}{\frac{2GM_0}{r_0} - V_0^2} \quad (3)$$

Hoyle y Lyttleton reemplazan ahora las hipérbolas por segmentos de circunferencia y toman como sección eficaz a la superficie circular:

$$\pi(r^*)^2 = \frac{4\pi G^2 M_0^2}{V_0^4}$$

que multiplicada por  $\rho_0$  y por  $V_0$  da el incremento de masa por unidad de tiempo:

$$\dot{M} = \frac{4\pi G^2 M_0^2 \rho_0}{V_0^3} \quad (4)$$

Si bien aclaran que la fórmula (4) es válida después que pasó el período transitorio, nosotros demostraremos que ese período transitorio dura un tiempo infinito, de modo que  $\dot{M}$  es en realidad función del tiempo y la (4) sólo se cumple para  $t \rightarrow \infty$ ; pero eso no sería en realidad tan grave, porque para un  $t$  suficientemente grande el error es pequeño; lo que sí creemos es importante, es la relación  $\dot{M} \rightarrow V_0^{-3}$  de la fórmula (4) pues nos da  $\dot{M} = \infty$  para  $V_0 = 0$  lo cual está fuera de toda lógica por cuanto para  $V_0 = 0$  sencillamente el mecanismo propuesto para la acreción, no existe; debemos por lo tanto encontrar una fórmula para  $\dot{M}$  que se anule en  $V_0 = 0$  y en  $V_0 = \infty$

Para ello comenzamos por calcular el tiempo que tarda una partícula en recorrer el camino  $r_m$  sin velocidad inicial. De la ecuación de la energía:  $\frac{1}{2} m(\dot{r})^2 = \frac{GM_o m}{r} + C$

sale  $C = -\frac{GM_o m}{r_m}$  de donde:

$$(\dot{r})^2 = 2 GM_o \left( \frac{1}{r} - \frac{1}{r_m} \right)$$

$$t = \frac{1}{(2GM_o)^{1/2}} \int_{r_m}^0 \frac{dr}{\left( \frac{1}{r} - \frac{1}{r_m} \right)^{1/2}} = \frac{\pi}{2} \frac{r_m^{3/2}}{(2GM_o)^{1/2}} \quad (5)$$

El tiempo que tarda la partícula en ir desde  $r = r_o$  hasta  $r = r_m$  y luego volver hasta 0 e incorporarse al núcleo es aproximadamente el doble (despreciando el tiempo en recorrer  $r_o$ ):

$$t = \frac{\pi r_m^{3/2}}{(2GM_o)^{1/2}} \quad (6)$$

Comparando (3) con (6) obtenemos:

$$r_o^2 = \frac{(2GM_o r_m)^2}{(2GM_o + r_m v_o^2)^2} = \left( \frac{t}{\pi} \right)^{4/3} \frac{(2GM_o)^2}{\left[ (2GM_o)^{2/3} + \frac{t^{2/3} v_o^2}{\pi^{2/3}} \right]^2} \quad (7)$$

luego:

$$\dot{M} = \pi r_o^2 \rho_o v_o = \frac{\rho_o v_o t^{4/3} (2GM_o)^2}{\pi^{1/3} \left[ (2GM_o)^{2/3} + v_o^2 t^{2/3} \pi^{-2/3} \right]^2} \quad (8)$$

la (8) es nuestra fórmula definitiva, se ve que para  $V_o = 0 \dot{M} = 0$  y para  $V_o \rightarrow \infty, \dot{M} \rightarrow 0$ ; además para  $t \rightarrow \infty$

$$\dot{M} \rightarrow \frac{\rho_o v_o (2GM_o)^2}{\pi^{1/3} (v_o^2 \pi^{-2/3})^2} = \frac{4 \rho_o v_o \pi G^2 M_o^2}{v_o^4} = \frac{4 \rho_o \pi G^2 M_o^2}{v_o^3}$$

que es la fórmula de Hoyle y Lvttleton.

#### BIBLIOGRAFIA

- 1) Proc. Camb. Phil. Soc. 35 1939 p. 405.
- 2) Proc. Camb. Phil. Soc. 35 1939 p. 592.

- 3) Proc. Camb. Phil. Soc. 36 1940 p. 325.  
 4) Proc. Camb. Phil. Soc. 36 1940 p. 424.  
 5) M.N. 101 p. 227.

## ESTABILIDAD RELATIVISTA .

J.L. Sérsic

(Observatorio Astronómico de Córdoba, C.N.I.C.T. s. As.)

Se estudian las condiciones de estabilidad gravitacional de una masa en condiciones relativistas y se encuentra que: (a) el límite de inestabilidad se modifica en relación al límite clásico, (b) la masa gravitacional aumenta en caso de inestabilidad.

SOBRE UNA REGULARIDAD ENERGETICA DEL SISTEMA SOLAR  
Y SU POSIBLE ORIGEN

C.J. Lavagnino

(Observatorio Astronómico de La Plata)

Se muestra que la energía cinética  $W$  y la interna  $D$  de los planetas, satélites y asteroides se disponen según secuencias proximas a la definida por  $W=D$ . La nitidez de las secuencias subrava la importancia cosmogónica de la correlación  $W=D$ . Para explicar la formación de dichas secuencias se describe mediante la fórmula de Rutherford los procesos de colisiones que tendrían lugar en una nube de partículas gravitantes cuyos centros de condensación se dispondrían conforme a la Ley de Titius-Bode.

SIGNIFICADO DE LA CANTIDAD DE MOVIMIENTO EN LAS ESTRELLAS  
CON COMPAÑERA OSCURA

C.J. Lavagnino

(Observatorio Astronómico de La Plata)

Se muestra que en una serie de sistemas y subsistemas (satélites y planetas, estrellas y cúmulos abiertos, etc.) el invariante



de Loitsianski permite determinar la dimensión del subsistema a partir de la correspondiente al sistema, y viceversa.

La misma relación de Loitsianski es compatible con las dimensiones de los sistemas de componente obscura (van de Kamp), lo cual vincularía a estos sistemas con los comunes sistemas múltiples y confirmaría la idea generalmente admitida acerca del momento rotatorio de las estrellas tardías. Sin embargo se muestra que los objetos de la lista de van de Kamp no son homogéneos desde el punto de vista de la relación masa-tamaño ya discutida por el autor en trabajos anteriores; es decir, unos objetos la cumplen y otros no. Como la ley masa-tamaño se ha mostrado ser bastante general, la invocación del momento rotatorio podría ser excesivamente simple, al menos en la forma que se le da habitualmente.

#### EL ESPECTRO DE $\gamma_2$ VELORUM

#### THE SPECTRUM OF $\gamma_2$ VELORUM

V.N. de Monteagudo and Jorge Sahade\*  
(Observatorio Astronómico de La Plata)

$\gamma_2$  Velorum, the brightest Wolf-Rayet star in the sky, is a WC object with no N in its spectrum. As it has been already announced the spectrum is a double-lined one and can be described as a WC 7 + O9. The O9 star displays absorption lines of He and H, the Balmer series being visible up to H 17. The spectroscopic period has been set by Bappu as of 78.5 days, and the results of the measurement of about 1/4 of the material at our disposal -some 200 spectra taken at the Córdoba Observatory with a dispersion of 40 Å/mm and covering the region  $\lambda\lambda$  3100-6800- seem to agree with such a period.

The expanding envelope around the system responsible for the presence of a set of He I lines that indicate the effect of diluted radiation yields absorption lines that sometimes -especially in He I  $\lambda$  3888- are multiple, the absorption line more displaced to the violet suggesting a velocity of approximately -1200 km/sec.

