

2.17

**BOLETIN**  
DE LA  
**ASOCIACION ARGENTINA**  
DE  
**ASTRONOMIA**

Nº. 15

*único ejemplar*



**CORDOBA 1970**



**BOLETIN**  
DE LA  
**ASOCIACION ARGENTINA**  
DE  
**ASTRONOMIA**

Nº. 15

**CORDOBA 1970**

Los trabajos incluidos en este Boletín fueron presentados en la XV Reunión de la Asociación Argentina de Astronomía que se llevó a cabo en el Instituto Argentino de Radioastronomía los días 2, 3 y 4 de Octubre de 1969.  
La publicación de este Boletín ha sido posible gracias a un Subsidio (Nº 2243 c/69) del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

## COMUNICACIONES

### La Galaxia Peculiar IC 4662.

MIRIANI PASTORIZA

*IMAF y Observatorio Astronómico de Córdoba*

*Abstract:* The distribution of light in the Peculiar Galaxy IC 4662 has been studied by means of photographic photometry. From the relation of the intensities of the emission lines of the nuclear region has been estimated  $N_e = 5.8 \times 10^3$  and  $T_e = 15.000^\circ \text{K}$ . The curve  $V_r$  vs.  $R$  shows a velocity difference  $\Delta V = 100 \text{ km/sec}$  between the assymmetric arm and the nuclear region. Assuming this to be a pure rotation an estimate of the Keplerian Mass of the galaxy up to a radius  $R = 0.3 \text{ kpc}$  gives  $M = 7. \times 10^9$  solar masses. A different value has been obtained from the virial theorem  $M = 0.5 \times 10^9$  solar masses. For the adopted values  $M = 3 \times 10^9$  solar masses and  $M = -17$

we obtain  $\frac{M}{L} \sim 3$ . The small dimensions ( $1 \text{ kpc} \times 0.7 \text{ kpc}$ ) and the low luminosity show it to be a dwarf galaxy.

**Introducción:** IC 4662 (ver lámina Ia) es una galaxia peculiar en la cual es posible distinguir dos sistemas: una región que podría denominarse nuclear formada por dos condensaciones brillantes en donde se observan intensas líneas de emisión de recombinación del HI, HeI y líneas prohibidas del [OII], [OIII], [SII], [NII] y [NeIII]. Además un sistema "gaseoso" que envuelve al doble núcleo y se prolonga hacia el NE en un brazo, en el que se observan líneas de emisión de HI, [SII] y [OIII].

**Fotometría:** La construcción del mapa de isofotas que se ilustra en la fig. (1a) fue realizado en base a una placa 103a-0 mediante el método descrito por Sérsic<sup>(1)</sup>. En la curva  $\log S$  vs.  $m$  la pendiente de la parte lineal (correspondiente al doble núcleo) es aproximadamente igual a la unidad, apartándose de este valor para las áreas exteriores. El parámetro de forma  $q_n = 0.83$  sugiere una ley de luminosidad gaussiana (fig. 1b) con  $I(r) = I(0) \cdot \exp. [- (r/r_0)^2]$  con  $r_0 = 12''$ . Como este valor es mayor que el correspondiente a la distribución de luminosidad producida por la dispersión atmosférica en la imagen de una estrella, inferimos que la relación es real y corresponde fundamentalmente a la distribución de brillo del doble núcleo. También se obtuvieron isofotas Sabatier de la región central para ilustrar con mayor fidelidad la estructura peculiar del objeto (fig. 2).

**Espectroscopia:** Cinco espectros (ver lámina Ib) se obtuvieron en placas 103a-0 con diferentes ángulos

de posición con el Espectrógrafo Nebular y Tubo de Imágenes en el telescopio de 154 cm. de Bosque Alegre. Se emplearon dispersiones de 148 Å/mm y 74 Å/mm.

Como la imagen producida por el tubo es de color uniforme e independiente de la longitud de onda, para calibrar los espectros se usó un filtro que aproximase el color de la pantalla de fósforo. En la Tabla 1 figuran las líneas de emisión identificadas y las intensidades relativas haciendo  $I(H_\beta) = 100$ . Estos valores deben ser tomados con cuidado puesto que no han sido corregidos por la curva característica del fotocátodo.

Tabla 1

| Elemento | $\lambda$ | I/I(H <sub>β</sub> ) |
|----------|-----------|----------------------|
| OII      | 3727      | 199                  |
| OIII     | 3757-59   | 7                    |
| HI       | 3770      | 7                    |
| HI       | 3797      | 7                    |
| HI       | 3835      | 6                    |
| Ne III   | 3868      | 59                   |
| III      | 3888      | 22                   |
| HI       | 4101      | 13                   |
| III      | 4340      | 74                   |
| HI       | 4861      | 100                  |
| OIII     | 4958      | 306                  |
| OIII     | 5007      | 470                  |
| HeI      | 5875      | 2                    |
| NII      | 6548      | 1                    |
| HI       | 6562      | 322                  |
| NII      | 6583      | 13                   |
| HeI      | 6678      | 9                    |
| SII      | 6717      | 19                   |
| SII      | 6730      | 25                   |

Las líneas de emisión del HI, HeI, [OII] y [OIII] son particularmente intensas en la región nuclear y se hallan superpuestas a un débil continuo en donde se observan en absorción las líneas H y K del Ca II.

Como el valor observado de la relación de intensidades de las líneas del [SII] es  $\frac{I(6717)}{I(6730)} \sim 0.8$

adoptando una temperatura  $T_e = 15.000^\circ \text{K}$  se obtiene un valor de  $N_e = 5.8 \times 10^3$ . Usando las fórmulas de Wheedman<sup>(2)</sup> con un valor de  $T_e = 10.000^\circ \text{K}$  se obtiene

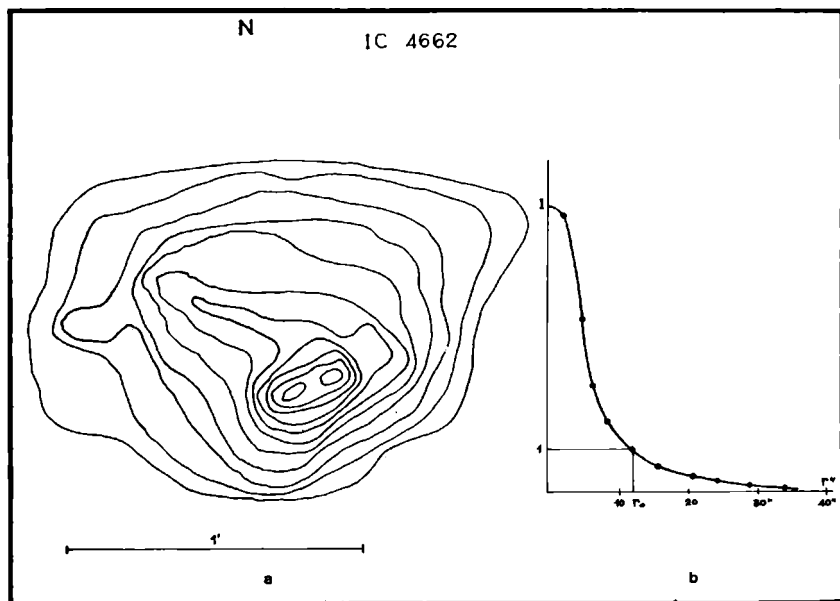


Fig. 1 IC 4662 - Distribución de brillo.

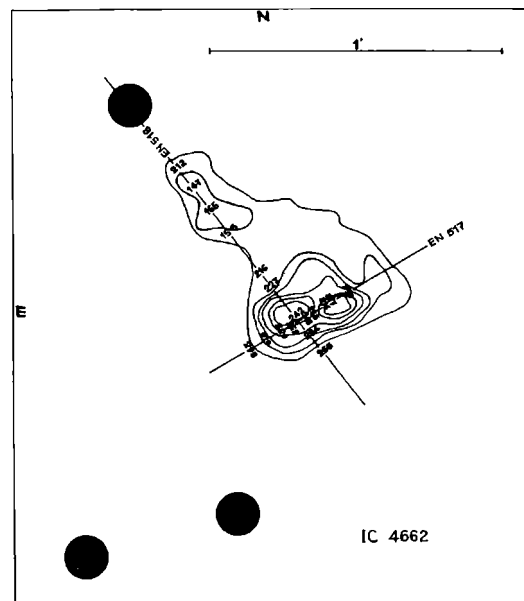


Fig. 2 IC 4662 - Distribución de brillo y de velocidades.

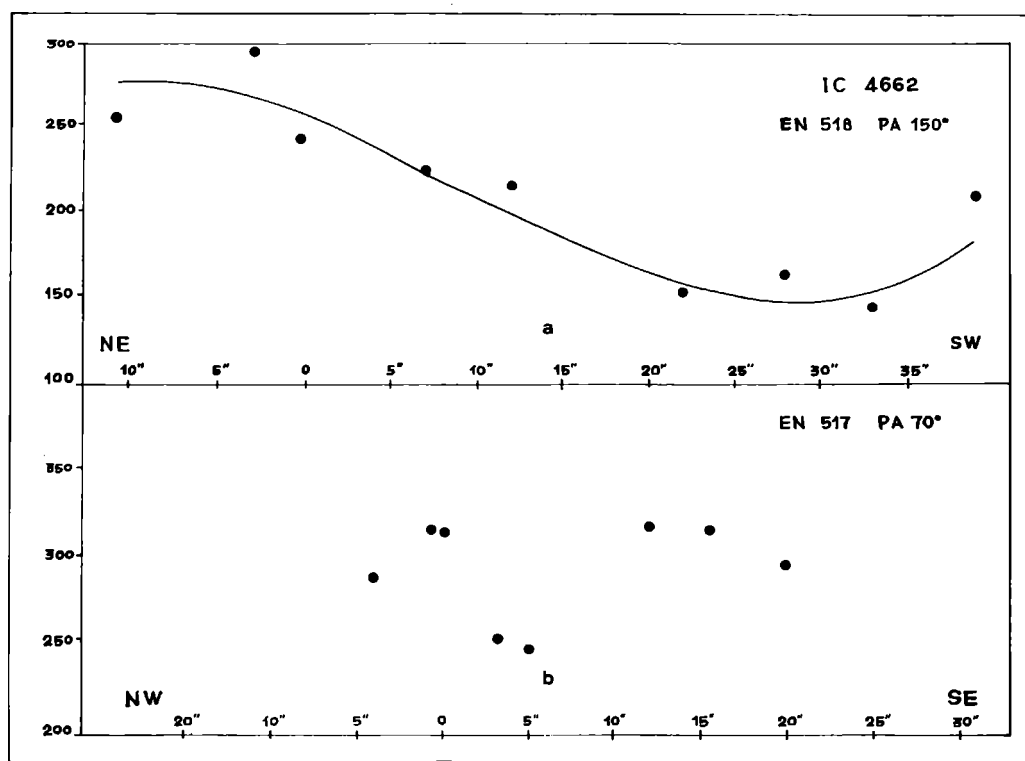
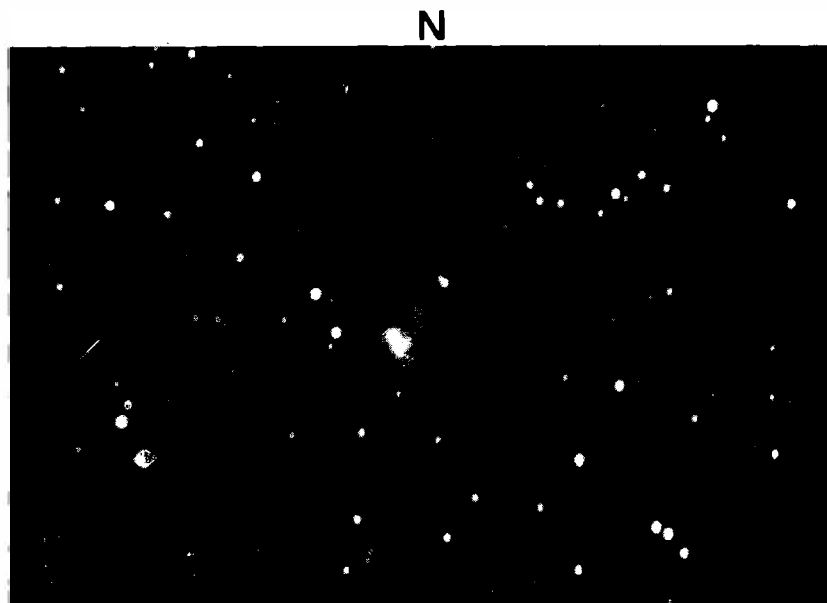
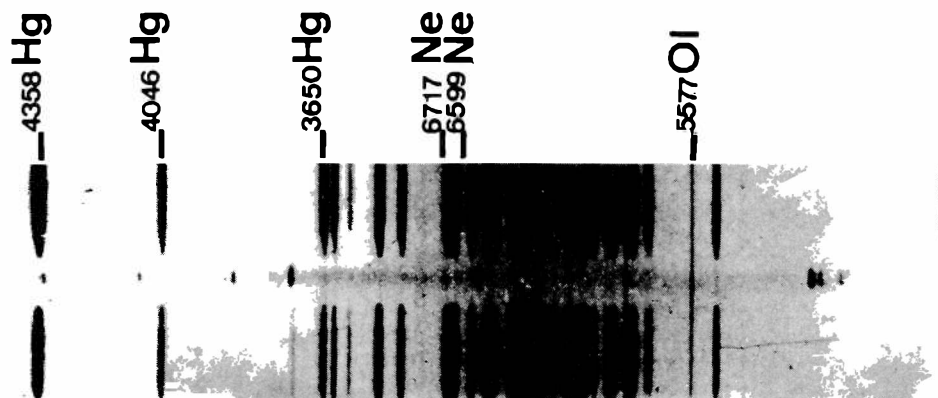


Fig. 3 IC 4662 - Curvas de rotación para PA 70° y para PA 150°.

Lámina I a, b  
IC 4662  
Pastoriza



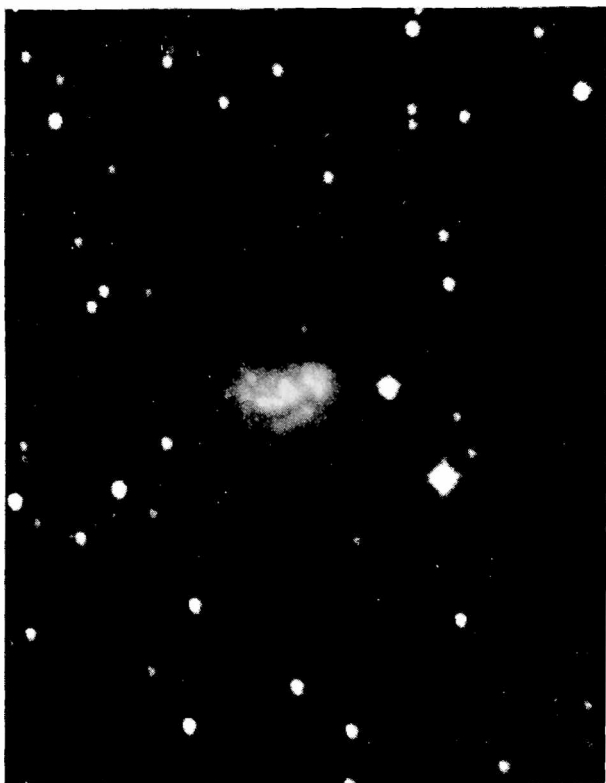
a - IC 4662 - Fotografía tomada en placa 103a-0 con el reflector de Bosque Alegre. N en la parte superior de la página.



b - IC 4662 - Espectro tomado sobre placa 103a-0. Dispersión 148 Å/mm.

Lámina II a, b, c,  
Galaxias Peculiares  
Agüero - Sérsic

Placas 103a - 0 con 30<sup>m</sup> de exposición, Telescopio de 154 cm. de  
Bosque Alegre. N hacia la parte superior de la página.



b - Agüero 37 - AR: 12<sup>h</sup> 35<sup>m</sup>.0, D: - 40° 15' .6 (1950,0).



a - Agüero 82 - AR: 23<sup>h</sup> 48<sup>m</sup>.4, D: - 41° 00' .0 (1950,0).



c - Agüero 5 - AR: 1<sup>h</sup> 16<sup>m</sup>.0, D: - 44° 57' .0 (1950,0).



encialmente el mismo resultado, lo cual indica que el valor de  $N_e$  no depende críticamente de  $T_e$ , pudiendo entonces usárselo con confianza para hacer estimas de  $T_e$  con los valores observados de la razón de intensidades de los siguientes pares de líneas de emisión:

$$\frac{I(6563)}{I(6584)} \sim 23 \quad \frac{I(4958 + 5007)}{I(3727)} \sim 3$$

$$\frac{I(4958 + 5007)}{I(3868)} \sim 0.08$$

resultando 18.000°K, 15.000°K, 13.000°K respectivamente. Para obtener estas estimaciones de  $T_e$  se usaron las tablas que dan la relación teórica de intensidades de esas líneas en función de  $T_e$  y  $N_e$  (3).

**Velocidad Radial y Masa:** Esta galaxia fue previamente observada por de Vaucouleurs quien midió la  $V_r$  (4) y la magnitud aparente integrada (5). Una posterior estima de  $V_r$  fue hecha por Carranza (6).

Dos de nuestros espectros, tomados en ángulos de posición 70° y 150° respectivamente fueron medidos en dos coordenadas y reducidos con un programa de cómputo ad hoc\*. Las velocidades radiales obtenidas están corregidas por curvatura de la ranura, reducidos al Sol y por rotación galáctica. La velocidad radial promedio  $V_r = 257$  km/s está de acuerdo con los valores previamente encontrados.

La fig. 2 muestra el mapa de isofotas Sabatier sobre el cual se han indicado los valores de  $V_r$  corregidos, según se dedujeran de las respectivas líneas de emisión en  $H_\alpha$ . En general los valores menores de la velocidad radial se encuentran sobre el brazo mientras que los mayores en la región del doble núcleo.

En la curva  $V_r$  vs.  $R$  correspondiente a PA 150° (fig. 3a) se aprecia una diferencia de velocidad radial de 100 km/s, mientras que para PA 70° (fig. 3b) se observa una mayor dispersión de las velocidades. Suponiendo que el brazo rota alrededor del núcleo con una velocidad de 100 km/s, adoptando un valor de la constante de Hubble de  $H = 100$  km/sec/Mpc. y con  $R = 0.3$  kpc se obtiene un valor de  $M = 7 \times 10^9$  masas solares usando la aproximación de Kepler. Otra estima de la masa se hizo por medio del Teorema del Virial,

suponiendo estable el sistema  $M = \frac{R}{G} \langle \Delta v \rangle^2$ . Usando unidades convenientes se encuentra un valor de  $M = 0.5 \times 10^9$  masas solares. Ambos valores son solo una grosera aproximación ya que la peculiar morfología del sistema no responde a un esquema tan simple como los supuestos.

**Conclusiones:** Adoptando un valor para la magnitud aparente integrada de  $m_i = 11.0$  (5) y un módulo de dis-

tancia de  $m_i - M = 28$  se obtiene una magnitud absoluta  $M = -17$ . Suponiendo que el valor de  $M = 3 \times 10^9$  masas solares la relación masa-luminosidad

$\frac{M}{L} \sim 3$  lo cual estaría de acuerdo con los valores encontrados para galaxias de alta emisividad (7). Los valores estimados de  $T_e$  y  $N_e$  sugieren moderadas condiciones de excitación en la región nuclear.

Finalmente el valor de la magnitud absoluta y las pequeñas dimensiones (1kpc  $\times$  0,7kpc) indican que IC 4962 es una galaxia enana.

1) Sérsic, J. L.; Atlas de Galaxias Australes, 1968.  
2) Wheedman, D.; PASP Vol. 80, N° 474, 1968.  
3) Itho y Kogure; Reprint N° 27, 1967. Kyoto University Dept. of Astronomy.  
4) de Vaucouleurs G. y A.; Radclif 1963.  
5) de Vaucouleurs, G. y A., Ap. J. Suppl. N° 74, 1963.  
6) Carranza, G., The Observatory, Vol. 87, N° 956, 1967.  
7) Sérsic, J. L., Pastoriza, M., y Carranza, G.; Astrophysical Letters Vol. 2, 1968.

- Estudio de Galaxias en el Palomar Sky Survey - Galaxias Peculiares.**
- ESTELA L. AGÜERO (\*)  
J. L. SÉRSIC
- Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires.

**Abstract:** Photographs of the Southern Extension of the Palomar Sky Survey were used for this work. A search for peculiar galaxies in the belt centered in Dec.  $-42^\circ$  yielded 118 objects, among them interacting pairs, groups of galaxies with uncommon features, and some dwarf galaxies. Some typical objects are shown.

Los objetos peculiares debido a sus características y propiedades tienen gran importancia en el estudio del origen y evolución de galaxias.

Siempre preocupó conocer cómo las galaxias se forman y evolucionan y qué relaciones existen entre los distintos tipos morfológicos. Para esto aún no existe una respuesta definitiva.

No se sabe si evolucionan de un tipo morfológico a otro, aunque esto quizá no sea lo más probable, o si nacen y evolucionan independiente y paralelamente, cada una en su tipo. De suceder lo primero, significaría que todas las galaxias pasan en sus primeras etapas por un estado de peculiares y si se da lo segundo, eso implicaría que las galaxias peculiares nacen y mueren como tales, es decir, son peculiares en sí.

Para tratar de resolver el problema, sería de gran utilidad conocer todo lo referente a ellas como sus masas, velocidades radiales, luminosidades intrínsecas, etc. En otras palabras, es necesario tener identificados el mayor número posible de estos objetos, y de ellos, la mayor información cuantitativa y cualitativa.

El trabajo se realizó utilizando fotografías de la ex-

\* Gentilmente elaborado por el Lic. J. Smith, de IMAF y procesado con computadora IBM 1130 de la Fábrica Militar de Aviones por gentileza de su Director. La autora expresa su reconocimiento a ambos.

(\*) Becaria Interna 1969.

tensión austral del Palomar Sky Survey. La franja completa en ascensión recta centrada en  $-42^\circ$  fue estudiada cuidadosamente y en forma metódica, en busca de galaxias peculiares.

Se encontraron 118 objetos entre los que se cuentan pares interactuantes y grupos pequeños de galaxias con alguna particularidad interesante, fuera de lo común, como así también algunas galaxias enanas.

De todos estos objetos se hizo una selección de 84, que por sus características muy anormales puede decirse que son los más notables. Para ellos se calcularon las coordenadas 1950.0 por el método diferencial usando estrellas conocidas y se midieron en minutos de arco los diámetros mayor y menor. Fueron estimadas además, sus magnitudes fotográficas, con un error de más o menos media magnitud.

Todas las galaxias seleccionadas fueron copiadas una a una del Atlas del Palomar y ampliadas diez veces. Con este material, se procedió a hacer una ficha de cada objeto donde figura su descripción, señalándose las características más importantes, sus dimensiones, coordenadas y magnitud fotográfica, y en caso de estar ya catalogado, su designación.

En un apéndice se incluyeron los restantes 34 objetos de apariencia peculiar menos notoria. Como de estas galaxias no se tienen ampliaciones y en el original las dimensiones son muy pequeñas y el grado de resolución es muy bajo, no se puede tener como antes la certeza de que se trata realmente de objetos peculiares.

Al hacer la selección de galaxias ya mencionada fueron consideradas como peculiares todas aquellas que presentaran un pequeño o gran detalle que las alejara de la normalidad. Por eso, además de ver si los subsistemas no eran concéntricos o coplanares, se analizó la simetría de los mismos y la posible interacción que pudiera haber entre ellos, como así también la influencia de otras galaxias si el objeto forma parte de grupo o par.

Entre las muchas características por las cuales una galaxia se clasificó como peculiar, pueden mencionarse una masa fragmentada, ets o colas, núcleo estrangulado con apariencia de fisión, absorción interior, brazos amorfos asimétricos o más de dos.

En lo referente a pares de galaxias, se los ha considerado interactuantes sólo cuando presentaban una clara evidencia de ello, por ejemplo una "atmósfera común" o una extensión o filamento que relacionara al par.

En las fotografías (lámina II) se pueden apreciar algunos de los casos citados.

De todos los objetos mencionados, se da a continuación la lista de aquéllos que ya han sido estudiados o se están estudiando, en el Departamento de Galaxias del Observatorio Astronómico, Córdoba.

1950.0

| Nº | A R                               | D                |
|----|-----------------------------------|------------------|
| 1  | 0 <sup>h</sup> 03 <sup>m</sup> .8 | $-41^\circ 45'0$ |
| 2  | 0 04 7                            | $-41 37 5$       |

|    |         |          |
|----|---------|----------|
| 5  | 1 16 0  | -44 57 0 |
| 6  | 1 17 7  | -41 28 0 |
| 11 | 2 17 9  | -41 39 0 |
| 12 | 2 23 1  | -40 41 0 |
| 13 | 2 44 1  | -38 42 0 |
| 27 | 10 04 7 | -41 05 8 |
| 28 | 10 26 7 | -39 47 3 |
| 35 | 12 18 9 | -39 30 9 |
| 36 | 12 19 3 | -43 05 0 |
| 37 | 12 35 0 | -40 15 6 |
| 38 | 12 41 9 | -40 25 5 |
| 39 | 12 44 5 | -39 16 3 |
| 40 | 12 50 4 | -41 20 4 |
| 45 | 13 11 8 | -42 24 5 |
| 46 | 13 17 7 | -43 26 2 |
| 50 | 14 54 5 | -42 56 1 |
| 51 | 15 15 9 | -41 02 2 |
| 52 | 18 29 4 | -41 32 0 |
| 53 | 18 42 0 | -39 13 3 |
| 60 | 20 15 1 | -39 28 2 |
| 61 | 20 19 0 | -42 02 7 |
| 62 | 20 19 0 | -39 25 0 |
| 66 | 21 13 6 | -42 28 8 |
| 70 | 21 28 5 | -43 04 6 |
| 71 | 21 31 4 | -41 02 3 |
| 80 | 23 06 0 | -41 36 6 |
| 82 | 23 48 4 | -41 00 0 |
| 83 | 23 50 9 | -41 06 0 |

El presente trabajo, desarrollado gracias a una beca del CNICT, fue sugerido y es dirigido por el Dr. J. L. Sérsic. Agradezco a los Dres. U. Cesco y C. Smith y al Sr. G. Samuel del Observatorio de El Leoncito (Estación Austral Yale-Columbia) por su valiosa y deferente ayuda en el uso del doble astrógrafo.

- Arp, H., "Atlas of Peculiar Galaxies", Ap. J. Suppl. Nº 123, 14, 1966.
- Vorontsov-Veliaminov, B. and Krsnogorkaya, A.; "Morphological Catalogue of Galaxies" Part I, (Moscow State University, 1968).
- Sandage, A. R.; "Hubble Atlas of Galaxies", Carnegie Institution of Washington, D. C. 1961.
- Sérsic, J. L.; "Atlas de Galaxias Australes", Univ. Nac. Córdoba, 1968.

#### Velocities of the stellar component of NGC 5128.

J. L. SÉRSIC

Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba

*Abstract:* Evidence of complex motions in the stellar component of NGC 5128 have been found in several well exposed spectra. It is discussed also the motion of the gas component on basis to both, interferograms and spectra. Extensive accounts of the results have been given in the literature.

- J. L. Sérsic and G. Carranza; Inf. Bull. South Hemisphere Nº 14, April 1969, p. 32.
- J. L. Sérsic; Nature 224, p. 253, 1969.

## The velocity field of NGC 5253.

J. L. SÉRSIC AND M. PASTORIZA

*Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires  
Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba.*

*Abstract:* The rotation curve of this galaxy suggests a mass of  $2.5 \times 10^9$  suns and a mass luminosity ratio of 2.5. The nuclear region evidences turbulence. The spectrum clearly discard suggestions of other authors about Seyfert character.

## Ultraviolet excess in peculiar galaxies.

H. GEROLA AND L. COSCIA

*Dto. de Física - Facultad de Ciencias Exactas y Naturales  
Universidad de Buenos Aires*

*Abstract:* The two colour diagram for the continuum of the Seyfert galaxies has been calculated with a two component model: a stellar component identical to that of the giant elliptical galaxies and the radiation of a gaseous component excited by thermal collisions. It is found that the continuum of several of the Seyfert galaxies (NGC 4151, 3C 120 and NGC 3516) fall in this region of the diagram. For NGC 4151 the observed continuum variations would indicate that the emission is purely thermal.

## INFORMES DE TRABAJO

### Observaciones Interferenciales de la Vía Láctea Austral entre Carena y Monoceros.

HORACIO A. DOTTORI\* - GUSTAVO CARRANZA

*Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires*

Durante el verano 1968-69 se continuó la observación de la Vía Láctea Austral utilizando un instrumento F/5 de 2.5 cm de abertura. La selección de radiaciones se efectuó por medio de un filtro interferencial Grubb-Parsons de 15 Å de banda pasante centrado, para haces F/5, en  $\lambda$  6563 Å. El campo que puede ser observado con este instrumento es de  $23^\circ$ , de los cuales aproximadamente los 16 centrales no manifiestan variaciones muy notables en la transmisión de  $H_\alpha$ .

Las exposiciones fueron todas de  $3^h$  sobre placa 103a-E con preexposición, y las comparaciones se realizaron en placa 103a-D con filtro RG 12. Los centros de los distintos campos observados están separados entre sí  $10^\circ$ , para

(\*) Becario Interno 1969.

asegurar una buena cobertura de la zona estudiada.

Este programa, comenzado en 1968, está en estrecha relación con otro que utilizando idénticas condiciones instrumentales se está desarrollando en Francia. El total del material permitirá construir una carta global de la emisión de la Vía Láctea, y un catálogo de sus regiones emisivas. Esta tarea ya se ha completado para la zona entre Carena y Aguila y está en ejecución para la región entre Carena y Monoceros.

### Clasificación de Galaxias de acuerdo a las intensidades relativas de las líneas de emisión.

MIRIANI PASTORIZA

*IMAF y Observatorio Astronómico de Córdoba*

Si se supone que el espectro de emisión del núcleo de las galaxias es producido por excitación de tipo colisional, las diferentes líneas de emisión y sus diferencias de intensidades relativas explicarían o pondrían en evidencia diferentes estados físicos del gas ionizado en el interior de los mismos. Sumiko Itoh y Tomokagu Kogure en su trabajo "Collisional Emission Spectra and Ionized Gases in Nuclei of Galaxies" (1) calculan teóricamente la variación de intensidades relativas de ciertas líneas de emisión usando como parámetros la densidad y temperatura electrónica.

En base a este trabajo es posible agrupar las galaxias de acuerdo a las intensidades relativas de las líneas de emisión y hacer corresponder dichos grupos con los calculados teóricamente, suponiendo que el proceso de excitación es puramente colisional, de la siguiente manera:

|          | Líneas observadas                          | Tipo de espectro colisional teórico |
|----------|--|-------------------------------------|
| Grupo 1) | [OII]                                      | O                                   |
| Grupo 2) | [OII] $\cong$ [NII]<br>[OII] $\cong$ [NII] | ON                                  |
| Grupo 3) | [OII] > [NII] > $H_\alpha$                 | ONB                                 |
|          | [OII] $\cong$ [NII] $\sim H_\alpha$        | B o BN                              |
|          | [OII] $\cong$ [NII] < $H_\alpha$           | B o BN                              |
|          | [OII] $\sim H_\alpha \sim$ NII             | OBN                                 |
|          | [OIII] $\cong$ [OII] $\cong$ OI            | HBON                                |
|          | $H_\alpha \cong$ [OII] $\cong$ [NII]       |                                     |
| Grupo 4) | [OII] $\cong$ [OIII] > OI                  | OBN                                 |
|          | [OII] $\cong H_\alpha \cong$ [NII]         |                                     |
|          | [NII] $\cong H_\alpha$                     | B o BN                              |
|          | [NII] $\cong H_\alpha$                     | BN                                  |

Las galaxias que figuran en la lista I fueron clasificadas de acuerdo a este esquema y posteriormente agrupadas de acuerdo al tipo morfológico.