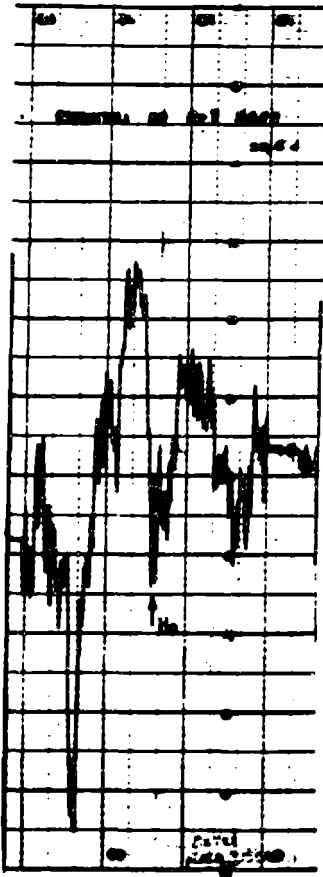
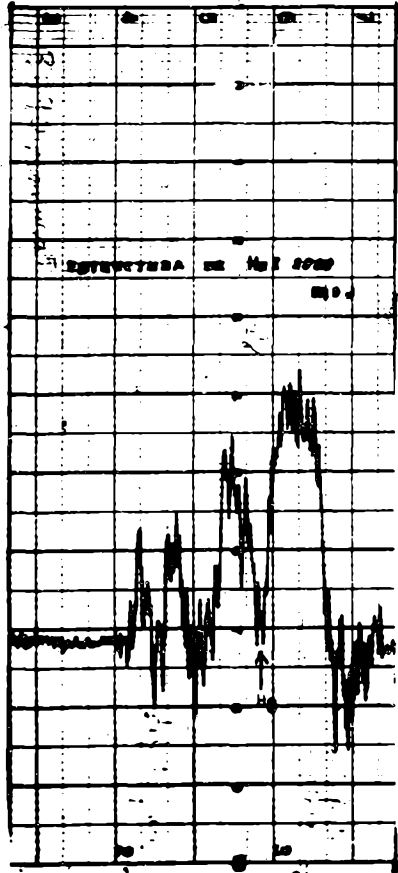


Fig. 1

Fig. 2



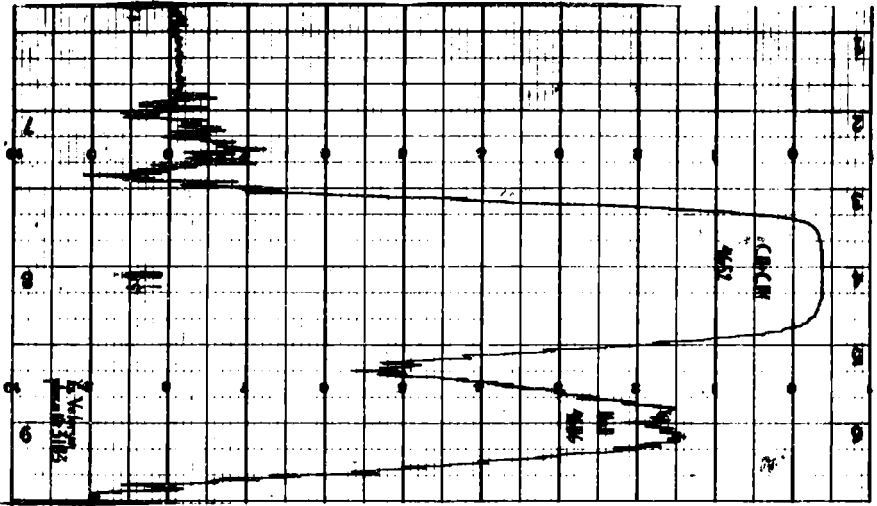


FIG. 3

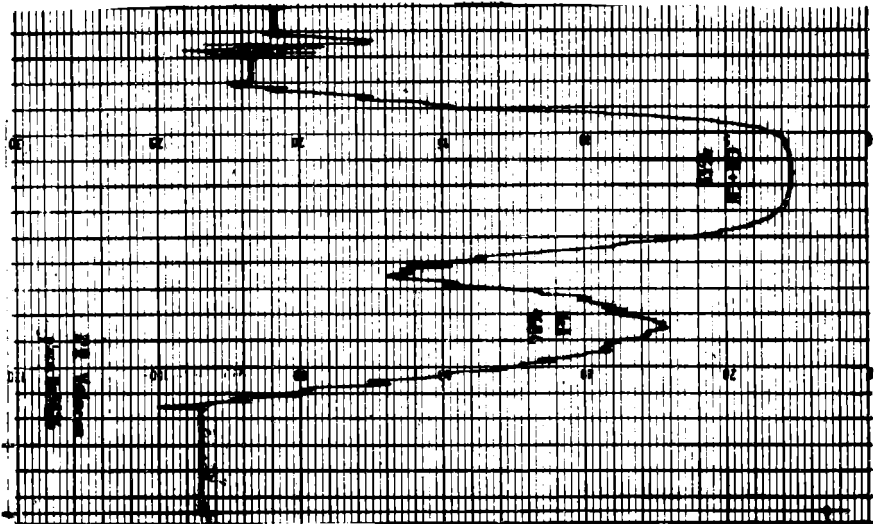


FIG. 4



Fig. 5

The same radial velocity is suggested by a violet absorption of C IV  $\lambda$  4652.

The He I  $\lambda$  3888 line shows variation in profile and structure and this behavior seems to be correlated with the phase of the orbital motion. For instance, He I 3888 seems to be sharper and stronger just before the beginning of the eclipse where the O star is in front; at this eclipse the line weakens and broadens and afterwards the line strengthens and becomes again sharp although perhaps not as at the phases immediately preceding the eclipse. During the quadrature that follows the line broadens and another component that changes rapidly in velocity does appear; it appears that this phenomenon may last for only 24 hours.

At the eclipse where the WR star is in front the He I 3888 line is broad and diffuse. At the following quadrature the line appears again as double but we need more material to ascertain this fact.

An interesting phenomenon which has not been reported so far relates to the behavior of the broad emission in the region of  $\lambda$  3888. In the phase interval between the eclipse where the O star is in front and about phase 35 days of Bappu's cycle, the maximum intensity is located to the violet of  $H_{\beta}$ , while in the phases after the eclipse where the WR star is in front the maximum emission intensity is to the red of  $H_{\beta}$  (Fig. 1 and 2). Such a behavior suggests that part of the material responsible for such an emission is located between the two stars and moves from the WR object towards the advancing hemisphere of its companion.

The emission of He II 4686 displays a variable structure and Fig. 3, 4 and 5 show the three type of profiles that are observed. Nothing can be said at present in regard to correlation with phase.

Fig. 1- The region of  $\lambda$ 3888 at phase 20.6 days. Note that the maximum intensity of the broad emission is on the violet side of  $H_{\beta}$ .

Fig. 2- The region of  $\lambda$ 3888 at phase 59.9 days. Note that the

maximum intensity of the broad emission is on the red side of

Fig. 3- Profile of He II 4686.

Fig. 4- Profile of He II 4686.

Fig. 5- Profile of He II 4686.

INFORMES DE TRABAJO  
 PROGRAMAS Y EXPERIENCIAS EN EL LEONCITO 1967 - 1968  
 James A. Hughes  
 (Observatorio Austral Yale-Columbia)

Introducción

Los dos programas principales que se cumplen en El Leoncito, Observatorio Austral Yale-Columbia, en el momento son los siguientes.

1. Movimiento Propio Sur, Southern Proper Motion, SPM, con el astrógrafo doble de 20 pulgadas.
2. Estrellas de Referencia del hemisférico sur, Southern Reference Stars, SRS, con el círculo meridiano de 7 pulgadas.

En el trabajo adicional se incluyen:

Con el astrógrafo:

1. Asteroides débiles.
2. Estrellas variables.
3. Varios programas de los observadores visitantes.

Con el Círculo Meridiano:

1. Observaciones fundamentales del FK4 y FK4S.
2. Observaciones de los asteroides; Ceres, Pallas, Juno y Vesta.

Observaciones breves sobre los programas.

Por el momento el programa, SPM, del astrógrafo doble, cubre todas las partes del cielo al sur de  $-20^\circ$  de declinación. Se incluyen 590 centros de exposición, o sea, 1.180 placas (azul y amarillo).

La primera exposición fue tomada en julio de 1965. Hasta el primero de enero de 1967 se habían sacado 83 centros (14%). Desde el primero de enero de 1967 hasta ahora, han sido obtenidos 289 centros adicionales (49%). En total, entonces, han sido expuestas 758 placas, o sea, 379 centros (63%).

Con respecto a otros programas con el astrógrafo: hasta el primero de enero de 1967 se habían obtenido 542 placas, incluyendo las que pertenecen a programas especiales del Dr. Klemola. Después de dicha fecha se han expuesto hasta el presente 458 placas.

En el último número se incluyen placas del programa del Dr. Cesco, Asteroides débiles. Este programa consiste en la observación de los asteroides para los que faltan los datos necesarios para obtener órbitas buenas. En el proceso de hacer ésto, se han descubierto varios objetos nuevos, y se han re-descubierto varios objetos conocidos, pero perdidos. Recientemente se descubrieron varias placas buenas del asteroide Icaro.

Un acuerdo entre el Dr. Herget, de la Universidad de Cincinnati, y el Dr. Cesco, por el cual los cálculos de las placas serán hechos por los colegas del primero, debería acelerar los resultados de este programa.

El programa de las estrellas variables consiste en un registro de variables en la región entre las nubes de Magallanes. No obstante que éste es un trabajo nuevo, ya se sacaron varias placas.

Las demás placas incluyen, por ejemplo, investigaciones de los Dres. Sérsic, Feinstein y Milone de los observatorios de La Plata y Córdoba, y del Prof. Epstein de la Universidad de Columbia.

Con respecto al círculo meridiano; este instrumento llegó a El Leoncito a fin del mes de enero de 1967, y estuvo listo para hacer observaciones a principio del mes abril del mismo año.

Su trabajo puede separarse en dos partes: trabajo diferencial en las zonas del SRS, y observaciones fundamentales. En total, el trabajo consiste en hacer unas 126.000 observaciones. Más detalles han sido dados en otra parte (1).

Hasta el presente hemos obtenido unas 14.000 observaciones que pertenecen a los programas del círculo meridiano. Muchas otras observaciones fueron hechas durante el período de entrenamiento de los observadores argentinos que ahora están trabajando con el círculo. Dado que hace poco tiempo que terminó el período de entrenamiento del observador más nuevo, sólo recientemente este instrumento inició su plena producción. Por eso, no cabe duda que el total de observaciones va a crecer más rápido. Como ejemplo de la producción que es posible: en el mes de agosto del corriente año, se hicieron 2.189 observaciones, incluyendo 905 en una sola semana.

Personal del Observatorio y desarrollo general de éste último.

El Dr. Klemola renunció a su puesto en el Observatorio el pri



mero de julio de 1967, y el Sr. Samuel aceptó un puesto como observador con el astrógrafo en el mes de mayo del mismo año. El Dr. Cesco fue nombrado como investigador con el mismo instrumento a principio del año 1967.

Varias personas fueron nombradas como observadores con el círculo meridiano, incluyendo; en mayo de 1967, señores Bustos, Camuñas, Goubat e Ing. Roitman. El señor Bustos renunció a su puesto a principio del corriente año. Los señores Sanguín y Sánchez fueron nombrados en marzo y mayo respectivamente.

El señor Coyne llegó de los Estados Unidos en marzo de 1967 para trabajar con el círculo, y recientemente ha llegado el Dr. Smith. El Dr. Smith asumirá el cargo de Director del Observatorio en general, y jefe del círculo meridiano en particular, cuando el que habla se retire el próximo mes de diciembre.

Se han hecho muchas mejoras en el observatorio en El Leoncito durante los dos años pasados. Sin entrar en detalles, se puede decir que consistieron en mejoras en la movilidad, energía eléctrica comunicaciones, etc. Ahora mismo están en marcha programas adicionales a fin de mejorar el sistema de la usina hidroeléctrica, y el alojamiento para los empleados en el observatorio.

En fin, es evidente que la actividad en El Leoncito es más intensa que nunca.

#### El cielo en El Leoncito.

Aquí el objeto no es dar una discusión profunda sobre el cielo de El Leoncito. Que es, en general, un buen lugar ya se sabe. No obstante esto, en El Leoncito se mantiene un registro en que se dividen las noches en tres categorías, A, B, y C.

"A" es una noche completa que sirve para cualquier tipo de trabajo, incluyendo exposiciones de dos o más horas. Con "B" indicamos noches que presentan una de las tres combinaciones siguientes:

1. En parte es una noche "A" y el resto sólo sirve para trabajo limitado.
2. En parte es una noche "A", y el resto no es utilizable.
3. Toda la noche sólo sirve para trabajo limitado.

"C" indica una noche que en general no es aceptable.

En los años 1967 - 1968 (hasta setiembre de 1968) tenemos:

<u>A</u>	<u>B</u>	<u>C</u>
55%	24%	21%

O sea, casi 80% del tiempo sirve para trabajo de un tipo o de otro.

#### VLF y Relojes en El Leoncito.

El sistema de osciladores y relojes que se asocia con el círculo meridiano en El Leoncito incluye receptores de frecuencias muy bajas, (VLF). Con este sistema es posible manejar los osciladores locales según normales internacionales que se emiten por varias estaciones. Así, es posible reducir el tiempo indicado por un reloj a cualquier época, o sea, es posible mantener una corrección constante para el reloj.

No se da a entender aquí que sea absolutamente necesario usar tal sistema para hacer un buen programa para un círculo meridiano. Verdaderamente, nuestro sistema tiene aspectos de experimentación. Sin embargo, es evidente que el uso de tal sistema permite investigaciones de efectos de períodos largos con un grado de libertad menores.

Los detalles del sistema han sido dados en otra parte (en inglés). Un artículo, por el Ing. Roitman, sobre el sistema aparecerá pronto (en castellano) en la Revista Telegráfica y Electrónica.

Hemos recibido con éxito emisiones de Panamá, Trinidad, Colorado, Maryland e Inglaterra. Usamos emisiones normales y también las del sistema Omega.

#### Sismos en El Leoncito.

Un aspecto del trabajo del círculo meridiano en El Leoncito que es interesante es el efecto que podría tener la actividad sísmica sobre los pilares del telescopio. Esto tiene interés no solamente para ver la estabilidad que podemos esperar del telescopio, sino para obtener una idea sobre el grado de confianza que podemos tener con respecto a la estabilidad de los pilares para las miras al norte y al sur. Tales pilares se han colocado en El Leoncito, pero todavía no se usan por falta de las lentes de gran distancia focal que corresponden. Esperamos que las lentes llegarán pronto. (El asunto está complicado por la circunstancia de que el terreno de El Leoncito no da una posibilidad grande de elección de sitios para

las miras. Resulta por lo tanto que es necesario especificar tolerancias difíciles para las lentes).

De todos modos, a fin de estudiar un poco los efectos, nos dirigimos al Ing. Volponi, Director de la Estación Sismológica en Zonda, solicitando los datos sobre la actividad sísmica en los alrededores de El Leoncito. El Ing. Volponi nos dio las magnitudes, distancias y tiempos de los sismos que se produjeron dentro de un radio de 500 km. desde Leoncito. También, nos dio un mapa en que se indican los epicentros de los mismos. Me gustaría dar aquí muchas gracias al Ing. Volponi y a sus colegas, no solamente por su colaboración, sino también por su interés.

Usando los datos del Ing. Volponi, calculamos el movimiento máximo, A, de la tierra en El Leoncito que corresponde a cada uno de los sismos de magnitud superior a  $M = 3,8$ , que ocurrieron a menos de 500 km de distancia. Usamos la relación de Tsuboi (2):

$$A = \frac{10^{M+a}}{\Delta^b}$$

Con la distancia al hipocentro,  $\Delta$ , en km.,  $a = 0,83$  y  $b = 1,73$ ; "A" resulta en micrones.