| T.M.                             | NGC. | Líneas de Emisión                                    | H $\alpha$<br>[NII] | [OIII]<br>[OII] | [NII]<br>[OII] | Grupo  |
|----------------------------------|------|--|---------------------|-----------------|----------------|--------|
| SA0                              | 4710 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
| SA0/a                            | 7013 | H $\alpha$ , [OII]                                   | -                   | -               | -              | B o BN |
| SA0p                             | 7135 | H $\alpha$ , [NII], [OII], [OIII], H $\beta$ , [SII] | $\geq 1$            | $> 3$           | $\geq 3$       | EBNO   |
| SB0/a                            | 4691 | H $\alpha$ , [NII], H $\beta$ , [SII], [OIII], [OII] | $> 3$               | $> 1$           | $\geq 3$       | EBON   |
| S0                               | 7465 | H $\alpha$ , [NII], [OII], H $\beta$ , [SII], [OII]  | $\geq 1$            | $> 1$           | = 1            | EBON   |
| SA <sub>b</sub> +bc              | 470  | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 3$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 1309 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 3021 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 4041 | H $\alpha$ , [NII], H $\beta$                        | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 4939 | H $\alpha$ , [NII], [OII], [SII], [OII]              | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 7537 | H $\alpha$ , [NII], [SII]                            | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
| SA <sub>c</sub> +cd              | 24   | H $\alpha$ , [OII]                                   | -                   | -               | -              | B o BN |
|                                  | 1035 | H $\alpha$ , [OII]                                   | $\geq 3$            | -               | $\geq 1$       | -      |
|                                  | 1058 | H $\alpha$ , [OII], [NII]                            | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 2541 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 3$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 2742 | H $\alpha$   | $\geq 3$            | -               | -              | -      |
|                                  | 3511 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 3$            | -               | $\geq 1$       | -      |
|                                  | 4632 | H $\alpha$ , [OII], [NII]                            | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 6106 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 3$            | -               | -              | -      |
|                                  | 7721 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 1$            | -               | -              | -      |
| SA <sub>d</sub> +m               | 300  | H $\alpha$ , [OIII], H $\beta$                       | -                   | -               | -              | -      |
| SA <sub>B</sub> <sub>b</sub> +bc | 1255 | H $\alpha$   | -                   | -               | -              | -      |
|                                  | 1421 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $> 1$               | -               | -              | -      |
|                                  | 4051 | H $\alpha$ , [NII], [OIII], H $\beta$                | $> 1$               | -               | -              | B o BN |
| SA <sub>B</sub> <sub>bc</sub>    | 4258 | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , [OII] | $\geq 1$            | $> 1$           | = 1            | HB o N |
|                                  | 7309 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 7314 | H $\alpha$ , [NII]                                   | $> 1$               | -               | -              | B o BN |
|                                  | 7339 | H $\alpha$   | -                   | -               | -              | -      |
| SA <sub>B</sub> <sub>o</sub> +cd | 95   | H $\alpha$   | -                   | -               | -              | -      |
|                                  | 5236 | H $\alpha$ , [SII], [NII], [OII]                     | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
| SA <sub>B</sub> <sub>a</sub> +ab | 1022 | H $\alpha$ , [NII], [SII]                            | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
|                                  | 5915 | H $\alpha$ , [NII], H $\beta$ , [OIII], [OII]        | $> 1$               | $< 1$           | = 1            | EBON   |
|                                  | 6835 | H $\alpha$ , [NII], [SII]                            | $\geq 1$            | -               | -              | B o BN |
| SA <sub>B</sub> <sub>b</sub> +bc | 4593 | H $\alpha$ , [OII], H $\beta$ , [OIII]               | -                   | $< 1$           | -              | OBN    |
|                                  | 5792 | H $\alpha$ , [NII], [SII]                            | $> 1$               | -               | -              | B o BN |

| T.M.                | NGC.   | Líneas de Emisión   | H $\alpha$<br>[NII] | [OIII]<br>[OII] | [NII]<br>[OII] | Grupo  |
|---------------------|--------|---|---------------------|-----------------|----------------|--------|
| SB <sub>o</sub> +cd | 1784   | H $\alpha$  | $\geq 3$            | -               | $\leq 1$       | -      |
|                     | 3044   | H $\alpha$ , [NII], H $\beta$ , [OII], [SII]  | $\geq 3$            | -               | $\leq 1$       | B o BN |
|                     | 3187   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , [OII], H $\gamma$                                  | $\geq 3$            | $< 1$           | $\geq 1$       | B o BN |
|                     | 3206   | H $\alpha$ , H $\beta$ , [OII], [OIII], [SII]   | $\geq 3$            | $< 1$           | $\leq 1$       | B o BN |
|                     | 7741   | H $\alpha$ , [NII]  | $> 1$               | -               | -              | B o BN |
| SB <sub>d</sub> +m  | 55     | H $\alpha$ , [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII], [SII], [NII] deb.                            | $\geq 3$            | 1               | $< 3$          | EBON   |
|                     | 145    | H $\alpha$ , [NII], [OII]   | $> 3$               | -               | $\geq 1$       | B o BN |
|                     | 1507   | H $\alpha$ , [NII], [OII], H $\beta$ , [OII], [SII]   | $> 3$               | $\geq 1$        | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 1614   | H $\alpha$ , [NII], [OII]   | = 1                 | -               | $\leq 1$       | B o BN |
|                     | 2188   | H $\alpha$ , [NII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII]  | $> 3$               | -               | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 2793   | H $\alpha$ , [OII], [NII], [OIII], H $\beta$  | $> 3$               | -               | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 4027   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OII]  | $\geq 1$            | -               | $> 1$          | B o BN |
|                     | 4496   | H $\alpha$ , [NII]  | -                   | -               | -              | -      |
|                     | 4618   | H $\alpha$ , [NII], [OIII], [OII], H $\beta$  | $> 3$               | $< 1$           | $\leq 1$       | OBN    |
|                     | 4631   | H $\alpha$ , [NII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII]  | $\geq 3$            | $\leq 1$        | -              | EBON   |
|                     | 5665   | H $\alpha$ , [NII], [SII], H $\beta$  | $> 1$               | -               | -              | B o BN |
| Irregular           | 2366   | H $\alpha$ , [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII], H $\delta$ , He, [NeIII]                     | $\geq 3$            | $> 1$           | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 4532   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , [OII]  | $\geq 3$            | $\leq 1$        | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 6822   | H $\alpha$ , [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$   | -                   | $\geq 1$        | -              | EBON   |
|                     | 3448   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII], [NeII]                         | $> 3$               | $> 1$           | $\leq 1$       | EBON   |
| Peo.                | 1741   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII], H $\delta$ , He + [NeIII], HeI | $> 3$               | $\geq 1$        | $\leq 1$       | EBON   |
| Sp.                 | 3690   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII], HeI                            | $\geq 1$            | $\leq 1$        | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | 6052   | H $\alpha$ , [NII], [SII], [OIII], H $\beta$ , H $\gamma$ , H $\delta$ , [OII], HeI               | $> 1$               | $\leq 1$        | $\leq 1$       | EBON   |
|                     | IC 694 | H $\alpha$ , [NII], H $\beta$ , H $\gamma$ , [OII] deb., [OIII], [SII]                            | 1                   | 1               | 1              | EBON   |

TABLA I

Si se analiza cuidadosamente esta reclasificación se notará que comparando las galaxias espirales normales y barreadas teniendo en cuenta el grado de concentración, estas últimas parecieran poseer mayor número de líneas de emisión y por lo tanto mayor excitación en su espectro. Este resultado debe ser tomado con cautela

puesto que podría estar presente un efecto de selección ya que el número de galaxias pese a no ser pequeño no incluye las galaxias brillantes del Hemisferio Sur, trabajo que en este momento se está llevando a cabo.

1) Itho y Kogure; Reprint N° 27, 1967. Kyoto University Dept of Astronomy.

# RADIOASTRONOMIA

## COMUNICACIONES

### Búsqueda de una nube intergaláctica en Microscopio en 21-cm.

W. G. L. PÖPPEL

*Instituto Argentino de Radioastronomía*

*Abstract:* The region in Microscopium in which Hoffmeister found an intergalactic absorption cloud was studied in 21 cm. No correlation has been found between these HI observations and those of Hoffmeister. As the paper will be published elsewhere we give here only a synthesis.

Se estudió una zona de Microscopio en 21-cm, en la cual Hoffmeister (1963a,b) descubriera una extensa nube de absorción con la notable particularidad de ser extragaláctica.

Las observaciones fueron hechas en dos series con el radiotelescopio de Parque Pereyra operado por la Carnegie Institution de Washington y el I.A.R. En la primera serie (octubre 1966-febrero 1967) se delimitó una red rectangular en coordenadas ecuatoriales en el rango  $305^\circ < AR < 317^\circ$  y  $-45^\circ < D < -37^\circ$ . En bajas velocidades ( $-100$  a  $+120$  km/s) se observaron 51 puntos obteniéndose 175 perfiles de 16<sup>m</sup> netos de observación cada uno. Los perfiles presentan siempre un solo pico simple, centrado cerca de  $v=0$  y con una temperatura de pico que oscila entre 6 y 10°K, aunque hay una zona marginal hacia el NO, fuera de la nube, en la que presentaban temperaturas de hasta 23°K. No se encontró correlación entre estas observaciones y las ópticas. Una extensión a altas velocidades se hizo para 35 puntos ( $-260 < v < +320$  km/s), obteniéndose 105 perfiles sin detectar hidrógeno dentro del ruido medio que caracteriza a las observaciones. Este se estima en 3°K.

En la segunda serie (setiembre 1967-febrero 1968, complementada en marzo y abril 1969), se ampliaron las observaciones mediante un equipo más sensible. En bajas velocidades ( $-100$  a  $+100$  km/s) esta vez se observaron 130 puntos, obteniéndose 872 perfiles, ahora con un tiempo medio de observación de 7.5 minutos cada uno. El ruido total medio para cada punto resultó ser 0.7°K. Las características generales de estas observaciones son similares a las anteriores. Graficando diversas propiedades de estos perfiles (temperatura pico, ancho mitad, área total encerrada, ancho a 5°K) en un

mapa AR,D conjuntamente con el esquema de Hoffmeister, se llegó a la conclusión que no había correlación alguna entre las observaciones ópticas y radioastronómicas. En altas velocidades se eligieron tres puntos extendiendo las observaciones a un rango de  $-400$  a  $+400$  km/s. Se obtuvieron 57 perfiles sin detectar hidrógeno. El ruido medio de estas observaciones se estima inferior a 1°K.

La conclusión final es que no ha podido establecerse correlación alguna entre los límites bosquejados por Hoffmeister y nuestros perfiles de H dentro de las posibilidades de nuestro receptor. Cabrían entonces aparentemente cuatro posibilidades:

a) Que el hidrógeno observado sea por ejemplo local y no pertenezca a la nube y que en ésta no haya hidrógeno atómico. En ese caso el límite instrumental para la temperatura debida a la nube se estima en 0.7°K en el rango  $-400$  a  $+400$  km/s.

b) Que el hidrógeno observado pertenezca predominantemente a la nube y tenga una distribución totalmente diferente a la óptica, e inclusive muchísimo más extensa. La nube tendría entonces que hallarse muy cercana, dentro del sistema local. Cabe agregar que, por falta de placas, Hoffmeister hizo notar que eventualmente la nube podría estar más extendida hacia el E y NE que lo que aparece en su bosquejo.

c) Que el hidrógeno de la nube esté enmascarado dentro de los perfiles observados debido al hidrógeno de otras fuentes y que por ello no sea posible detectar correlación con la distribución óptica. Esta alternativa es plausible dado el ancho de los perfiles y que  $l \sim 0^\circ$ .

d) Que la nube tenga una velocidad tal que escape al rango observado. Ello implicaría  $|v| > 400$  km/s, lo cual es poco plausible, dado que por su forma y extensión, su distancia sería comparable —según Hoffmeister— con la de las nubes de Magallanes.

— Hoffmeister, C., A.N. 287, 55, 1962<sup>a</sup>.

— Hoffmeister, C., Z. für Astrophys, 55, 46 1962<sup>b</sup>.

**La distribución de hidrógeno neutro en una región de Taurus. Observaciones de alta resolución.**

**Abstract:** The variation of hydrogen density in an area in Taurus is compared with Mc Cuskey's optical absorption measurements. Results are different from those found in a region studied by Bok. Such a difference is probably due to a decrease in atomic hydrogen density related with grain density. 21 cm observations were made with the 300 ft radiotelescope at NRAO, USA.

Con el Radiotelescopio de 300 pies del National Radio Astronomy Observatory de los EE. UU. se midieron más de 10.000 perfiles de la línea de 21 cm del hidrógeno atómico en una región de Taurus de 150 grados cuadrados centrada en AR = 4<sup>h</sup> 30<sup>m</sup>, D = 27°, cdn el objeto de buscar una correlación entre las medidas ópticas y de radio.

Se comparó la variación de la densidad de hidrógeno atómico con las mediciones ópticas de Mc Cuskey. Se obtiene un decremento de la densidad con el oscurecimiento de  $1,6 \times 10^{20}$  átomos  $\text{cm}^{-2} \text{mag}^{-1}$ . En un área de 8 grados cuadrados estudiada por Bok se observa un aumento de  $0,4 \times 10^{20}$  átomos  $\text{cm}^{-2} \text{mag}^{-1}$ .

La diferencia entre estos resultados puede deberse a la diferencia entre los métodos utilizados para el análisis en cada caso. La estimación de los errores cometidos en ambos métodos, nos lleva a dar preferencia al primer resultado. En ese caso nos sentiríamos justificados de decir que en Taurus, a medida que la densidad de granos aumenta, la densidad de hidrógeno atómico o bien permanece constante o decrece suavemente.

Esto probablemente signifique que a medida que la densidad en una nube de gas y polvo crece, el hidrógeno atómico se transforma en molecular, de forma tal que, en una nube densa podemos esperar encontrar hidrógeno atómico y molecular en cantidades apreciables.

**Observación de una concentración peculiar de Hidrógeno Neutro.**

ESTEBAN BAJAJA — FERNANDO R. COLOMB

*Instituto Argentino de Radioastronomía*

**Abstract:** Observations were made of a HI cloud at  $l = 280$ ,  $b = -18$ , with a center of mass velocity  $-30 \text{ km/sec}$ . The velocity distribution along the cloud varies continuously from  $-20$  to  $-40$ , showing definite subconcentrations. Isophoties of peak intensities and charts of  $N_H$  distribution are given for some velocity ranges. Possible interpretations are discussed.

Las observaciones del presente trabajo fueron obtenidos con el radiotelescopio del Instituto Argentino de Radioastronomía.

La concentración se encontró durante las observaciones que estamos realizando para un atlas general en una región comprendida entre  $220^\circ < l < 330^\circ$  y  $-30^\circ$

$< b < -15^\circ$ .

En  $l = 280^\circ$  y  $b = -18^\circ$  apareció una fuerte emisión de hidrógeno con una temperatura pico de aproximadamente  $20^\circ\text{K}$ , ancho medio  $6 \text{ Km/s}$ . y velocidad  $-30 \text{ Km/s}$ . Alrededor de 200 puntos fueron observados en la zona con una separación de  $1^\circ$ .

Cada perfil fue descompuesto en gaussianas para poder así abstraer la contribución del hidrógeno local ( $v \sim 0 \text{ Km/s}$ ). De esta forma se obtuvieron las temperaturas pico, dispersiones y velocidades. En muchos casos varias velocidades eran vistas simultáneamente, distribuidas entre  $-10$  y  $-50 \text{ Km/s}$ .

En las figs. 1 y 2 pueden verse isofotas para el rango de velocidades  $-26 > v > -36$  y  $v < -36 \text{ Km/s}$ .

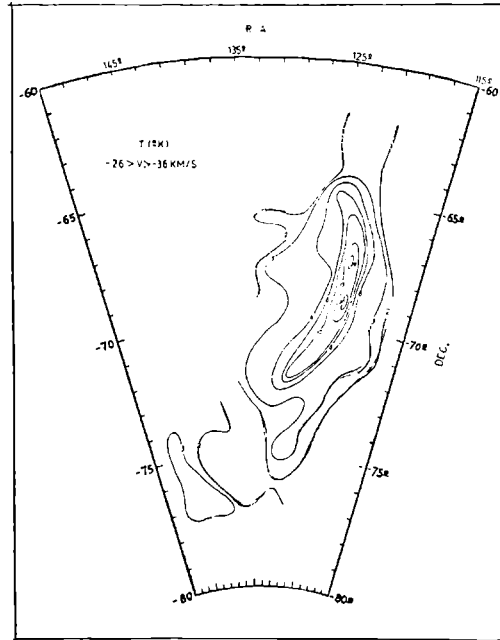


Fig. 1 — Isofotas para  $-26 \frac{\text{km}}{\text{sec}} > v > -36 \frac{\text{km}}{\text{sec}}$

Las velocidades de esta nube son prohibidas en el modelo de Schmidt. Debido a esto la distancia no puede ser estudiada, lo mismo que la dimensión y masa de la nube. La Tabla 1 muestra, para varias distancias  $r$ , la distancia al plano galáctico  $Z$ , la distancia al centro galáctico  $R$ , dimensiones  $L_1 \times L_2$  y masa  $M$ .

TABLA I

| $r$ | $Z$  | $R$  | $L_1 \times L_2$ | $M$               |
|-----|------|------|------------------|-------------------|
| Kpc | Kpc  | Kpc  | Kpc x Kpc        | $M_\odot$         |
| 0.1 | 0.03 | 10   | 0.009 x 0.026    | $2.6 \times 10^2$ |
| 1   | 0.3  | 9.8  | 0.087 x 0.262    | $2.6 \times 10^4$ |
| 10  | 3.1  | 12.4 | 0.87 x 2.62      | $2.6 \times 10^6$ |
| 50  | 15.4 | 49   | 4.35 x 12.1      | $6.5 \times 10^7$ |
| 100 | 30.9 | 93.7 | 8.7 x 26.2       | $2.6 \times 10^8$ |

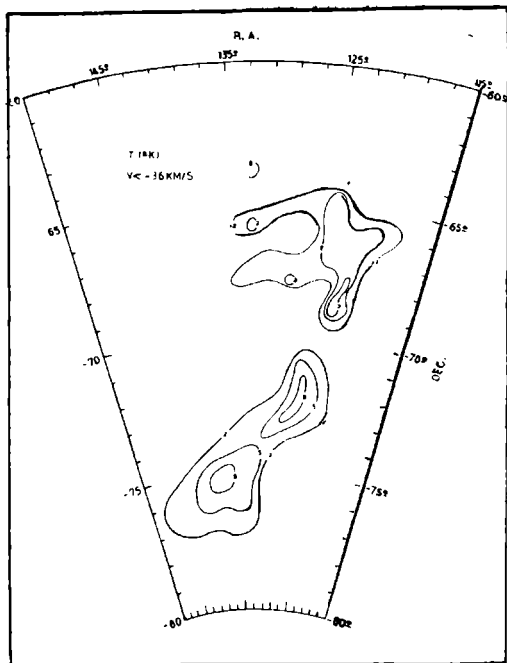


Fig. 2 — Isofotas para  $V < -36 \frac{\text{km}}{\text{dec}}$

El análisis de la distribución de velocidades a lo largo del eje de la nube muestra una variación continua de  $-20$  a  $-40$  Km/s.