Como se sabe, cualquiera sea la relación entre M, A y  $\Delta$ , que se use, hay que considerar los resultados sólo como una aproximación. Sea como sea esto, podemos usar los valores calculados para separar los sismos según sus efectos relativos en El Leoncito. Una objeción más seria es que no consideramos los períodos distintos que tienen las ondas de los sismos. Las ondas que tienen la misma "A" dan distintas aceleraciones de acuerdo con sus períodos propios. Es decir:

$$a = w^2 A.$$

Según Richter (2), sería razonable esperar aceleraciones cercanas a 0,01 g con los movimientos máximos que estamos considerando aquí. Hay que tener en cuenta que durante el tiempo considerado varios sismos fueron sentidos por personas en El Leoncito. Pero ningún sismo sobrepasó una Intensidad de III en la escala de Mercalli dada por Richter.

Creemos que los "saltos", o sea, los cambios bruscos, son reales en el caso del nivel, pues los errores internos son mucho más

chicos que los cambios. El error medio de los valores del nivel es, en promedio,  $\pm 0,002$ , y esta cantidad se indica en el gráfico.

En el caso del acimut el asunto es un poco más dudoso, causado por la circunstancia de que entran toda clase de errores en la determinación del acimut, o sea, todos los que afectan a las observaciones de las estrellas en general, y peor todavía, los errores de las posiciones que se usan para las estrellas cerca del polo. Con respecto a esto últimos, es razonable suponer que casi las mismas estrellas polares se usan para determinar el acimut durante períodos cortos. El error formal que tienen en promedio los valores del acimut son aproximadamente tres veces mayores que los que corresponden al nivel.

Si embargo, es conveniente usar "a" y "b" para nuestro objeto, porque representan rotaciones sobre dos ejes ortogonales. Pero todavía es necesario recordar que el acimut debe tener menos peso.

Es evidente que "a" y "b" tienen un cambio regular con el tiempo. Opinamos que este cambio no es un resultado de la actividad sísmica, sino, por ejemplo, de un movimiento lento de los pilares y/o, un resultado del desgaste de los soportes de los muñones. Como ya se dijo antes, con el acimut hay también la posibilidad de efectos sistemáticos de las posiciones de las estrellas. Valores buenos de los cambios son:

$$C_a = -0,0026/\text{día} \quad \text{y} \quad C_b = +0,0005/\text{día}.$$

Aplicamos estos cambios a los valores del acimut y nivel, y después calculamos las diferencias entre valores sucesivos del acimut y nivel. De esta manera pasamos a un sistema de las diferencias que está libre de los efectos diarios de  $C_a$  y  $C_b$ . En realidad, como los puntos sucesivos están separados por poco tiempo, el efecto de  $C_a$  y  $C_b$  es casi el mismo para tales puntos. Pero, como es un efecto sistemático, lo sacamos.

Ahora, si existe un efecto sensible de los sismos sobre los pilares, entonces las diferencias incluyen dos poblaciones: 1) Las diferencias que son afectadas por los sismos, y 2) Las demás que son "normales". Podemos separar las 90 diferencias en cada constante en dos partes; Población 1, 19 diferencias afectadas por sismos,

y Población 2, 71 diferencias libres de los efectos de los sismos.

Podemos calcular las varianzas de las dos poblaciones. En el proceso cambiamos las unidades de "b" a segundos de tiempo, y tenemos:

$$\begin{aligned} s_{a1}^2 &= 6,561 \times 10^{-3} & s_{b1}^2 &= 0,841 \times 10^{-3} \\ s_{a2}^2 &= 4,624 \times 10^{-3} & s_{b2}^2 &= 0,625 \times 10^{-3} \end{aligned}$$

También tenemos los promedios de las diferencias:

$$\begin{aligned} \bar{d}_{a1} &= +0,0256 & \bar{d}_{b1} &= 0,0000 \\ \bar{d}_{a2} &= -0,0068 & \bar{d}_{b2} &= -0,0072 \end{aligned}$$

En los dos casos la varianza es más grande en el caso de la población 1. Esto es lo que podríamos esperar si los sismos afectan a los pilares. A fin de probar esto, calculamos los F's, donde:

$$F_x = \frac{s_{x1}^2}{s_{x2}^2} \quad x = a, b$$

Resulta que;

$$F_a = 1,42 \quad \text{y} \quad F_b = 1,34.$$

Las tablas de la función, F, indican que  $F_{90\%} = 1,54$ . Es decir, las F's no llegan al nivel que normalmente se acepta como significativo.

También, hay diferencias entre los promedios. La diferencia en nivel es muy chica, pero en acimut es 0,0324. Podemos probar la importancia que tiene esta diferencia por medio de la prueba de "t", en que:

$$t_a = \frac{0,0324}{\sqrt{\frac{\Sigma v_1^2 + \Sigma v_2^2}{n_1 + n_2 - 2} \left( \frac{1}{n_1} + \frac{1}{n_2} \right)}} = 1,77$$

Según las tablas de la función "t", este valor, 1,77, tiene una significancia un poco mayor de 90%, o sea, no es muy seguro que la diferencia en acimut sea importante. La diferencia en nivel no tiene ninguna importancia.

Estas pruebas dicen, entonces, que si hay una relación entre

los sismos y el movimiento de los pilares, es pequeña.

Es posible examinar esta conclusión por medio del gráfico directamente. Cuando nos referimos a los sismos N° 1, 4, 6, 13 y 17, parece que estos sismos tuvieron efectos. Pero en los casos del 12 de abril y el 26 de mayo, por ejemplo, podemos ver que hay saltos que sobrepasan a todos los demás, sin ninguna actividad sísmica. En el caso del 30 de abril, se produjo un sismo (N° 15) durante un turno de observación. Los valores del nivel que corresponden son:

$$\begin{array}{r}
 + 0,039 \\
 0,034 \\
 \text{Sismo} \\
 0,039 \\
 \hline
 0,037 + 0,002.
 \end{array}$$

La conclusión de esta investigación es, entónces, que durante el período del 1 de enero de 1968 hasta el 10 de julio, la actividad sísmica en El Leoncito no tuvo efecto más poderoso que cualquier otro que pueda estar operando sobre los pilares.

Quizás será posible usar las miras con un grado de confianza que no sea reducido por los sismos; siempre que la actividad sísmica no sobrepase la de los primeros seis meses de este año.

#### REFERENCIAS

- 1) Hughes, J.A., AJ 72, 566.
- 2) Elementary Seismology, Richter, C.F., 1958 Freeman & Co.

#### INTERFEROMETRIA DE NGC 4945

G.J. Carranza

(Observatorio Astronómico de Córdoba, y CNICT, Bs. As.)

Muestras fotografías con filtros interferenciales de banda pasante muy estrecha han permitido estudiar algunas características de la emisión H $\alpha$  de NGC 4945. Son particularmente notables:

- a) la pronunciada alineación de regiones HII intensas en el brazo del SW;
- b) la pequeñez de su núcleo;
- c) la apariencia barrada que se advierte, y que confirma la clasificación, pese a su gran inclinación.

Aparte de la mencionada emisión intensa en el brazo SW, se observa en todo el cuerpo de la galaxia la presencia de una débil emisión general que, según nuestros interferogramas, se compone de una línea poco intensa y relativamente ancha (pero inferior a  $6 \text{ \AA}$ ) sobre un continuo de mediana intensidad.

Nuestros interferogramas han permitido además determinar su velocidad sistemática, próxima a  $250 \text{ km/sec}$  y establecer su curva de rotación hasta  $4'$  del núcleo. La curva es aparentemente rectilínea y se espera completarla próximamente.