Dos interpretaciones son posibles para esta característica.

Si la variación de la velocidad es debida al efecto de la variación del ángulo de la visual con respecto a la velocidad real del centro de masa, este ángulo sería de  $70^\circ$  y el valor absoluto de dicha velocidad sería de  $90$  Km/s.

La otra posible interpretación es la de una nube en rotación. Las derivaciones de esta suposición dependen fuertemente de la distancia por lo que no serán consideradas aquí, ya que no se ha tenido ningún indicio que permita estimarla.

## INFORME DE TRABAJO

### Espectros de absorción en la línea de $21$ cm., de Radiofuentes Galácticas.

RAMÓN QUIROGA Y HORACIO FERNÁNDEZ GIANOTTI

*Instituto Argentino de Radioastronomía*

En un programa de observaciones de regiones H II (radiofuentes) en la línea de  $21$  cm., se obtuvieron resultados en absorción satisfactorios solamente en seis radiofuentes de aproximadamente veinte propuestas: RCW 49, RCW 57(b), RCW 38, RCW 74, NGC 6357, M 16. Las cuatro primeras son estudiadas aquí por primera vez, mientras que las dos últimas ya han sido observadas por Clark (1965).

El método utilizado consiste en observar primero puntos situados a  $1^\circ$  de la dirección de la fuente (perfil esperado) y luego observar en la dirección de la fuente (perfil absorbido) (Fig. 1).

La diferencia punto a punto de los perfiles nos da el espectro de absorción (Fig. N° 2) que en abscisas es:

$$T_b = T_a \exp(-t(v))$$

donde  $T_a$  es la temperatura medida en el continuo de la fuente y  $t(v)$  la profundidad óptica de hidrógeno en dirección de la fuente.

Con los datos experimentales y el modelo cinemático de rotación galáctica podemos estimar la distancia de la región H II; en el caso de RCW57 (b) es mayor que  $9.0$  Kpc.

Otro parámetro de interés que se puede calcular es por ejemplo la temperatura de spin del hidrógeno correspondiente a los distintos picos del espectro de absorción; también es posible el cálculo de la densidad de las nubes de hidrógeno.

Clark, B. G. 1965, Ap. J., 142, 1398.



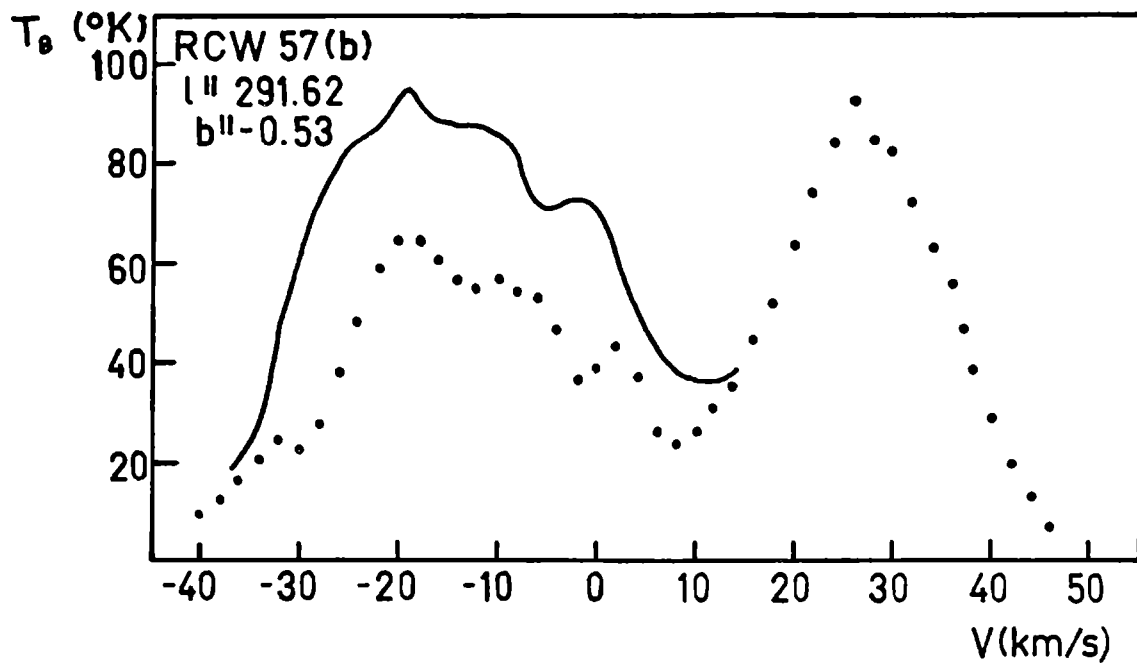


Fig. N<sup>o</sup> 1: Perfil de absorción: Trazo lleno.  
 Perfil esperado: Punteado.

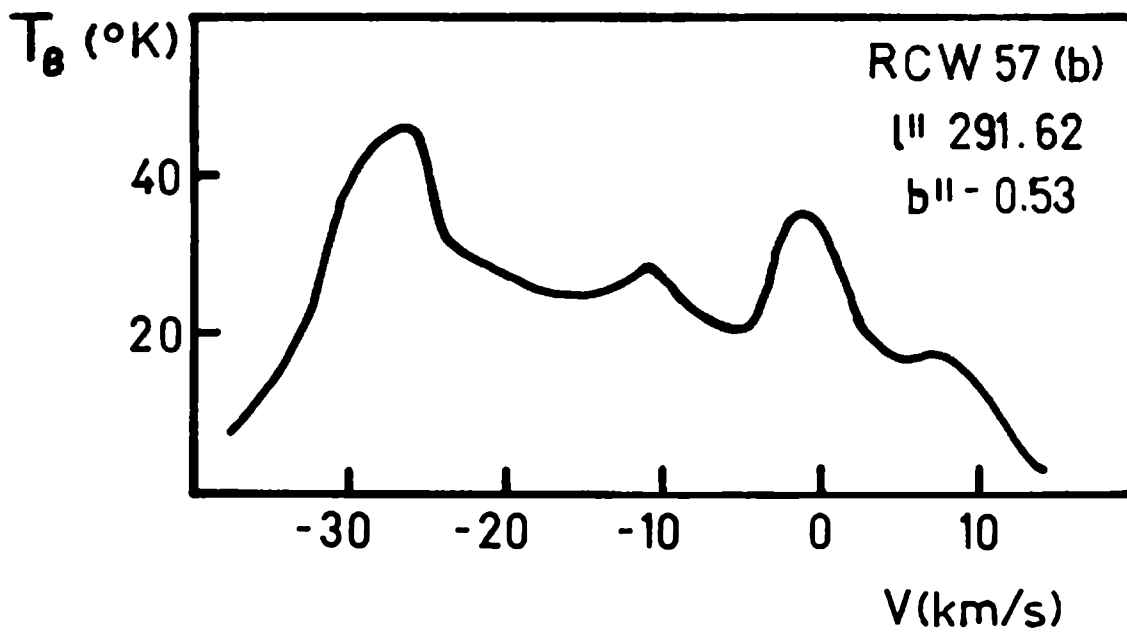


Fig. N<sup>o</sup> 2: Espectro de Absorción.

# FOTOMETRIA

## INFORME DE BECA

### Cúmulo Abierto NGC 2516

IGOR MIRABEL

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* Distance and age of NGC 2516 are estimated by UBV photometry. The location of peculiar stars in colour-magnitude and color-color diagrams are also discussed.

Con los reflectores de 80 cm de La Plata y de un metro del European Southern Observatory (La Silla, Chile) fueron obtenidas las magnitudes UBV de 76 estrellas y RI de 29 estrellas.

En la discusión se utilizaron además los tipos espectrales de 27 estrellas clasificadas en el sistema MK, recientemente obtenidos en Chile por Abt y Morgan, así como las velocidades radiales de 14 estrellas y los movimientos propios de 23.

De esta manera, en un círculo con radio de 25 minutos de arco centrado en la estrella más brillante de la secuencia principal, las observaciones UBV RI y los tipos espectrales son completos para las estrellas más brillantes que magnitud 9.0.

Los tipos espectrales revelan la existencia en este cúmulo de siete estrellas Ap. La estrella más brillante sobre la secuencia principal es de tipo espectral B2Vne.

*Resultados:* Considerando como variable aquella estrella con discrepancias mayores que un décimo de magnitud en sus medidas hay seis estrellas variables, una de las cuales no pertenece al cúmulo; hay además cinco que son posibles variables (con discrepancias entre siete centésimos y un décimo).

En los diagramas color-magnitud (figura 1) y color-color (figura 2) se ha marcado la ubicación de la secuencia principal de edad cero. En la figura 1 se han señalado también los valores extremos de magnitud y color de la más brillante sobre la secuencia. De acuerdo al diagrama magnitud-color las estrellas 49, 61, 25, 27, 64 y 52 no son miembros del cúmulo.

El valor de exceso de color  $E(B-V) = 0.15$  mag. obtenido a partir de la fig. 1 es congruente con los hallados a partir del diagrama color-color y de los tipos espectrales. Suponiendo  $A_v = 3E(B-V)$  se obtiene  $A_v = 0.45$  mag.

La edad del cúmulo de acuerdo a la estrella más brillante sobre la secuencia es de  $5 \times 10^7$  años.

Su distancia es de  $(389 \pm 11)$  pc. Si el diámetro angular es de 50 minutos de arco, el diámetro lineal es entonces de 5.8 pc. Suponiendo que cuenta con 150 miembros, la densidad estelar en el cúmulo es de 1.5 estrella por parsec cúbico. La masa estimada para las 150 estrellas es de 330 masas solares.

La velocidad radial del cúmulo en base a 14 estrellas es de  $(+20.3 \pm 2)$  km/seg. El movimiento solar en esa dirección es de +16 km/seg y la rotación galáctica -1.4 km/seg., de lo que se infiere que su movimiento radial es de  $(+6 \pm 2)$  km/seg. Su movimiento propio en base a 23 estrellas es  $\mu_\alpha = 0''.0030 \pm 0''.0018$  y  $\mu_\delta = +0''.0080 \pm 0''.0018$ .

En base a  $r = 389$  pc., a la velocidad radial de +20.3 km/seg y a la edad de  $5 \times 10^7$  años se infiere que el cúmulo se habría formado a una distancia de 100 pc. de la posición que hoy ocupa el sol.

Para este cúmulo se encuentra que el 24 por ciento de las estrellas más brillantes que magnitud 9.0 son peculiares. Hay en él siete estrellas Ap de las cuales 3 son posibles variables y cuya ubicación en el diagrama color-magnitud no tiene ninguna particularidad de conjunto respecto a los otros miembros del cúmulo. El valor promedio en que se hallan desplazadas sobre la secuencia principal de edad cero es de 0.18 mag., que es muy pequeño para ser considerado significativo. La estrella que principalmente contribuye a este valor con un desplazamiento por sobre la secuencia de 1.15 mag. es B(206), pero debe observarse que el grupo de las cinco estrellas más brillantes cercanas a la secuencia se hallan desplazadas respecto a ella sean peculiares o no.

Esto está de acuerdo con las conclusiones dadas por Eggen en "The magnetic and related stars", donde en base a un estudio de estrellas Ap de campo concluye que mientras las estrellas Ap de Sr, Cr, Eu se ubican por encima de la secuencia las estrellas Ap de Mn, Si y Hg no lo hacen.

Donde se manifiesta una distribución particular de conjunto de las estrellas Ap es en el diagrama color-color, donde tienden a manifestar un exceso de radiación en el ultravioleta y en el azul respecto a las estrellas normales.

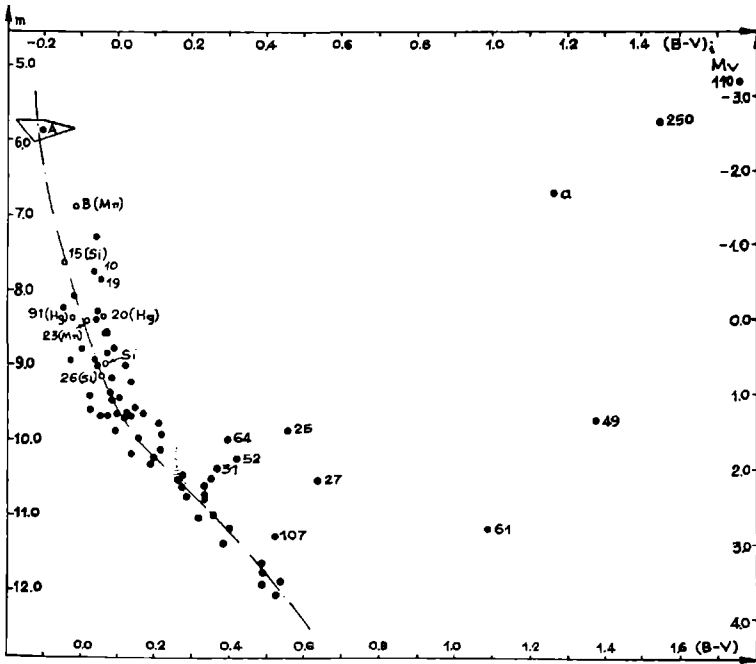


Fig. 1 — Diagrama Color - Magnitud de NGC 2516.

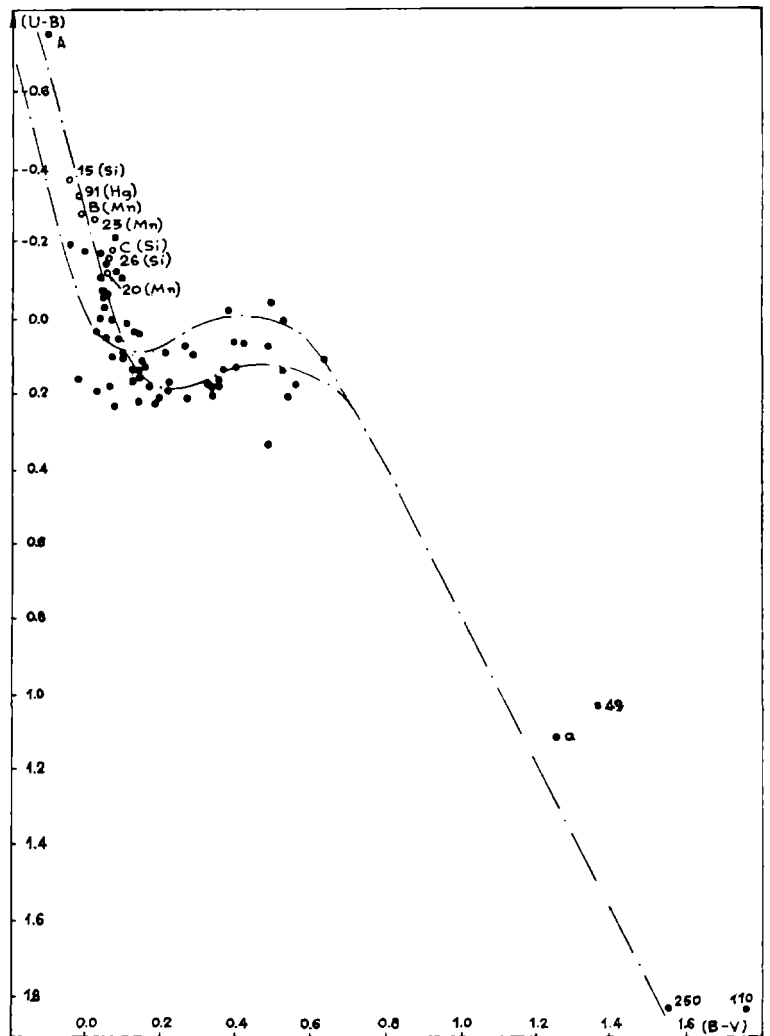


Fig. 2 — Diagrama Color - Color de NGC 2516.

El hecho de que en este cúmulo no se hallan estrellas Am está de acuerdo con el esquema evolutivo realizado por Jaschek y Jaschek ya que estas parecen ser objetos con edades comprendidas entre  $10^8$  y  $10^9$  años. Además, el hecho de que en este cúmulo joven aparezcan sólo estrellas Ap de Si, Mn y Hg parece confirmar la idea de que hay una correlación entre la peculiaridad y la edad. Jaschek y Jaschek señalan que en los cúmulos el orden de aparición de los subgrupos de estrellas Ap y de estrellas Am es el siguiente: Si, Mn, Cr-Eu, Sr, Am.

Cabe señalar que la estrella B(206) de Mn es muy luminosa, ya que  $M_v = -1.5$ , no habiéndose dado en la tabla de Eggen para estrellas peculiares de campo ninguna que lo sea tanto como ella.

En el grupo de las Pleyades las estrellas Hg/Mn y las estrellas de Si cubren el mismo rango de luminosidad, con la estrella más azul del grupo Hg/Mn algo más rojiza que la más azul del grupo de Si. Lo mismo acontece en NGC 2516 donde las estrellas más azules del primer grupo, B(Mn) y 91(Hg), son algo más rojizas que 15(Si), la más azul del grupo de Si.

## INFORMES DE TRABAJO

### Fotometría a dos colores de Cúmulos de Galaxias — Fotometría Clásica —

ESTELA L. AGÜERO

Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires (\*)

El objeto de este trabajo es la determinación de las magnitudes P y V de galaxias de grupo. Para ello se usan las placas de zonas de cúmulos (103a O y 103a D más filtro amarillo) obtenidas con el astrógrafo doble de la Estación Austral Yale-Columbia (El Leoncito, San Juan). Para poder hacer una calibración de estas placas, cada una fue vinculada a una adecuada zona standard, tomada también a dos colores.

Se empezó a trabajar sobre el cúmulo de Virgo.

Se identificó el mayor número posible de estrellas standard que para la placa azul resultaron 11, distribuidas entre las magnitudes 7.56 y 13.12 y para la amarilla 9, distribuidas entre 7.44 y 13.16.

Dichas placas se tomaron de manera que las estrellas tuvieran el máximo desenfoque posible para que sus áreas fueran significativas. Se midieron sus diámetros ( $2R_v$ ) y con sus magnitudes, se calcularon las magnitudes superficiales por medio de

$$m_v + 5 \log R_v + 12.43 = m_{\text{sup}}$$

Las estrellas fueron trazadas con el microfotómetro, obteniéndose las deflexiones correspondientes a las diferentes intensidades de las mismas; con esto y con las

(\*) Becaria Interna 1969.

magnitudes corregidas, se obtuvieron las curvas de calibración (P y V) que sirven para la posterior determinación de magnitudes, de todas las galaxias de una misma placa.

Se procedió luego a la reducción fotométrica de las galaxias (a dos colores). Para ellos se hicieron trazados microfotométricos paralelos, a una velocidad conveniente, que dieron un término medio de quince perfiles por galaxia y luego se construyeron los mapas de isofotas [método descrito por Sérsic (1)]. De esta manera se obtuvieron hasta el momento, las magnitudes y colores de siete galaxias del cúmulo de Virgo: NGC 4374, NGC 4406, NGC 4435, NGC 4433, NGC 4459, NGC 4474 y NGC 4501.

La comparación entre los valores obtenidos en este trabajo para la magnitud fotográfica y los de Humason,

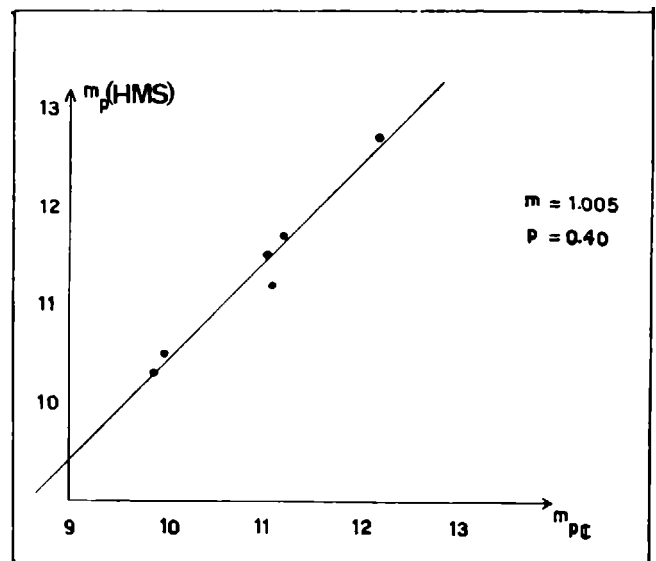


Fig. 1 — Relación entre magnitudes de galaxias en HMS y en este trabajo.

Mayall and Sandage, puede verse en figura 1.

La correlación provisional encontrada para las magnitudes fotográficas

$$m_{\text{HMS}} = 1.005 m_c + 0.40$$

muestra que la escala es esencialmente correcta, pero que existe una diferencia de punto cero de  $0^m40$ . Parte de ese valor se explica por la diferencia de  $0^m13$  en punto cero que existe entre Humason, Mayall y Sandage y las magnitudes totales de de Vaucouleurs, pero el resto debe atribuirse probablemente a un efecto sistemático, cuya causa estamos buscando.

El presente trabajo, desarrollado gracias a una beca del CNICT, fue sugerido y es dirigido por el Dr. J. L. Sérsic. Agradezco a los Dres. U. Cesco y C. Smith y al Sr. G. Samuel del Observatorio de El Leoncito (Estación Austral Yale-Columbia) por su valiosa y deferente ayuda en el uso del doble astrógrafo.

- 1) Sérsic, J. L.; "Atlas de Galaxias Australes", Córdoba, 1968.
- Humason, M., Mayall, N. U., and Sandage, A. R.; A. J. 61, 3, 1956.
- de Vaucouleurs, G.; Ap. J. Supp. Series, VIII, N. 74, 1963.
- Holmberg, E.; Meddelande Lund Astr. Obs., Ser. II, 128, 1950.
- Holmberg, E.; Meddelande Lund Astr. Obs., Ser. II, 136, 1958.

**Fotometría a dos colores de Cúmulos de Galaxias**  
 — Experiencias con efecto Sabatier - II —

HORACIO A. DOTTORI

Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires (\*)

Se describen en este informe las etapas cumplidas hasta octubre 1969 tendientes a lograr una calibración de las isodensidades que se obtienen, simultáneamente para todos los objetos que figuran en una placa, por medio de efecto Sabatier.

1. *Introducción:* Hace aproximadamente 6 años N. Richter y W. Hogner (1), enfrentados al problema de tratar fotométricamente las placas de gran campo obtenidas con la Cámara Schmidt del Observatorio Karl Schwartzchild de Tautemburgo, Alemania Orien., comenzaron a emplear la técnica fotográfica denominada efecto Sabatier, que proporciona simultáneamente las isodensidades de todos los objetos que se presentan en una placa fotográfica. Puesto que el efecto Sabatier es fácil de realizar en cualquier laboratorio fotográfico, el verdadero escollo para el trabajo astronómico lo constituye la calibración de las isodensidades para obtener información cuantitativa sobre el material tratado.

Después del trabajo original, ambos autores publicaron otros trabajos de fotometría, con empleo de técnicas fotográficas, sobre nebulosas, nebulosas galácticas, corona solar y cometas (2,3,4). Además de los realizados en Alemania Oriental, aparecieron diversas investigaciones sobre el empleo del efecto Sabatier (5,6). Pero hasta el presente, si bien se lograron calibrar isofotas individuales hasta mg 23,5 en galaxias de campo (1), no tenemos noticias de que se hayan publicado magnitudes integradas ya sea en galaxias de campo o de cúmulos. En cuanto a nuestro trabajo, los primeros intentos de obtención de magnitudes integradas se realizaron sobre placas del cúmulo de Eridano-Fornax tomadas con el telescopio de 60" de la Estación de Bosque Alegre del Observatorio Astronómico de Córdoba (7); desgraciadamente dichas placas no son utilizables fotométricamente en toda su extensión debido al vignetado.

2. *Elección del programa:* De la experiencia obtenida en el año 1968 decidimos encarar un programa de fotometría fotográfica de cúmulos de galaxias, con placas de gran campo (3° x 4°), en dos colores P y V. El instrumento empleado para obtener dichas placas fue el doble astrógrafo del Observatorio de El Leoncito, San Juan (Estación Yale-Columbia). Conjuntamente con las placas a tratar se tomaron placas de zonas standard de Harvard, en condiciones fotométricas equivalentes para su posterior calibración. Simultáneamente, sobre este mismo material la Lic. E. Agüero está realizando fotometría con métodos clásicos (8) lo cual permite controlar los resultados obtenidos mediante nuestra técnica. De los campos fotografiados se eligió el cúmulo de Virgo para comenzar la investigación debido a la información abundante que existe acerca del mismo y al gran tamaño aparente de la mayoría de sus componentes.

(\*) Becario Interno 1969.

3. *Condiciones fotométricas generales de las placas a dos colores obtenidas con el doble astrógrafo y calibración de las mismas.*

3-1. *Condiciones fotométricas:* Los perfiles microfotométricos realizados a lo largo de la placa de 3° x 4°, muestran que las mismas están exentas de efectos de campo (fig. 1). Los perfiles trazados a lo ancho señalan la existencia de un gradiente que atribuimos al revelado en cubetas verticales (fig. 2).

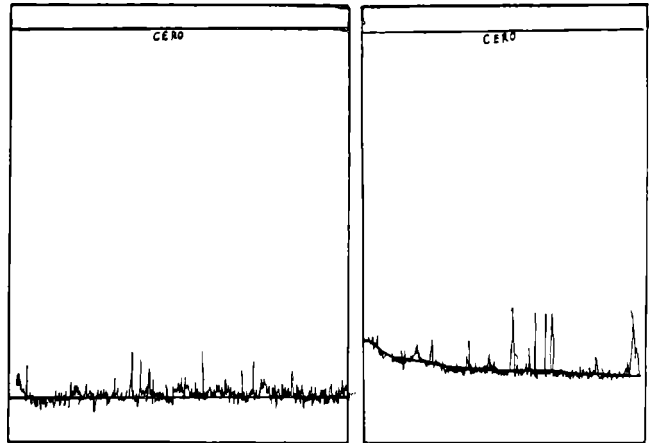


Fig. 1 — Perfil microfotométrico a lo largo de la placa de 3° x 4°.  
 Fig. 2 — Perfil microfotométrico a lo ancho de la placa de 3° x 4°.  
 Muestra que existe un gradiente.

El gradiente no influye sobre la curva de calibración (densidad vs. magnitud) obtenida con las estrellas desenfocadas puesto que la misma se traza con microfotómetro y por lo tanto el cielo se descuenta localmente midiendo la deflexión debida a la densidad de la estrella tomando el cielo como cero,

Si: llamamos:

$d_e$  := deflexión estrella

$d_c$  := „ cielo

$d_o$  := „ corr. oscura

entonces se debe tomar como deflexión absoluta de la estrella  $D_e$

$$D_e = \frac{d_e - d_c}{d_o - d_c}$$

3-2. *Calibración:* Una vez que contamos con la curva de calibración (densidad vs. magnitud superficial) obtenida por medio de estrellas desenfocadas, para calibrar una isodensidad entramos con dicha densidad en la curva y de inmediato obtenemos la magnitud superficial de la misma. A tal fin simultáneamente con cada positivo que se realiza de la placa del cúmulo, y en condiciones fotométricas idénticas, debe obtenerse un positivo de una cuña densitométrica. La cuña debe cumplir dos condiciones: a) cubrir todo el rango de densidades que queremos analizar en la placa; b) por razones obvias debe ser continua. Dicha cuña se adopta ad-hoc y sirve solamente como elemento de interpolación de densidades

entre la placa a tratar y las estrellas desenfocadas.

Debido al gradiente que tiene la placa original decidimos calibrarla localmente distribuyendo sobre la misma nueve pequeñas cuñas de aproximadamente 1 cm. de largo (lámina III), que se obtuvieran fotografiando con película DIN 8 de 35 mm una cuña fotográfica construída sobre placa IIIa-J Kodak con un sensitómetro continuo adaptado especialmente). Esto soluciona el problema parcialmente, ya que la base de la película tiene una cierta densidad que las torna inútiles para magnitudes superficiales mayores que  $22,3 \text{ mg}/(\text{")})^2$  aproximadamente (la fig 3 muestra el perfil microfotométrico de la cuña). Fuera de este rango hay que recurrir a cuñas externas a la placa. Como se ve en la lámina, tres de las cuñas se ubicaron mitad dentro y mitad fuera de la parte expuesta para poder resolver este problema.

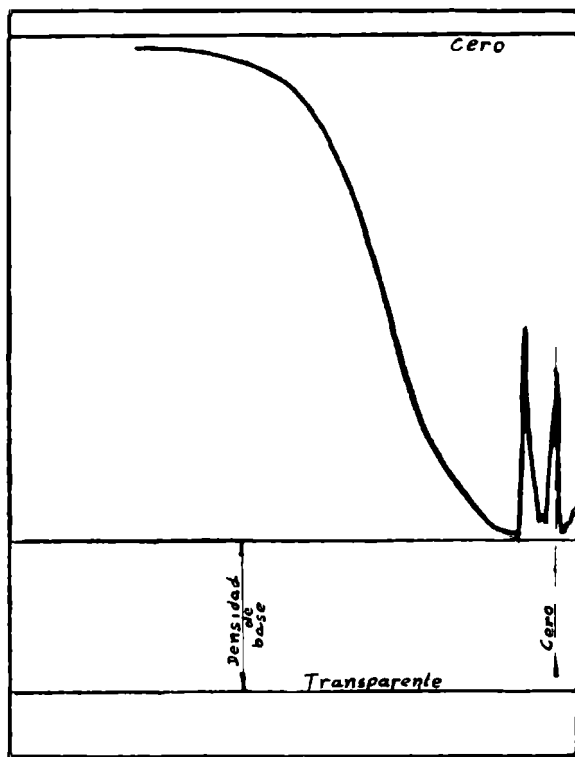


Fig. 3 - Densitometría clásica de las pequeñas cuñas usadas para calibración.

Una vez que se logran controlar todos los detalles sobre la calidad fotométrica del proceso de copiado, el procedimiento a seguir para obtener la  $\text{mg}$  correspondiente a una isodensidad es bastante sencillo:

- 1º) puesto que todas las cuñas tienen un origen de coordenadas (V. lámina), la isodensidad de la cuña queda ubicada respecto al mismo;
- 2º) tenemos el trazo microfotométrico de la cuña superpuesta con el cielo, en el cual figura también el origen de coordenadas (fig. 3), por lo tanto, conociendo la velocidad con que se pasó la cuña al microfotómetro, tenemos inmediatamente ubicada la densidad con respecto al cielo. Téngase en

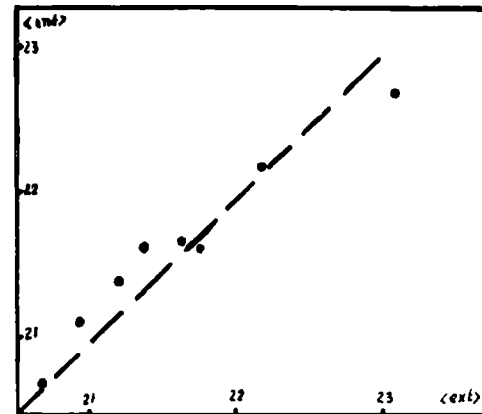


Fig. 4 - Relación del promedio de cuñas internas y externas. Las calibraciones de ambas son independientes unas de otras.

cuenta que siempre existe como cero la corriente oscura del microfotómetro;