#### OBSERVACIONES INTERFERENCIALES DE GALAXIAS AUSTRALES

Gustavo J. Carranza

(Observatorio Astronómico de Córdoba y CNICT, Bs. As.)

El empleo de técnicas interferenciales (filtros de banda pasante o estrecha e interferogramas de Terot-Fabry) ha permitido determinar algunas características de la emisión  $H \alpha$  de las siguientes galaxias:

NGC 300 y NGC 7793: Estas galaxias muestran una estructura  $H \alpha$  de regiones de emisión de tipo clásico sobre la que se superpone, en todo el cuerpo de ambas, una débil emisión general similar a la encontrada en NGC 598. Los interferogramas de estas galaxias muestran que toda la emisión detectada es característica de una línea fina ( $\ll 6 \text{ \AA}$ ). Este material interferométrico será empleado para establecer el campo de velocidades de los dos objetos.

NGC 6744: Con muy largas exposiciones las fotografías con filtros de banda pasante estrecha detectan la débil señal producida por esta galaxia en el dominio espectral considerado. No se advierte diferencia notable entre estas fotografías monocromáticas y otras tomadas con filtros ordinarios, lo que sugiere que se ha observado el continuo estelar. Ello es confirmado por medio de interferogramas de Terot-Fabry.

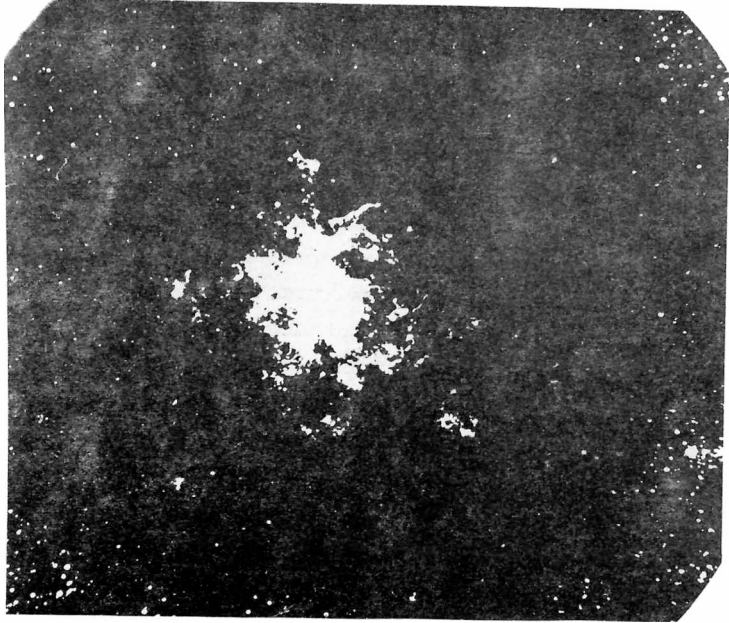
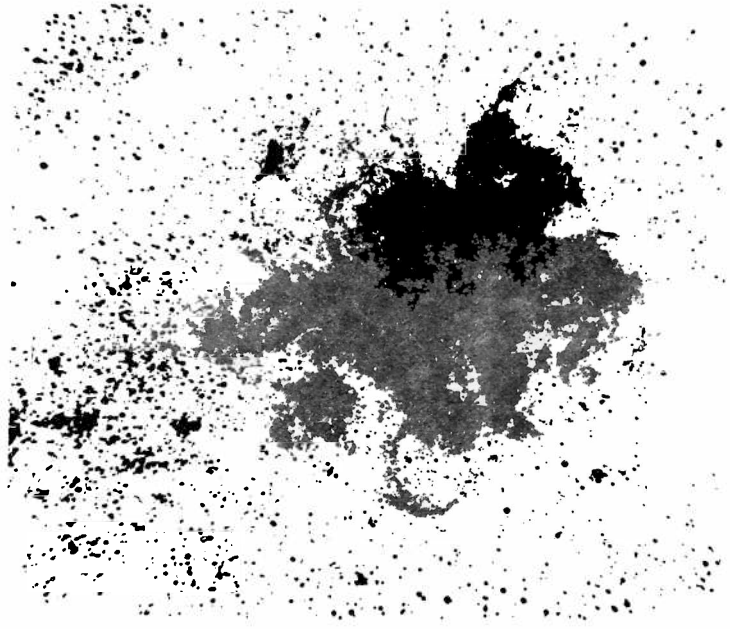


FIG. 2



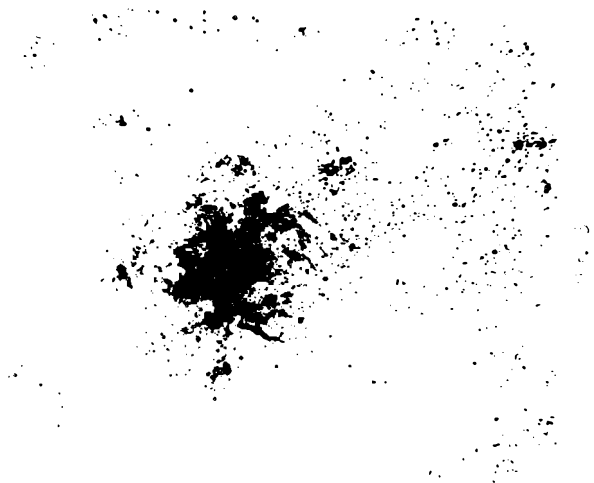


Fig. 3



Fig. 4



Fig. 5



Fig. 7

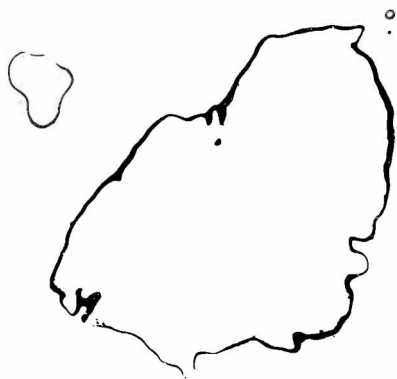
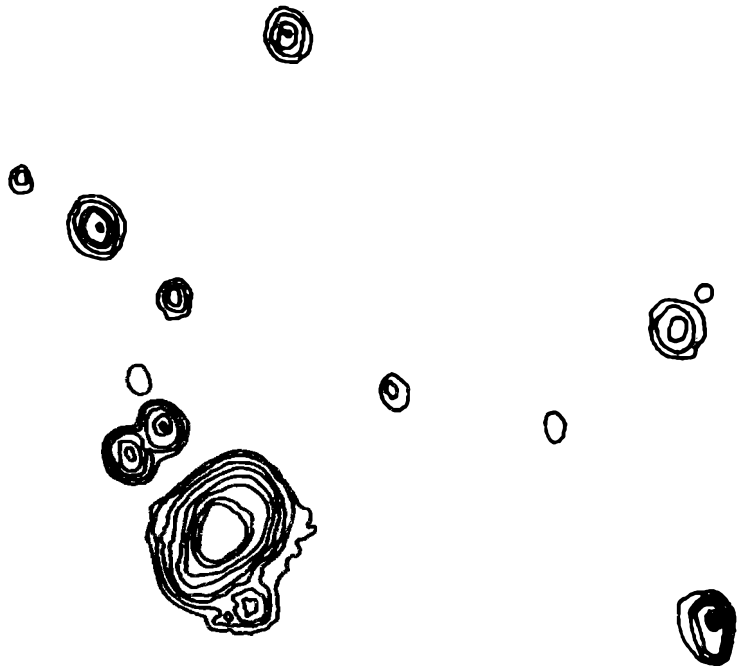


Fig. 6



Isofotas ? Carina

## EXPERIENCIAS CON EL EFECTO SABATTIER

Horacio A. Dottori

(IMAF y Observatorio Astronómico de Córdoba)

1) Sumario: Se describen los pasos fundamentales de la elaboración de isofotas de primero y segundo orden mediante el efecto Sabattier, los inconvenientes presentados durante la elaboración de las mismas y las soluciones encontradas para aquellas.