- 3º) puesto que la curva de calibración obtenida por estrellas desenfocadas también está ubicada con referencia al cielo y a la corriente oscura, haciendo uso de la fórmula del párrafo 3-1 si llamamos  $d_i =$  deflexión isodensidad tendremos que la deflexión absoluta  $D_i$  con la cual se puede entrar en la curva de calibración es

$$D_i = \frac{d_i - d_c}{d_o - d_c}$$

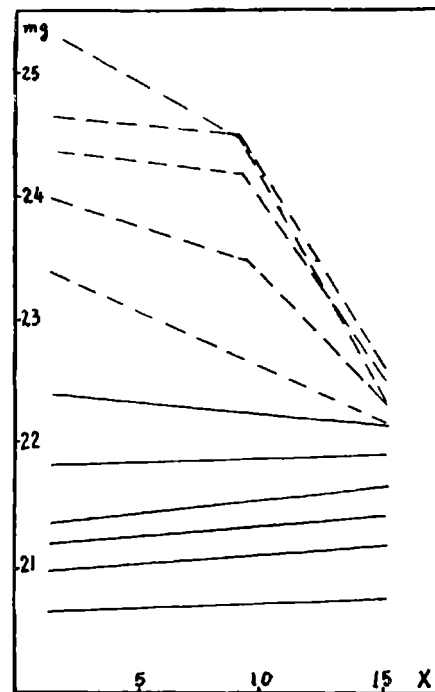
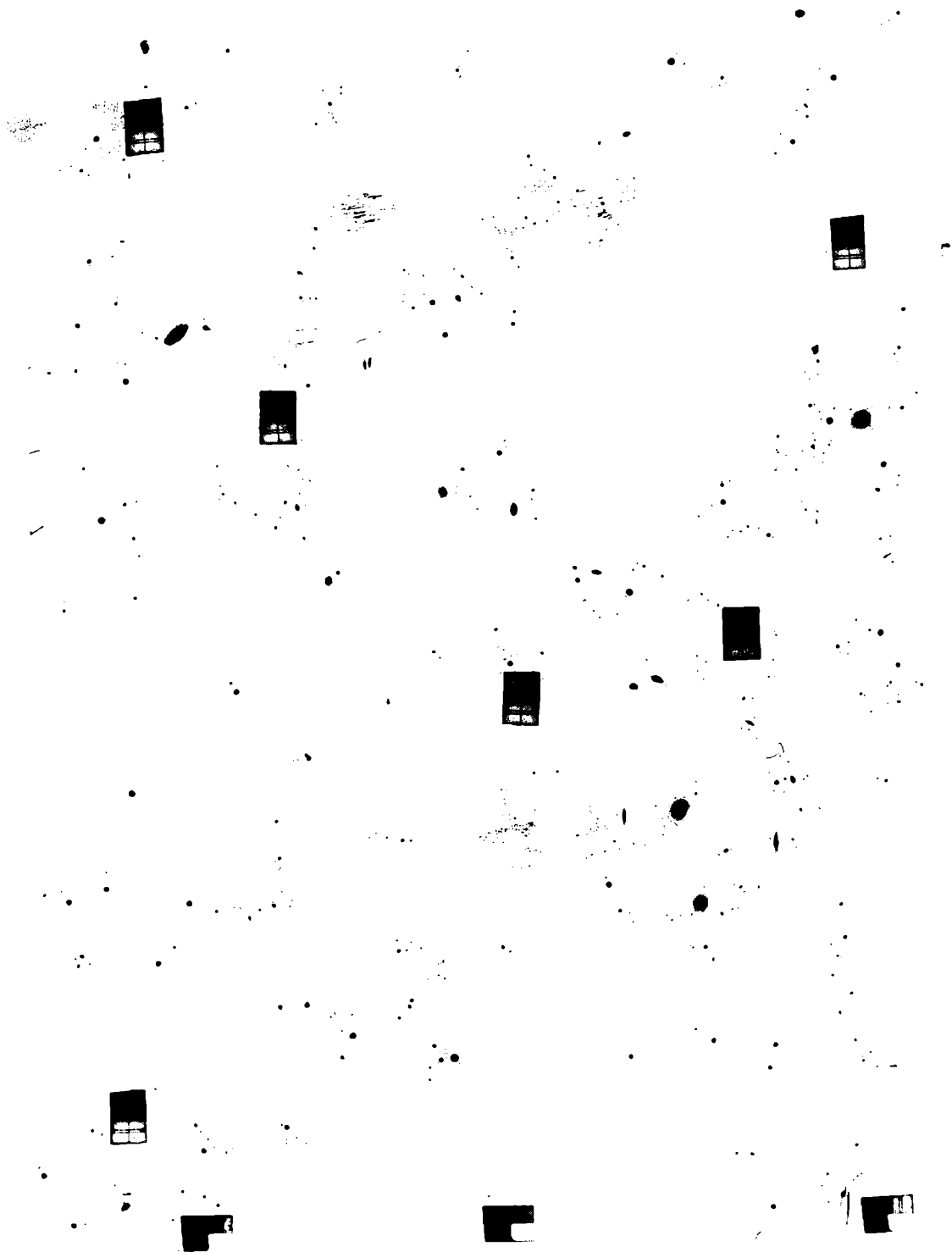


Fig. 5 - Estudio del gradiente de fondo de cielo en función de la magnitud.

Lamina III  
Fotometría de Galaxias.  
Dottori



Placa del centro del Cúmulo de Virgo mostrando además la  
distribución de las cuñas.

Para la calibración de las isodensidades correspondientes a las cuñas externas se sigue un procedimiento análogo, solo que debe tomarse otra densidad de referencia aparte de la del cielo.

3-3) *Control de la calibración:* Un control interno que se puede realizar del método de calibración es el de comparar los promedios obtenidos por las cuñas internas vs. los obtenidos por las cuñas externas (fig. 4); de coincidir ambos promedios los puntos deberían ubicarse sobre la recta de 45° (punteada en el dibujo); como se ve la dispersión hasta 22,3 mg/(")<sup>2</sup> no supera en el peor de los casos 0,2 mg/(")<sup>2</sup>.

Otro control que se realizó es el del gradiente del fondo del cielo en función de la mg/(")<sup>2</sup>. Si las condiciones fotométricas en todo el proceso fotográfico son óptimas deberíamos tener el gradiente muy marcado para magnitudes débiles y prácticamente debería desaparecer hacia las magnitudes intensas. Como se ve en la (fig. 5) para magnitudes entre 20,5 mg/(")<sup>2</sup> y 22 mg/(")<sup>2</sup> esto anda bien, pero para magnitudes débiles aparece un contra gradiente muy pronunciado respecto al que debería esperarse; esto se debe a que estas isodensidades son aproximadamente 1/50 del brillo del fondo de cielo, lo que significa del orden de magnitud con que está controlada la uniformidad de iluminación en el aparato de copiado.

4- *Resultados obtenidos hasta el presente:* De lo dicho en el párrafo anterior y de las comparaciones realizadas sobre 5 galaxias con los resultados obtenidos por la Lic. E. Agüero con uso del microfotómetro (V. tablas), podemos deducir que la calibración por

| NGC 4374           |             |            |                                | NGC 4406           |             |            |                                |
|--------------------|-------------|------------|--------------------------------|--------------------|-------------|------------|--------------------------------|
| S (") <sup>2</sup> | mg Sabatier | mg Clásica | m <sub>s</sub> -m <sub>c</sub> | S (") <sup>2</sup> | mg Sabatier | mg Clásica | m <sub>s</sub> -m <sub>c</sub> |
| 0,60               | 20,6        | 20,65      | -0,05                          | 1,18               | 20,80       | 21,10      | -0,3                           |
| 1,15               | 21,02       | 20,80      | +0,22                          | 2,63               | 21,47       | 21,75      | -0,28                          |
| 1,60               | 21,25       | 21,35      | -0,10                          | 3,31               | 21,70       | 21,95      | -0,25                          |
| 1,91               | 21,40       | 21,63      | -0,23                          | 5,02               | 22,07       | 22,23      | -0,16                          |
| 2,46               | 21,65       | 21,90      | -0,25                          | 7,42               | 22,5        | 22,6       | -0,10                          |
| 2,63               | 21,84       | 22,00      | -0,16                          | 8,71               | 22,7        | 22,75      | -0,05                          |
| 5,02               | 22,40       | 22,50      | -0,10                          | 15,5               | 23,5        | 23,35      | +0,15                          |
| NGC 4435           |             |            |                                | NGC 4438           |             |            |                                |
| S (") <sup>2</sup> | mg Sabatier | mg Clásica | m <sub>s</sub> -m <sub>c</sub> | S (") <sup>2</sup> | mg Sabatier | mg Clásica | m <sub>s</sub> -m <sub>c</sub> |
| 0,306              | 20,88       | 20,65      | 0,23                           | 0,222              | 20,68       | 20,65      | 0,03                           |
| 0,444              | 21,05       | 20,95      | 0,10                           | 0,306              | 21,05       | 20,85      | 0,20                           |
| 0,714              | 21,28       | 21,35      | -0,07                          | 0,472              | 21,28       | 21,25      | 0,03                           |
| 0,828              | 21,46       | 21,55      | -0,09                          | 0,611              | 21,70       | 21,55      | 0,15                           |
| 0,861              | 21,70       | 21,52      | 0,18                           | 0,666              | 21,46       | 21,45      | 0,01                           |
| 1,94               | 22,31       | 22,30      | 0,01                           | 1,44               | 22,31       | 22,30      | 0,01                           |
| 2,61               | 22,90       | 22,60      | 0,30                           | 1,94               | 22,90       | 22,80      | 0,1                            |

debajo de 22,5 mg/(")<sup>2</sup> es satisfactoria; pero a partir de éste y hasta la 25 mg/(")<sup>2</sup> (aproximadamente 2% del brillo de fondo de cielo) debemos mejorar nuestras técnicas de copiado, ya que el copiadore por difusión con que contamos en la actualidad garantiza una uniformidad del 1 al 2% sobre una superficie de 30 x 30 cm<sup>2</sup>. aproximadamente pero si recordamos (?) que pre-

cisamente para obtener isofotas externas es en donde más se necesita reiterar el copiado para aumentar el contraste, esto contribuye a aumentar en cada copia el error. Para superar el problema hemos construido un copiadore a fuente puntual con una distancia de 10 mts. entre la fuente y el lugar de copia. Esto, teóricamente, garantizará una uniformidad de más de 1/1000 mg/(")<sup>2</sup> sobre una superficie de 60 x 60 cm<sup>2</sup>. Este instrumento comenzará a funcionar a mediados del mes de noviembre de 1969.

El presente trabajo, desarrollado gracias a una beca del C.N.I. C.T., fue sugerido y es dirigido por el Dr. J. L. Sérsic. Agradecemos a los Dres. U. Cesco y C. Smith y al Sr. G. Samuel del Observatorio de El Leoncito (Estación Austral Yale-Columbia) por su valiosa y deferente ayuda en el uso del doble astrógrafo.

- 1) Richter, N. y Högner, W.; A. N. 287, 261, 1963.
- 2) Revista Jena, 6, 1966.
- 3) Treizième Colloque International d'Astrophysique, Liege, July 1965.
- 4) Richter, N. and Högner, W.; "Isophotometric Atlas of Comets", J. A. Barth, Leipzig, 1969.
- 5) Hodge, P. and Brownlee, D. E.; Photographic Isophotometry of Galaxies, PASP 78, N° 461.
- 6) de Gregorio, P.; Falciani, R.; Righini, A.; Rigutti, M.; Ricerche tecnologiche e risultati pratici su alcuni metodi fotografici impiegati nell'isodensitometria di sorgenti estese, Mem. della Soc. Astr. Italiana, Vol. XXXVIII N° 1.
- 7) Dottori, H. A.; Experiencia con efecto Sabatier, Bol. Asoc. Arg. Astr. N° 14.
- 8) Sérsic, J. L.; "Atlas de Galaxias Australes", Córdoba, 1968.

### Equidensitometría Sabatier en Cúmulos Globulares

R. F. SISTERÓ Y C. R. FOURCADE

Observatorio Astronómico e I. M. A. F. Córdoba.

El efecto Sabatier (Eder, 1927) ha sido aplicado de manera de obtener curvas equidensitométricas correspondientes a las distribuciones de brillo en cúmulos globulares. La aplicación astronómica de estos métodos ha sido descripta detalladamente por Richter y Högner (1963). Sin embargo, como los cúmulos globulares se resuelven en estrellas la aplicación directa del efecto Sabatier dará una superposición de pequeños anillos correspondientes a la distribución de brillo en las imágenes estelares; los resultados son isofotas muy irregulares (Högner und Richter, 1966; Kadla, 1966) debido a las discontinuidades de brillo introducidas por las estrellas. Para evitar estas dificultades —con el objeto de obtener distribuciones medias de brillo— se ensayó con resultados positivos la técnica siguiente: las placas originales se reproducen por contacto a través de difusores de pequeño espesor (~ 0.4 mm.) y luego se sigue el procedimiento usual del efecto Sabatier. El difusor se elige de modo que incremente los diámetros estelares por un factor 5 ó 6 se obtiene así una distribución de brillo regu-



lar en el cúmulo.

En este informe se presentan los resultados obtenidos en el cúmulo Omega Centauri (NGC 5139); se utilizaron dos placas Kodak 103a0 tomadas con filtro Schott GG13 en el telescopio de 1.54 m. de Bosque Alegre con exposiciones de 6<sup>m</sup> y 60<sup>m</sup> respectivamente. Para obtener distintas isofotas de una misma placa se dieron distintos tiempos de primera exposición en el laboratorio. En la lámina IVa se muestra una fotografía compuesta con la superposición de cinco isofotas sobre una placa de corta exposición del cúmulo. En la fotografía se notan tres marcas que corresponden a las estrellas Nros. 2, 4, y 7, catalogadas por Woolley (1966). Estas estrellas se utilizaron para superponer las isofotas individuales y como estrellas de referencia para medir ángulos de posición de los semiejes mayores de las isofotas. En las isofotas se midieron los semiejes mayores a y los menores b y se calcularon las excentricidades correspondientes  $e = (a^2 - b^2)^{1/2}/a$ . Los resultados se indican en la Tabla I.

TABLA I. Mediciones de las isofotas; los contornos numerados del centro hacia el borde del cúmulo.

| No  | a     | b     | e    | P.A. |
|-----|-------|-------|------|------|
| I   | 2.15, | 1.79' | —    | —    |
| II  | 2.98' | 2.76' | 0.42 | 92°  |
| III | 5.00' | 4.40' | 0.47 | 103° |
| IV  | 6.14' | 5.00' | 0.58 | 103° |
| V   | 7.88' | 6.46' | 0.57 | 110° |

Estos se pueden comparar con los obtenidos por recuentos estelares o densidades proyectadas (Dickens and Woolley, 1967); para distancias del centro de cúmulo  $a = 5'$  y  $a = 8'$  ellos encuentran valores de  $b/a$  que implican excentricidades  $e = 0.49$  y  $e = 0.59$  en muy buen acuerdo con los valores  $e = 0.47$  y  $e = 0.57$  obtenidos en el presente trabajo. Se encuentran resultados similares comparando con los valores obtenidos por recuentos de estrellas realizados por Lindsay (1956) y Kholopov (1952). Además, de los resultados indicados en la Tabla I se halla que el ángulo de posición de los semiejes mayores (P.A.) es  $P.A. = 100^\circ \pm 6^\circ$ ; este resultado

se puede comparar con los valores hallados por Kholopov (1952) con recuentos de estrellas:  $P.A. = 100^\circ \pm 6^\circ$ .

Los resultados obtenidos con la técnica del efecto Sabatier no indican diferencias con los obtenidos por medio de los recuentos estelares; sin embargo el método de equidensitometría es más rápido y expeditivo, y evita el laborioso trabajo de recuento de estrellas, densidades proyectadas y sus reducciones.

Finalmente, queremos señalar que el método ha sido controlado obteniendo isofotas extrafocales en lugar de utilizar el difusor; las mediciones indican que se obtienen los mismos resultados, aunque en este caso no se trabaja en la escala original de la placa.

Agradecemos al Sr. B. Candellero por colaboración.

- Dickens, R. J. and Woolley, R. v. d. R., 1967, Roy. Obs. Bull. 128.  
 Eder, J. 1927, Eder's Hand., W. Knapp, Halle, 3. Aufl., Band II, Teil 1, 263.  
 Högnér, W. und Richter, N. 1966, Mitt. des Karl Schwarzschild Obs., Tautenburg, Nr. 32.  
 Kadla, Z. I. 1966, Soviet Astron. Journal Vol XLIII, 124.  
 Kholopov, P. M. 1952, Soviet Astron. Journal Vol XXIX, 673.  
 Lindsay, E. M. 1956, Vistas in Astronomy, Vol 2, 1057.  
 Richter, N. und Högnér, W. 1963, A. N. 287, 261.  
 Woolley, R. v. d. R. 1963, Roy. Obs. Ann., N° 2.  
 Woolley, R. v. d. R. 1963, Roy. Obs. Ann., No 2.

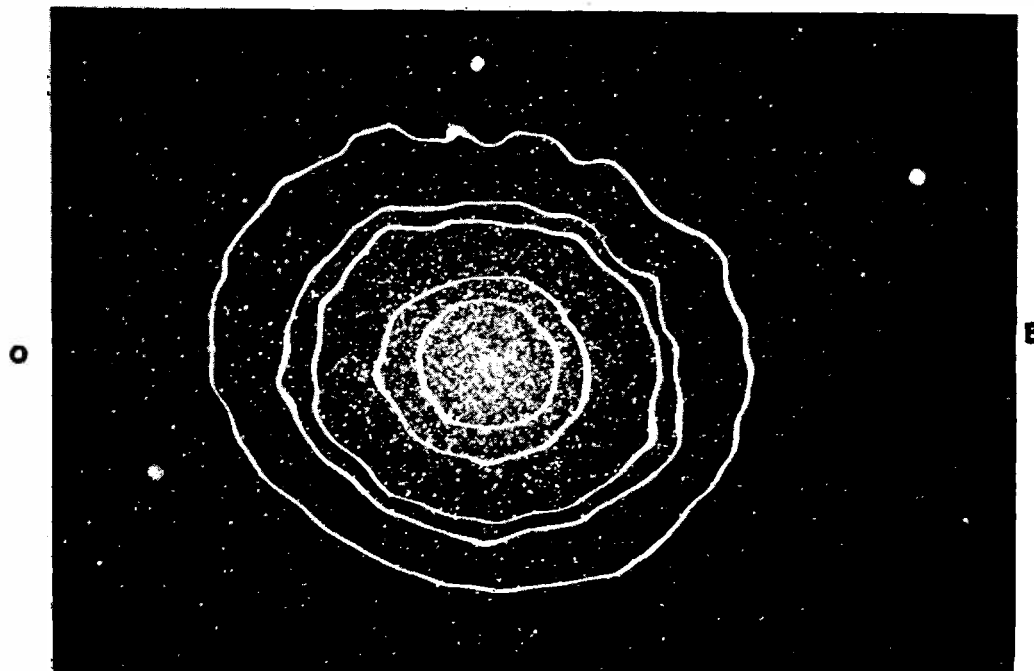
### Catálogo Fotométrico

C. JASCHEK, E. B. DE HERNÁNDEZ Y A. C. E. DE SIERRA

Observatorio Astronómico, La Plata

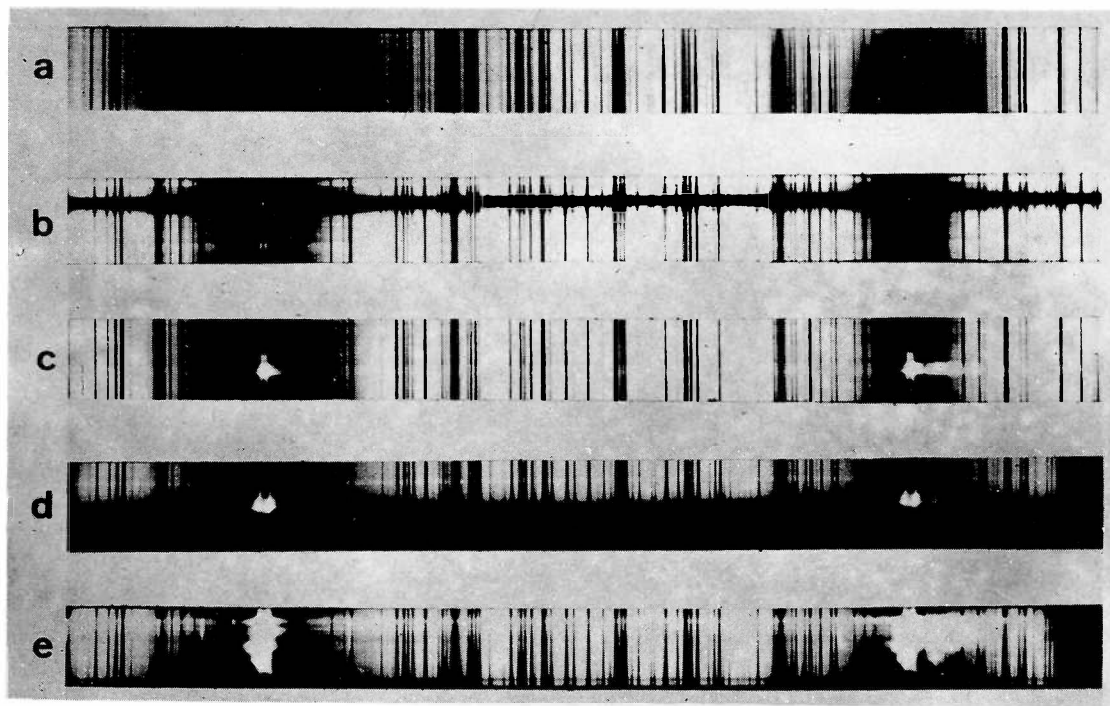
Resumen: Se comunica la finalización del catálogo fotométrico, que fuera anunciado en la XIIa. reunión de la Asociación, y que se está preparando para la impresión. Contiene ahora 1770 referencias para aproximadamente 22.000 estrellas. Las referencias citan todos los trabajos fotoeléctricos publicados entre 1910 y 1968, en todos los sistemas fotoeléctricos, ya sean de banda estrecha o ancha.

Lámina IV. a  
Cúmulos globulares.  
Sisteró - Fourcade.



Omega Centauri - Fotografía compuesta con cinco isofotas  
Sabatier.

Lámina IV - b  
"Solar Flares"  
Grossi Gallegos y otros.



Diversidad de comportamiento de la región espectral próxima  
a H y K del Ca II.

## COMUNICACIONES

### Algunas características espectrales de la región H/K del Ca II en "Solar Flares".

H. GROSSI GALLEGOS, H. MOLNAR Y J. SEIBOLD

*Observatorio de Física Cósmica, San Miguel, (Argentina)*

**Abstract:** This work shows the different spectral behavior in the H and K region of some characteristic active solar zones, in particular the spectrum of the limb event of 12 march 1969, which shows a great excitation of the continuum and the metallic lines.

A tentative classification of the excited lines is also made comparing their intensity with the near continuum.

El primer plan espectral iniciado por el grupo de San Miguel ha sido el estudio del comportamiento de la región espectral H y K del Ca II durante "Solar Flares".

Este trabajo está motivado por el hecho de que no existe ningún trabajo específico sobre esta banda espectral, aunque ya se conocían detalles gracias a estudios generales de la parte visible del espectro como los realizados, entre otros, por Svestka en Ondrejov<sup>(1)</sup>, Severny en Crimea<sup>(2)</sup> y Michard en Francia<sup>(3)</sup>. Dentro de estos estudios generales hay en la literatura un mayor hincapié en el estudio del comportamiento de la serie Balmer<sup>(4)</sup>. Ultimamente se han acrecentado los estudios en las líneas H y K del Ca II<sup>(5)</sup>. Sin embargo tales estudios se han concentrado sobre diversos aspectos de la atmósfera tranquila o activa como por ejemplo en manchas y fáculas. Casi no ha habido estudios detallados sobre el comportamiento de esas líneas en regiones sumamente excitadas como son las producidas por flares solares<sup>(6)</sup>. Tales estudios podrían ayudar a un mejor conocimiento de los diversos mecanismos de formación de estas líneas que son ya de por sí bastante complejas. A este aspecto se agrega finalmente el interés astrofísico despertado sobre todo después del descubrimiento en 1957 del llamado efecto Wilson-Bappu<sup>(7)</sup> que relaciona la emisión de estas líneas a la magnitud absoluta y que a su vez ha alentado el estudio de cromósferas estelares.

El material recogido de marzo a setiembre del corriente año consiste en más de un centenar de espectros que corresponden a unos 25 eventos. Este trabajo pretende solamente presentar los primeros resultados de algunos espectros más seleccionados. Se ha trabajado en el 4º orden sobre el ángulo de Blaze, con una dis-

persión de 0,8 A/mm y una exposición media de 3,2".

La lámina IV b muestra a través de sus cinco espectros la diversidad de comportamiento de la misma banda espectral. El primer espectro es el característico de una zona tranquila del sol. Los cuatro restantes corresponden a diversos flares en zonas diversas del Sol.

El primer espectro (a) correspondiente a la zona tranquila aparece encuadrado entre las líneas H (3968, 492 A) a la izquierda y K (3933, 682 A) a la derecha. Son muy visibles sus amplias alas, sobre todo la correspondiente a la línea K que es mayor. Entre ellas se sitúan casi simétricamente las fuertes líneas de resonancia del Al I (3944, 016A y 3961, 535A). Todas las líneas están en absorción.

El segundo espectro (b) es el de un flare más bien pequeño (clasificación sb) pero situado sobre una mancha. Es visible el espectro de la mancha a lo largo de toda la dispersión del espectro. Nótese de paso el efecto Zeeman en muchas líneas sobre el espectro de la mancha. Incluso se puede notar la diferencia de efectos producidos por el núcleo de la mancha y su penumbra. A ambos lados del espectro de la mancha y sobre las líneas H y K, se nota con claridad la estructura clásica de la doble inversión de dichas líneas debida a la presencia de una zona facular. Sobre el mismo espectro de la mancha y sobre las líneas H y K se encuentra un punto de emisión bastante intenso. Allí los picos de K<sub>2</sub> se han estrechado y el mismo K<sub>2</sub> ha pasado a emisión. Este efecto está de acuerdo con las determinaciones hechas por Svestka<sup>(8)</sup>, de que sobre las manchas, las emisiones de H y K son muy estrechas.

El tercer espectro (c) muestra a un flare de intensidad 1b sobre el disco. La emisión llena K<sub>2</sub> y K<sub>3</sub> sin estrechamiento (lo mismo para H). Incluso hay un corrimiento hacia el rojo. En el costado izquierdo de H aparece netamente en emisión la línea H, de la serie Balmer. Además, varias líneas metálicas como los Al y varios Fe (multiplete 4 a la derecha de K), tienen rastros de emisión con la misma asimetría que las anteriores. Este aspecto de las asimetrías es un tema muy discutido en la literatura<sup>(9)</sup>.

El cuarto espectro (d), corresponde al de un sub-flare junto al limbo solar. Sus emisiones son menores, en particular H, aparece debilitada. Sin embargo es

visible en emisión la línea del Fe H (3938, 298A) que no aparecía en emisión en el anterior. Nótese también, cómo la emisión sobrepasa en H y K el nivel del limbo solar internándose en la cromósfera.

El quinto espectro (e) es uno de los más notables obtenidos hasta la fecha en nuestro observatorio. Corresponde a un flare del 12-3-69 situado muy cerca del limbo solar. Su magnitud es máxima y está clasificado como 3b. Abarca 2'33" en el Sol lo que hace unos 100.000 Kms. sobre el mismo. Esto da una muestra de la magnitud del evento. Es evidente una conformación muy compleja de la emisión de las líneas H<sub>ε</sub>, K y H con diversas asimetrías. También aparece en emisión He I (3964, 7 A) que no aparece normalmente en absorción. También se encuentran en emisión o notablemente afectados los perfiles de muchas líneas metálicas. Incluso hemos hallado modificadas las líneas de la molécula CH. Y lo que hace todavía más peculiar a este flare es la notable emisión del continuo que cubre toda la zona espectral. Para mostrar con más evidencia las diferencias de este espectro con uno correspondiente a la atmósfera normal, presentamos en la fig. 1 dos densitogramas, uno de los cuales es de la zona más activa del flare (emisión del continuo) y el otro el de una zona no perturbada. En la tabla I presentamos una lista provisoria de las principales líneas afectadas. Ya que no tenemos un registro de intensidades, haremos una apreciación de la excitación de las líneas según el criterio siguiente:

- 1 Levemente excitada
- 2 Muy excitada (sin llegar al nivel del continuo local)
- 3 Extremadamente excitada (sobrepasando el continuo local)

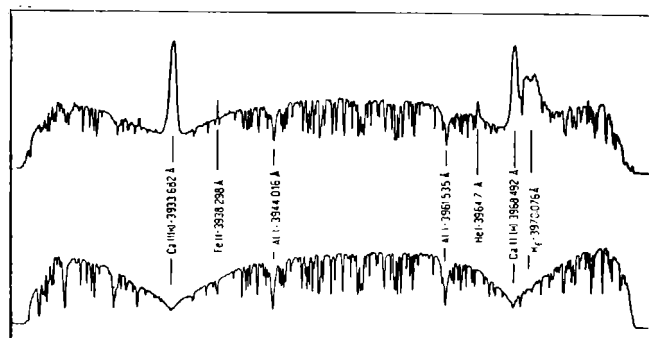


Figura 1

Para terminar haremos algunas apreciaciones sobre este espectro:

1. Llama la atención el gran número de líneas afectadas. En una apreciación provisoria, el número de las mismas llega a 52. Se han eliminado muchas de carácter dudoso. Este número es muy superior a las proporcionadas por los catálogos de Severny (2), Svestka (1) y Stepanyan (10) en la zona de H y K.
2. En particular está de acuerdo con las conclusiones de Blaha (11) de que los flares cercanos al limbo, como es el de este caso, presentan la más alta intensidad de líneas metálicas en emisión. Michard es de la misma opinión.
3. La emisión de los metales ocurre en regiones de la atmósfera solar más limitada que la del Hidrógeno, como lo hace notar Bruzec (13). Sin embargo al observar el espectro e de la lámina vemos —dejando de lado las líneas H y K que son excepcionales—

TABLA I.  
LINEAS EXCITADAS EN LA REGION H/K DEL Ca II  
— FLARE SOLAR DIA 12-3-1969 —

| Nº | λ        | Elem.      | Multipl. | Int. | Nº | λ        | Elem.          | Multipl. | Int. |
|----|----------|------------|----------|------|----|----------|----------------|----------|------|
| 1  | 3920.629 | FeI        | 4        | 2    | 27 | 3952.616 | FeI            | 278      | 1    |
| 2  | 3921.556 | CH         |          | 1    | 28 | 3952.704 | FeI            | 362      | 1    |
| 3  | 3922.923 | FeI        | 4        | 2    | 29 | 3952.905 | CoI            | 28       | 1    |
| 4  | 3925.949 | FeI        | 364      | 2    | 30 | 3952.982 | CH             |          | 1    |
| 5  | 3927.933 | FeI (CH)   | 4        | 2    | 31 | 3953.158 | FeI, CrI       | 430      | 1    |
| 6  | 3928.091 | FeI        | 565      | 2    | 32 | 3955.343 | FeI            | 562      | 2    |
| 7  | 3928.217 | CH         |          | 1    | 33 | 3955.963 | FeI            | 488      | 1    |
| 8  | 3928.345 | CH         |          | 1    | 34 | 3956.463 | FeI            | 604      | 1    |
| 9  | 3929.122 | FeI        | 280      | 1    | 35 | 3956.686 | FeI            | 278      | 2    |
| 10 | 3930.308 | FeI (FeII) | 4(3)     | 3    | 36 | 3957.041 | FeI            | 562      | 1    |
| 11 | 3931.129 | FeI        | 565      | 1    | 37 | 3958.216 | TiI - ZrII     | 13,16    | 2    |
| 12 | 3932.018 | TiII       | 34       | 3    | 38 | 3958.740 | FeI            | 8        | 1    |
| 13 | 3933.682 | CaII (K)   | 1        | 3    | 39 | 3960.284 | FeI            | 913      | 1    |
| 14 | 3934.80  | ZrII       |          | 3    | 40 | 3961.149 | FeI            | 361      | 1    |
| 15 | 3937.336 | FeI        | 278      | 2    | 41 | 3961.535 | AlI            | 1        | 2    |
| 16 | 3938.298 | FeII       | 3        | 3    | 42 | 3962.861 | TiI            | 12       | 1    |
| 17 | 3940.890 | CoI/FeI    | 18/20    | 2    | 43 | 3963.115 | FeI (CH)       | 562      | 2    |
| 18 | 3942.448 | FeI        | 364      | 2    | 44 | 3964.526 | FeI            | 361      | 2    |
| 19 | 3944.016 | AlI        | 1        | 2    | 45 | 3964.7   | HeI            | 5        | 3    |
| 20 | 3944.744 | FeI        | 361      | 2    | 46 | 3968.492 | CaII (H)       | 1        | 3    |
| 21 | 3945.127 | FeI        | 280      | 1    | 47 | 3970.076 | H <sub>ε</sub> | 1        | 3    |
| 22 | 3945.218 | FeII p     | 3        | 2    | 48 | 3972.440 | CH (CoI)       |          | 1    |
| 23 | 3949.141 | FeI        | 730      | 2    | 49 | 3973.564 | NiI            | 31       | 1    |
| 24 | 3949.959 | FeI        | 72       | 2    | 50 | 3974.170 | FeII           | 29       | 2    |
| 25 | 3951.171 | FeI        | 661      | 2    | 51 | 3970.763 | FeI, CoI       | 72,18    | 2    |
| 26 | 3951.964 | VII        | 10       | 1    | 52 | 3976.632 | FeI            | 729      | 2    |

que las líneas de He I (3964 Å), Fe II (3938 Å) e incluso el multiplete 4 del Fe I, abarcan una zona casi tan amplia como la zona más excitada de H. Las demás líneas metálicas están excitadas en dos regiones mucho más circunscriptas. Respecto del multiplete 4 del Fe I es necesario recordar que su potencial superior de excitación es uno de los más bajos 3,25 eV) de los diversos Fe I encontrados en esta banda espectral.

4. A pesar de la gran cantidad de líneas metálicas excitadas que acompañan la intensa emisión de H, H y K, esto no significa que siempre que aparezcan estas últimas líneas de emisión aparecerán las líneas metálicas perturbadas, como lo corrobora Blaha (14). Nosotros mismos tenemos otros espectros con apreciable excitación de H, K y H y sin una apreciable cantidad de líneas metálicas excitadas. Incluso tenemos espectros donde aparecen otras líneas metálicas diferentes a las presentadas en la tabla I sin ser el flare de aquella importancia.
5. Una característica peculiar de este espectro es la excitación de la molécula CH. No tenemos referencia en la literatura de tal excitación en esta banda. Sin embargo, no sería de extrañar tal efecto, pues de darse en los flares un crecimiento de la temperatura de excitación, se daría un crecimiento en la disociación molecular y por lo tanto, un decrecimiento de la absorción de dichas moléculas. Stepanyan (15) encontró 3 líneas de CH blendadas en la banda de 4300 Å y un número apreciable CN en la banda de 3700 - 3800 Å. Del mismo modo, deberían quizás interpretarse las variaciones del Ti I (3958, 216 y 3962, 861 Å), cuyos perfiles hemos comparado en el espectro de una mancha, en la atmósfera normal y en un flare. El Ti I se muestra más profundo en absorción en la mancha (menor temperatura) menos profundo en la atmósfera normal (donde la temperatura es mayor) y todavía menos profundo en los flares donde la temperatura se ha incrementado sensiblemente. Se supone que con el aumento de la temperatura, Ti I comienza a ionizarse con la consiguiente disminución de su absorción al estado neutro. Esperamos en futuros trabajos llegar a determinaciones cuantitativas de tales variaciones de temperatura.
6. Otro punto importante que exigirá trabajo cuantitativo, es la determinación de la intensidad del continuo excitado. Medidas preliminares hechas por Michard (16), indicaban un aumento del continuo excitado del 18 % respecto del continuo normal. Otros autores (17) indican valores no mayores del 10 %. Un problema serio es también la interpretación de este continuo. Para Prat (18), este continuo excitado no sería una emisión debida a aumento de temperatura, sino producto de efectos térmicos. Aquí también el problema queda abierto a subsiguientes trabajos.