2) Introducción: El efecto Sabattier comienza a ser tenido en cuenta en astronomía como método de obtención simultánea de isofotas para gran cantidad de objetos después de la aparición de los telescopios de gran campo (1) y (2).

3.1) El efecto Sabattier: Si tenemos una placa con una dada imagen latente, la revelamos, interrumpimos el revelado, la sometemos a una posterior iluminación y finalmente revelamos y fijamos, se observa como resultado del proceso, que tanto las partes que estaban como las que no estaban ennegrecidas antes de la segunda exposición, lo están al final del mismo, quedando lo que era la zona de separación entre aquellas con una cierta transparencia; dicha zona, si las condiciones de iluminación para copiado, revelado incompleto y posterior iluminación fueron uniformes, constituye una isodensidad o isofota del objeto en cuestión.

3.2) Isofotas de primer orden: Previo al intento de obtener la isofota como se indica en 3.1, debe tenerse una copia del negativo original en el cual no existan zonas con medios tonos o sea, que queden perfectamente demarcados el objeto, de un negro intenso, y el cielo lo más transparente posible (o viceversa según sea positivo o negativo, va que el efecto Sabattier puede aplicarse indistintamente) ésto se logra realizando una serie de contratipos sucesivos uno de otro con igual tiempo de exposición; las figuras 1, 2, 3 y 4 muestran dicha serie para la nebulosa 30-Doradus con la isofota correspondiente. Conviene trabajar con película de alto contraste (γ 5 ó 6); lo más usado es la película gráfica o litofilm y revelador también de alto contraste, tipo D-11, es el más conveniente (puede ser también D-8).

En el trazado de isofotas de objetos extensos surge de inme-

diato la necesidad de ubicarlas en distintas zonas de estos: para lograrlo deben obtenerse una serie de copias primarias del negativo original con distintos tiempos de exposición; de éstas, las de menor tiempo darán las isofotas de las regiones menos densas y las de mayor tiempo las de las más densas; por supuesto con cada una de estas copias deberán realizarse una serie de contratipos como indican las figuras 1 a 4 para obtener las isofotas correspondientes. Las figuras 5, 6 y 7 muestran tres isofotas sucesivas de la nebulosa de Orion. Lo dicho está representado en el esquema de la figura 8.

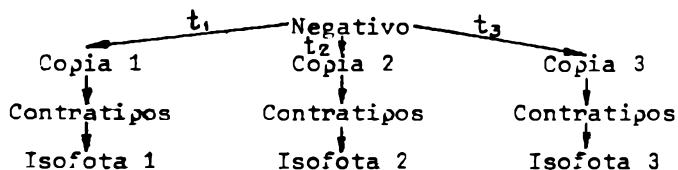


Figura 8.

En cuanto a detalles prácticos sobre el efecto Sabattier pueden darse los siguientes: la segunda iluminación en nuestro caso es de 20 a 40 seg. con una fuente de aproximadamente 40 a 50 Watt a 1m de distancia con un vidrio difusor interpuesto.

El segundo revelado no conviene realizarlo a fondo en el primer intento, sino cortarlo en el momento en que la copia deviene totalmente negra. Luego se analizará en base a ésta como conviene ajustar el tiempo.

3.3) Isofotas de regiones muy débiles: En las regiones muy débiles, zonas externas de galaxias normales y nebulosas no se puede aplicar el proceso de copiado con película de alto contraste puesto que que dan automáticamente eliminadas. En este caso conviene copiar con película normal o contrastada y utilizar revelador tipo D-19 o D-24. Las copias deben realizarse con el mayor tiempo de exposición que permita que dichas zonas no desaparezcan. Por ejemplo en las isofotas externas de "Carinaese procedió de la siguiente manera:

Primera copia Normal y D-19

Segunda copia Contraste y D-19

Tercera copia alto contraste y D-11

y a ésta se le aplicó el efecto Sabattier.

3.4) Isofotas de Segundo Orden: Si en vez de realizar una serie de contratipos como indican las figs. 1-4, a la primera copia le aplicamos el proceso Sabattier, se obtendrá también una isofota pero muy ancha.

Si a ésta la usamos como original, sacamos un contratipo y le aplicamos el efecto Sabattier, obtenemos dos líneas isofotas (llamadas de segundo orden) que corresponden a distintas zonas de equidensidad de la primera isofota.

En nuestro caso el proceso de isofotas de segundo orden ha sido aplicado a regiones de bajo gradiente de luminosidad, en general regiones externas de galaxias.

4.1) Precisión: En separación de detalles la precisión obtenida viene determinada por la escala del telescopio y las características intrínsecas de la película utilizada; en las isofotas de  $n$  Carinae obtenidas de placas tomadas en el foco Cassegrain del telescopio de 154 cms. de Bosque Alegre, utilizando lito film se ha logrado separar detalles de aproximadamente 0,07 mm, equivalentes a 0"5 (fig. 9).

En un primer intento de obtención de datos cuantitativos\*de magnitudes de Galaxias, se trabajó sobre el cúmulo de galaxias de Eridano-Fornax. El método utilizado fue el siguiente: se contaba con dos placas de dicho cúmulo, las cuales tienen una zona de rancia; con un trazado microfotométrico se calculó la magnitud integrada de dos objetos distintos, uno en cada placa; luego estos dos objetos se utilizaron para calibrar, las isofotas trazadas para todo el conjunto por medio del efecto Sabattier; los resultados obtenidos son los que muestra la tabla:

Objeto	Mg. según primera placa	Mag. según segunda placa
1374 (1)	+11,51	10,49
1374 (2)	+12,59	11,50
(1)	+13,52	-----
1381	+12,35	11,42
1379	-----	11,03
1380	-----	10,62
1387	11,05	-----

Como se observa en esta tabla las magnitudes calculadas difieren en aproximadamente 1 magnitud para los objetos comunes a las dos placas, diferencia que a pesar de ser muy grande es sistemática. Nada más se puede decir al respecto, sólo que queda abierto el camino a posteriores investigaciones.

\* Realizado en colaboración con E. Aguero y M. Castore durante el curso de Astronomía Extragaláctica dictado en IMAF en 1968 por el Dr. J.L. Sérsic.

#### Agradecimiento

Debo especial agradecimiento al Sr. J.C. Charinni, Secretario de Foto Club Córdoba, quien allanó mucho el camino del aprendizaje del efecto Sabattier con sus valiosas indicaciones.

El trabajo se comenzó y se está desarrollando en la actualidad en el Departamento de Galaxias del Observatorio Astronómico de Córdoba.

#### BIBLIOGRAFIA

1. Hogner y Richter; Revista Jena N° 6, 1966.
2. Hogner y Richter; Astronomische Nachrichten, Dic. 1963.
3. De Gregorio, Falciani, Righini, Rigutti; Memorie Società Astronomica Italiana, Vol. XXXVIII, 1967, N° 1.
4. Mees; The Theory of Photographic Process, Mac Millan 1942.

OBSERVACIONES EN 21 CM. EN LA ZONA COMPRENDIDA ENTRE

1:220°  $\gamma$  270°  $\gamma$  b ENTRE -10°  $\gamma$  - 20°

E. Bajaja y F.R. Colomb

(Instituto Argentino de Radioastronomía, Buenos Aires)

Con el telescopio de 30 m del Instituto Argentino de Radioastronomía se han efectuado observaciones en la zona mencionada, en la cual se trata de hallar la prolongación de algunos de los brazos, que han sido detectados en la región del anticentro galáctico



Se presentan los resultados parciales obtenidos hasta el presente con el graficado de las velocidades en función de  $l$  y  $b$  y la posible configuración de las extensiones de los brazos investigados.

#### OBSERVACIONES INTERFERENCIALES DE LA NUBE MAYOR DE MAGALLANES

G.J. Carranza

(Observatorio Astronómico de Córdoba y CNICT, Bs. As.)

Se informa sobre el estado de un programa tendiente a estudiar la distribución y cinemática de las regiones de emisión de la Nube Mayor de Magallanes. Este programa ha comenzado ya y se dispone de observaciones interferenciales con el telescopio de Bosque Alegre de una quincena de regiones HII brillantes de dicha galaxia, así como de las correspondientes fotografías monocromáticas.

Dicho programa y otro similar de observación de la Nube Menor de Magallanes habrá de ser continuado utilizando el mismo telescopio y otros de menor resolución (8 a 20 cm de abertura).

#### OBSERVACIONES INTERFERENCIALES DE LA VIA LÁCTEA AUSTRAL

G.J. Carranza y H. Dottori

(Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba)

Se presentan los resultados obtenidos hasta el momento de la observación en  $H\alpha$  de la Vía Láctea Austral (Observaciones que se extienden desde Carina hasta Aquila).

El instrumento empleado en un pequeño refractor de 24 grados de campo y 12,5 cm. de distancia focal, equipado con un filtro interferencial para  $H\alpha$  de  $15 \text{ \AA}$  de banda pasante y con un objetivo fotográfico a distancia finita WRAY F/1,25. Las placas usadas son 103aE.

Los centros de los campos observados están separados aproximadamente  $14^\circ$  en longitud galáctica y las exposiciones son de 2 horas.

Los resultados obtenidos hasta el momento son acordes con los

de otros observadores. Se espera completar estas observaciones durante el verano 1968-1969.

#### ESTUDIO DE ESTRELLAS BRILLANTES AUSTRALES

M. Jaschek, C. Jaschek, y W.A. Hiltner

(Observatorio Astronómico, La Plata y

Yerkes Observatory U.S.A.)

Se describe el plan de un estudio espectroscópico-fotométrico de estrellas australes brillantes. El trabajo consistirá en dos partes; la primera abarcará la clasificación en el sistema MK (en 110 Å/mm) de todas las estrellas hasta  $m_{ph} = 6^m$  y declinación negativa y la segunda la discusión de la fotometría de banda ancha de todos los objetos tempranos. Para la primera parte se han obtenido alrededor de un millar de espectros.

A plan for a photometric-spectroscopic study of the bright southern stars is described. The work will consist of two parts, the first being the classification in the MK system of all stars down to sixth photographic magnitude; in the second part broadband photometry of all these stars will be obtained.

For the first part about one thousand spectra were obtained already.

#### CAMPO DE VELOCIDADES EN NGC 5128

G. Carranza y J.L. Sésic

(Observatorio Astronómico de Córdoba y CNICT, Bs. As.)

Se discuten las observaciones interferométricas realizadas a la luz del presente conocimiento morfológico y cinemático del objeto.

tado de resolver las dificultades involucradas por cada problema.

El elemento de partida es, en todos los casos, un sistema de haces convergentes producido por un telescopio (por lo general F/S en el caso de focos newtonianos). En cualquiera de los problemas indicados más arriba caben dos posibilidades extremas para el montaje del filtro (1):

- a) montaje en haz paralelo
- b) montaje en haz convergente

Cada uno de ellos tiene ventajas y desventajas: la naturaleza del problema que se encara ha de indicar cuál debe escogerse.

El primer montaje requiere una óptica colimadora intermedia (con eventuales pérdidas de luminosidad), pero hace que el filtro sea iluminado correctamente por haces provenientes del infinito: los anillos de interferencia están entonces localizados en el cielo. En ellos se emplea la máxima transmisión del instrumento, pero sólo para aquellas regiones que caen sobre el sistema de anillos. Esta variación de la transmisión con la inclinación restringe el uso fotométrico de este montaje. Una de sus ventajas es que, al poder disponer de la posición del étalon de manera que los haces provenientes de distintas direcciones empleen todos la misma parte de su superficie, los defectos locales de ésta afectan uniformemente a todas las direcciones estudiadas (aunque con pérdidas de transmisión, fineza, contraste, etc.). Un problema que se plantea en este montaje cuando se trabaja con filtros de orden de interferencia variable es que la longitud de onda de la señal registrada depende de la forma y de la posición de la región de emisión estudiada en el diafragma de entrada. Ello se debe a que es por lo general imposible preparar para la comparación un diafragma que dé una iluminación idéntica a la que produce la nebulosa.

El montaje en haz convergente tiene como primera ventaja la eliminación de ópticas intermedias. En este caso el étalon se ubica en el plano focal del telescopio, y es la pupila de entrada de éste lo que determina la convergencia de los haces que a él llegan. Dada la habitual pequeñez del étalon frente a la distancia focal del telescopio, las condiciones en que es iluminado cada punto del plano focal son iguales, eliminándose así las variaciones centro-borde de

la transmisión y el contraste. Un aspecto negativo, pero de relativamente poca importancia, de este montaje es que para ninguna dirección del cielo se trabaja con la transmisión máxima del filtro, pues para una radiación cualquiera la transmisión en un punto del filtro es un promedio sobre las distintas direcciones en que llega a éste la luz. En el caso de luz monocromática, esto equivale a

(1) Usamos indistintamente el término filtro o étalon para designar tanto un filtro interferencial como un étalon Perot-Fabry, pues éste también transmite (filtra) la luz incidente con un coeficiente variable según la longitud de onda.

diafragmar el telescopio dejando trabajar sólo aquellas partes de la pupila que corresponden a las direcciones de máxima transmisión del filtro para la longitud de onda considerada. La mayor eficiencia fotométrica monocromática se logra cuando el anillo de interferencia cubre la mayor extensión posible del telescopio. En el caso del continuo, siempre trabaja toda la pupila del telescopio. Una importante dificultad de este montaje es que cada elemento de superficie del filtro-etalon recibe luz proveniente de distintos puntos del cielo. Cada elemento del Perot-Fabry trabaja independientemente, y la existencia de defectos superficiales locales puede a veces impedir la comparación de las señales monocromáticas originadas en regiones vecinas del cielo.

El uso de filtros de estrecha banda pasante, con transmisiones del orden de 40% - 50% requiere, en cualquiera de los montajes, el empleo de ópticas de cámara muy luminosas de tubo de imágenes, o de receptores fotoeléctricos.

Una rápida comparación de las características principales de los distintos montajes nos permitirá decidir en cada caso cuál es el más apropiado para cada problema que se encare.

En cuanto se refiere al de la detección, lo más importante es disponer de un alto contraste de la emisión de línea sobre el fondo continuo, en toda la región investigada. Estos requerimientos son satisfechos montando el filtro en haz convergente (montaje b) y fotografiando el plano focal con una óptica muy luminosa. El contraste puede ser mayor si se usa una combinación filtro en haz convergente etalon de Perot-Fabry en haz paralelo (luego de un colimador).

burgo en 1964. Los dos autores mencionados en primer término aceptaron este encargo, dada la experiencia recogida en La Plata en la confección de catálogos.

El trabajo fue iniciado en 1967, gracias a un subsidio del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, y se halla bastante adelantado en la actualidad. Hasta el momento se han recorrido sistemáticamente unos 400 volúmenes de bibliografía astronómica posteriores al año 1949. Se han agregado 800 estrellas nuevas a las listas previas de 1088 estrellas, provenientes de 600 citas bibliográficas adicionales a las 942 contenidas en los catálogos anteriores. El trabajo progresa a un ritmo satisfactorio y se espera poder finalizar la tarea de catalogación durante el presente año.

Como es lógico han aparecido algunas dificultades, conectadas con la definición del objeto del catálogo y con la extensión de la bibliografía. Parece oportuno indicar aquí brevemente el carácter de las dificultades.

La mayor dificultad es delimitar el tipo de objetos que se incluirán en el catálogo. Merrill y Burwell en su catálogo habían impuesto la limitación que el tipo espectral fuera posterior a B0, para excluir estrellas O, Of y Wolf-Rayet que presentan normalmente emisiones. En cuanto a los tipos espectrales tardíos la limitación fue mucho menos precisa y encontramos objetos como Upsilon Sagittarii (A5p), Eta Carina (pec)), y objetos simbióticos. En años recientes la cuestión se ha complicado con muchos objetos de los cuales sólo se sabe que tienen emisión y se desconoce el tipo espectral y muy frecuentemente la posición exacta, ya que sólo se los ubica en cartas fotográficas que acompañan a los artículos en los cuales se anuncia el descubrimiento. Obviamente si se prosigue incluyendo todos estos objetos, el catálogo crecerá rápidamente, pero con información cada vez menos completa. En ausencia de posiciones y magnitudes es además muy difícil asegurar si un objeto dado no está listado en otra fuente con una nomenclatura distinta. Por todo esto hemos decidido cambiar el carácter del catálogo que contendrá sólo estrellas Be (más exactamente B0-A0) de las cuales se conozcan posiciones y tipos espectrales. Para las estrellas ya listadas por

Merrill que caen fuera de esta categoría, se sigue recopilando la bibliografía pero no se la publicará en el catálogo. La bibliografía no publicada será pasada a los Dres. McCarthy y Henize, que perfeccionan catálogos universales de objetos con líneas de emisión, los que serán publicados en su oportunidad. Si bien este procedimiento es poco satisfactorio porque indudablemente se perderá alguna información, es en cambio más consistente que el seguido hasta el momento.

La segunda dificultad se origina en la extensión de la bibliografía. Es un axioma que en información nunca se alcanza la completitud. La cuestión básica es más bien de cómo alcanzar el monto máximo de información con un monto razonable de trabajo. Dado que la información se halla diseminada en fuentes muy diversas, hay una cantidad de problemas prácticos de difícil solución, de los cuales presentaremos tres. Uno se presenta con los resúmenes de trabajos presentados a Asociaciones Científicas. A veces se publicaron después los trabajos completos, otras veces no; en ambos casos es a menudo difícil conocer la respuesta. Otra cuestión que se suscita concierne a los artículos de resumen y los libros de texto ¿vale la pena llenar las entradas del catálogo con citas de este tipo? la respuesta parecería ser negativa, pero a veces los autores aportan algo a la discusión, en cuyo caso naturalmente la cita debería ser incluida. Una tercera dificultad concierne a lo que se podría llamar completitud retrospectiva; si una estrella Be fue reconocida como tal en 1960, habría que recorrer toda la literatura para atrás a fin de compilar todos los datos. Esto llevaría obviamente a una tarea inacabable. Probablemente esto sea un argumento decisivo en favor de la idea de centralizar toda la información disponible sobre cada una de todas las estrellas en un único centro internacional de información. Esta idea ya ha sido discutida algunas veces, y es opinión de los autores que la cantidad de información disponible crece a tal velocidad que la idea del centro de datos terminará seguramente por imponerse. Si fuese así, el presente catálogo podría ser uno de los últimos catálogos bibliográficos que se publiquen.

A catalogue of Be stars, continuation of Merrill and Burwell's bibliography is reported to be under way. Up to now data for 800 new Be stars and 600 new papers have been listed. It is hoped that the catalogue can be finished in 1968 and published in 1969.

	Page
Mise au point:	
Fabry-Perot interferential technique. G. Carranza	8
Some problems associated with large scale galactic structure. F. Kerr.	12
Communications:	
Scorpii I and NGC 6231. L. A. Milone	14
The helium variable HD 125823. Jaschek's et al	17
The advantages of aplanatic reflectors with flat secondaries. J. Landi Dessy.	21
Search for very rapid variable stars. E. Hardy and E. Mendoza.	28
Systematic errors in the N 30 and FK 4. G. Carrasco and C. Loyola.	32
The effect of artificial dark cloud on mean star counts. H. Wilkens.	33
Changes in the activity of UV Ceti. W. Kunkel.	36
HD 82984, a new phosphor star. M. Jaschek and M.L.Aguilar.	36
Neutral Hydrogen in the Carina region. S.L. Garzoli	37
Studies of galactic arms at negative latitudes. D. Goniadzki and A. Jech.	38
Interferometry of M 83. G. Carranza.	38
Spectroscopic analysis of peculiar stars. IV: The strontium group. M. Jaschek and E. Brandi.	40
Observations of lunar occultations of the galactic center region in the OH and hydrogen lines. F. Kerr	42
Unstable groups of galaxies. J.L. Sérsic.	42
A numerical solution of Kepler's problem in universal variables. C.E. Zadunaisly and R.C. Blanchard.	47
The absorption in the continuous spectrum of the radio source 18SIA associated with the gaseous nebula NGC 6618. R. Quiroga.	48
R Coronae Australis. E. Mendoza, M. Jaschek and C.Jaschek.	49
Photometric observations of the total lunar eclipse of April 12/13, 1968. A. Feinstein, J.C. Muzzio, O. Ferrer,	



	109
	Page
L. García and H. Levato.	50
Galactic structure at low latitudes. E.R. Vieyra.	51
Measurements of position, size, and polarization of radio sources. F.R. Colomb.	53
Studies of A stars. I: Catalogue of spectral types and colours. A. Cowley, B. Cowley, M. Jaschek and C. Jaschek.	53
The light curve of $\iota$ Carina. A. Feinstein and J.C. Muzzio.	53
Four-colour photometry. H. Moreno.	54
The spectra of some Be stars. II. M. Jaschek, C. Jaschek and S. Malaroda.	55
Determination of 20 asteroid orbits with a I.B.M. 360 computer. R. Feralta, C. Torres and H. Wroblewski.	60
The Paschen jump in B stars. A.E. Rinpuelet.	62
Reddening effects in the transformation of colour systems. A. Gutierrez-Moreno and H. Moreno.	63
Irregularities in the rotation curve of the galaxy. R.A. Quiroga and C.M. Varsavsky.	64
Frequencies of G and A spectroscopic binaries. C. Jaschek and A. Gómez.	65
The high velocity hydrogen clouds considered as satellites of the galaxy. F. Kerr.	67
Optical identification of radio sources. E. Bajaja.	67
R-I photometry of Epsilon Coronae Australis. C.A. Hernández.	68
AG Tegasi. L. López and J. Sahade.	68
Radio emission associated with peculiar galaxies of the Arp Catalogue. R.F. Colomb and C.M. Varsavsky.	72
Critical discussion of accretion theory of Hoyle and Lyttleton. F. Cernuschi and F.R. Marsicano.	72
Relativistic stability. J.L. Sérsic.	76
Energy regularity of the Solar System and its possible origin. C.J. Lavagnino.	76
Significance of the quantity of motion of stars with dark companions. C.J. Lavagnino.	76

The spectrum of $\gamma_2$ Velorum, V.N. de Monteagudo and J. Sahade.	77
Preliminary Reports;	
Programs and experiences at "El Leoncito". J. A. Hughes	83
Interferometry of NGC 4945. G. Carranza.	90
Interferometric observations of southern galaxies. G. Carranza.	91
Experiences with the Sabattier effect. H. Dottori.	97
21-cm. observations in the region from galactic longitude 220° to 270° and latitude between -10° and -20°. E. Bajaja and R.F. Colomb.	100
Interferometric observations of the Large Magellanic Cloud. G. Carranza.	101
Interferometric observations of the southern Milky Way. G. Carranza and H. Dottori.	101
Studies of bright southern stars. M. Jäschek, C. Jäschek and W.A. Hiltner.	102
Velocity field in NGC 5128. G. Carranza and J.L. Sérsic.	102
Structures in low galactic latitudes. D. Goniadzki and A.E. Jech.	103
Photoelectric photometry of S Velorum. R.F. Sisteró.	103
Statistics of binary stars. O. Ferrer.	103
Catalogue of B stars with H emission. C. Jäschek, M. Jäschek and L. Ferrer.	104