No queremos terminar sin agradecer al personal técnico del Observatorio de Física Cósmica su constante ayuda en la obtención de los espectros, como así también agradecer al Dr. y Dra. Jaschek del Observatorio de La Plata, y al Dr. Michard del Observatorio de Meudon (Francia) por sus orientaciones en este pequeño trabajo.

- (1) Z. Svestka y otros, BAC, vol. XII (1961) 229 ss.
- (2) A. B. Severny y otros, Sov. Astr., vol. 4 (1960) 19 ss.
- (3) R. Michard, Ann. d'Astr. 22 (1959) 1 ss.
- (4) J. Jefferies y F. Orral, Ap. J. (1961) 946; Z. Svestka, Advances in Astronomy and Astrophysics, vol. III.
- (5) O. Engvold, Solar Phy. 2 (1967) 234-236; J. L. Linsky, Smiths. Astr. Obs., Spec. Rep. 274; etc.
- (6) Ultimamente J. Mc Kim Malville y otros, Solar Physics 7 (1969) 253-259.
- (7) O. Wilson y V. Bappu, Ap. J. 125 (1967) 661-683.
- (8) Z. Svestka, BAC, (1961) 235.
- (9) L. Fritsová, BAC, (1960) 177 ss.
- (10) N. Stepanyan, IZM. KRIM. Ast. Obs. 29 (1963) 68 ss.
- (11) M. Blaha y otros, BAC (1962) 85 ss.
- (12) R. Michard, art. cit., pág. 8.
- (13) A. Bruzek en "Solar Physics", Interscience Pub., 1967, pág. 400.
- (14) M. Blaha y otros, art. cit. pág. 91.
- (15) N. Stepanyan, art. cit., pág. 70-74.
- (16) R. Michard, art. cit. pág. 10.
- (17) A. Bruzek, op. cit. pág. 401.
- (18) V. Krat en "Physics of the Solar System" Ed. A. Mikhailov, Jerusalem, 1966, pág. 143.

### El Efecto Blanketing en estrellas Am.

JASCHEK, M., JASCHEK, C. AND FERRER, O. \*

*Observatorio Astronómico, La Plata*

**Abstract:** The problem of blanketing effect in Am stars is re-discussed using a multicolor approach. Spectral types corresponding to metal and hydrogen lines are given for 22 stars. Using 32 Am stars (10 given by A. Slettebak - 1949) it can be stated that approximately:  $l$  (in  $0^{m}01$ ) =  $4 \times \text{met}$ .

$l$ : length of blanketing vector in the U-B/B-V diagram.  
 $\text{met}$ : metallicity (metal spectra minus hydrogen spectra) in tenths of spectral type.

Se estudia el blanketing en estrellas Am mediante una aproximación, utilizando fotometría multicolor y clasificaciones espectrales en 110 Å/mm.

El presente trabajo se basa en datos sobre 32 estrellas Am. 22 fueron clasificadas por nosotros (15 sobre placas tomadas en La Plata y 7 sobre placas prestadas por Anne y Charles Cowley del Observatorio de Michigan). Las diez restantes fueron tomadas de un trabajo de A. Slettebak. Se supone que los colores R-I de las estrellas metálicas son independientes del blanketing. En base a ello se comparan los colores observados de cada metálica con los de una enana normal de igual índice R-I. La diferencia entre sus colores proporciona el blanketing.

Los colores para estrellas normales se obtuvieron usando todas las enanas contenidas en el catálogo de

(\*) Becario de la Comisión de Investigación Científica de la Universidad Nacional de La Plata.

fotometría multicolor de Johnson, Mitchell, Iriarte y Wiesniewsky.

En base a esos colores se obtuvieron las correcciones por blanketing para las estrellas metálicas y se graficaron los vectores de blanketing en un diagrama (U-V)/(B-V). Se advierte que los vectores de blanketing son aproximadamente paralelos con pendiente 3, pero sus módulos son distintos. Este hecho indujo a buscar una posible correlación entre la longitud del vector de blanketing (l) y la metalicidad de la estrella (met) definida como la diferencia en décimos de tipo espectral entre el espectro atribuido según las líneas de los metales menos el espectro de hidrógeno.

Dicha correlación existe y puede decirse que aproximadamente se cumple que:

$$l \text{ (en } 0^m01) = 4 \times \text{met.}$$

#### Rotational velocities of B Stars.

S. M. MALARODA \* AND H. LEVATO \*

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* The rotational velocities of 87 B stars were obtained. The method used is based on the half widths of the HeI 4471 and MgII 4481 lines calibrated on a series of standard stars. Finally the present results were compared with Buscombe's and Slettebak's with the following results:

$$V \sin i \text{ (Bu)} = 1.42 V \sin i \text{ (S1)} \pm 46 \text{ km/sec.}$$

$$V \sin i \text{ (Bu)} = 1.56 V \sin i \text{ (Ma-Le)} \pm 55 \text{ km/sec.}$$

The complete paper will be published elsewhere.

#### Survey of helium weak stars.

JASCHEK, C., JASCHEK, M. AND ARNAL, M. \*

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* The spectra of a dozen stars were obtained in which the colors are bluer than expected according to their spectral types. Eight of them are helium weak. With these objects the percentage of stars of this type is increased by 50%. The paper in full will be published elsewhere.

#### Studies of bright A-type stars. Second part

JASCHEK, M., JASCHEK, C., COWLEY, A. AND COWLEY, C.

*Observatorio Astronómico, La Plata y Michigan, EE. UU.*

*Abstract:* As a continuation of a paper presented at the 14th meeting of the Association, the colors, spectral types, rotational velocities and photometric narrow-band indices of the A-type stars from paper I, are discussed. An analysis of the data permits to obtain the dispersion of each of these parameters. The importance of these dispersions for the treatment of interstellar absorption and blanketing corrections is stressed. The paper in full will be published elsewhere.

#### Note on the spectrum of 73 Dra.

JASCHEK, M. AND MALARODA, S. \*

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* In the peculiar A-type star 73 Draconis the heavy elements Osmium (Z = 76), Platinum (78), Gold (79) and Uranium (92) were identified. Furthermore a large number of molecular bands due to CN and to a lesser degree to CH, were detected. This star is the first one up to now in which both anomalies were detected.

The complete paper will be published elsewhere.

#### Heavy elements in peculiar stars.

MERCEDES JASCHEK AND ESTELA BRANDI

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* In a group of seven late-type peculiar stars a search was made for the heavy elements Os (76), Pt (78), Au (79) and U (92) previously identified in 73 Dra by Jaschek and Malaroda. The results are given in Table I.

TABLE I.

| HD     | gr pec.  | Disp.<br>A/mm | Os I<br>(76) | Os II<br>(76) | Pt II<br>(78)    | Au I<br>(79) | U II<br>(92)    |
|--------|----------|---------------|--------------|---------------|------------------|--------------|-----------------|
| 15144  | Sr       | 4.5           | 3977.23      | —             | —                | —            | 3859.58         |
| 56495  | Sr       | 9             | —            | —             | —                | —            | —               |
| 191742 | Sr       | 9             | —            | —             | —                | —            | —               |
| 115708 | Sr-Eu    | 9             | —            | —             | the<br>strongest | —            | —               |
| 2453   | Sr-Cr-Eu | 4.5           | yes          | yes           | yes              | yes          | yes             |
| 25354  | Sr-Cr-Eu | 9             | yes          | —             | yes              | yes          | 3859.58-4241.67 |
| B CrB  | Sr-Cr-Eu | 2.8           | yes          | —             | yes              | 4811.67      | yes             |
| 73 Dra | Cr-Sr-Eu | 4.5           | yes          | yes           | yes              | yes          | yes             |

(\*) Becarios de la Universidad Nacional de La Plata.

\* Becaria de la Universidad de La Plata.

One conclusion is that apparently these heavy elements exist preferentially in Cr-Eu-Sr stars. The other conclusion is that some of these elements can only be produced by r-processes. This fact is of fundamental importance for the interpretation of the Ap stars.  
The complete paper will be published elsewhere.

### The variability of the Be stars.

FERRER, L. AND JASCHKEK, C.

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* Using the photometric and Be-star catalogues existing at La Plata, the photometric behavior of a sample of 140 Be stars has been studied over an average time interval of eleven years. As compared with a control sample of 100 normal B stars, about 50 % of the Be stars show variations in V and about 30 %, in B-V and U-B. These results confirm Feinstein's conclusions (Z. f. Astroph. 68. 29 (1968)) based upon a smaller sample. The paper in full will be published elsewhere.

### The Spectrum of Gamma-2 Velorum. II

VIRPI NIEMELA DE MONTEAGUDO AND JORGE SAHADE

*Observatorio Astronómico de La Plata*

*Abstract:* The study of the series of spectra of Gamma-2 Velorum taken by C. D. Perrine at the Córdoba Observatory in 1919 suggests that the variations in the radial velocities and in the intensities of the absorption lines that show the effect of diluted radiation are periodic with Vainu Bappu and Ganesh's period of 78,5 days and permits to improve this figure to 78,5002 days. The same period is followed by V/R variations displayed by the emissions of H and He I.

Thus the emission features of Gamma-2 Velorum can be separated into two groups, one of the broad H and He I emissions that show V/R variations, and a second one of the relatively narrow and stronger He II, C IV, O IV, etc. lines that do not show V/R variations. One obvious conclusion is that the Wolf-Rayet spectrum does actually show H in its spectrum, the behaviour of the H lines being different than the behaviour of He II.

The examination of the spectra taken at Bosque Alegre by Sahade in the interval 1948-62 and that of the spectra taken by Perrine, suggest that no noticeable changes have occurred in the spectrum of Gamma-2 Velorum in the last fifty years. Furthermore, the V/R variations in the red part of the spectrum is also shown on the 1948-62 plates.

Identifications of the spectral features are given in the wavelength range  $\lambda$  3100 - 6800 Å.

Relative to H8, the distribution of the radial velocities of the absorption line of He I 3888 that show dilution effect and is violet displaced by about 1200 km/sec on the average, both on Perrine's plates as well as on those taken with the Bosque Alegre reflector, apparently follow the trend of the radial velocities of the W-R component but with a much larger amplitude. This will be checked with the measurement of the Bosque Alegre spectra and may be explained in terms of form and density distribution of the envelope that surrounds the whole system.

The paper will be published in full elsewhere.

\* Miembro de la Carrera del Investigador Científico. Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

## INFORME DE BECA

### Estudio de la Asociación I Canis Majoris

J. J. CLARIÁ OLMEDO

*Observatorio Astronómico, Córdoba*

*Abstract:* In the belt ( $6^h 48^m < AR < 7^h 12^m, -8^\circ > D > -12^\circ$ ) early-type stars (O, B0, B3, B5) are predominant and a group of early-type stars with slightly higher concentration than in the rest of the Milky Way is found in Canis Majoris. 15 stars were classified in the M. K. K. system: 5 are late-type main sequence stars probably in the foreground, the remaining 10 being possible members. None of the obtained spectra show emission lines. The study of proper motions of 79 stars shows a strong mean motion perpendicular to the galactic plane. A distance of 1550 pc was obtained assuming a mean absorption of  $0^m3$  in the whole region. The distance derived by statistical parallaxes is incompatible with the preceding value; this fact shows the existence of appreciable systematic motions with respect to the Sun. It was not possible to improve the distance by using the galactic rotation curve.

#### I. Introducción:

Se describen en este trabajo algunas conclusiones alcanzadas en relación a un grupo de estrellas relativamente grande que Ambarsumian denomina Asociación I Canis Majoris. Varias fueron las razones que motivaron el estudio de dicha zona ( $6^h 48^m < AR < 7^h 15^m, -3^\circ > Dec > -14^\circ$ ): una rápida inspección de las estrellas de la zona clasificadas en el H.D. muestra un aparente predominio de estrellas tempranas (O, B0, B3, B5) de brillo moderado; esta agrupación estelar se halla dentro y en las inmediaciones de nebulosas oscuras y difusas, típicas de las zonas en donde se están formando estrellas; en dicha región también se encuentran los cúmulos abiertos NGC 2353 y NGC 2323, quizás relacionados (núcleos), con la supuesta asociación.

La zona sobre la cual concentré preferentemente la atención es una región de extensión algo menor (AR: de  $6^h 52^m$  a  $7^h 12^m$  y Dec: de  $-8^\circ$  a  $-12^\circ$ ) fuera de la cual disminuye notoriamente la concentración de estrellas más tempranas que B9 inclusive y más brillantes que  $m \sim 9$ .

#### II. Observaciones Espectroscópicas.

Algunas estrellas de la zona fueron observadas con el espectrógrafo de Bosque Alegre, pero no fue posible obtener velocidades radiales confiables, ya que como muestra la Tabla I, de 10 velocidades radiales de estrellas standard medidas (y corroboradas independientemente por el Dr. L. Milone) se infieren errores muy grandes respecto de los valores asignados en Lick a esas mismas estrellas. No se aprecia un error sistemático sino variable y de muchos km/seg. De un estudio sistemático de velocidades radiales de estrellas standard realizado hace algún tiempo por Milone se infiere que el comportamiento del espectrógrafo es errático, posiblemente debido a que el haz de comparación de Fe no mantiene su colimación.

| Placa  | Objeto   | V(m)   | V(L)      | $\Delta$ |
|--------|----------|--------|-----------|----------|
| I-7478 | Beta Crv | -10.1  | - 7.7±0.1 | + 2.3    |
| I-7480 | Zeta Lup | - 34.7 | - 9.7 0.2 | +25.0    |
| I-7476 | Mu Vel   | - 2.5  | + 6.9 0.1 | + 9.4    |
| I-7452 | Mu Vel   | + 2.6  | + 6.9 0.1 | + 4.3    |
| I-7440 | eEri     | +90.1  | +86.8 0.3 | - 3.3    |
| I-7433 | Alfa Ret | +33.0  | +35.6 0.2 | + 2.6    |
| I-7432 | eEri     | +88.7  | +86.8 0.3 | - 1.9    |
| I-7486 | Mu Vel   | - 0.3  | + 6.9 0.1 | + 7.2    |
| I-7486 | Mu Vel   | + 0.4  | + 6.9 0.1 | + 6.5    |
| (bis)  |          |        |           |          |
| I-7483 | Beta Crv | - 20.9 | - 7.7 0.1 | +13.2    |

V(m) = Velocidad medida

V(L) = Velocidad Lick

$\Delta = V(L) - V(m)$

De 15 estrellas clasificadas por mí en el sistema M.K.K. utilizando los pares de líneas recomendados en el Catálogo de Morgan, Keenan y Kellman, se infiere que cinco de ellas no pertenecen a la Asociación pues son estrellas tardías de la secuencia principal. Las 10 restantes se consignan en cambio como posibles miembros. En la Tabla II se consignan los tipos espectrales asignados a las 15 estrellas mencionadas.

Es conveniente aclarar que de las 1006 estrellas de la zona catalogadas hay algunas clasificadas por Jaschek, que junto con las mías forman un total de 39 estrellas con clasificación en el sistema M.K.K., entre las cuales hay un alto porcentaje de estrellas intrínsecamente luminosas.

Otra observación es que ninguno de los espectros obtenidos presenta líneas de emisión incluyendo el caso de un par de estrellas casi totalmente embebidas en nebulosidades.

| H.D   | m <sub>v</sub> | T. Esp.<br>(Harvard) | T. Esp.<br>(Asig.) |
|-------|----------------|----------------------|--------------------|
| 52918 | 4.89           | B3                   | B2V                |
| 52382 | 6.36           | B0                   | B2I <sub>b</sub>   |
| 55879 | 5.99           | B1                   | B1V                |
| 53240 | 6.42           | B8                   | B8III              |
| 53456 | 7.8            | B5                   | B3III              |
| 52942 | 8.7            | B5                   | B4V                |
| 52312 | 5.84           | A0                   | B8III              |
| 54662 | 6.20           | 0e5                  | 07                 |
| 53974 | 5.28           | B3                   | B3V                |
| 55832 | 6.06           | K2                   | K2V                |
| 54810 | 5.02           | K0                   | K0V                |
| 56207 | 6.09           | K0                   | K0V                |
| —     | —              | —                    | K0V                |
| 55589 | 6.01           | K0                   | K0V                |

### III. Movimientos Propios

Haciendo uso de los movimientos propios sería interesante obtener: 1) el movimiento propio del conjunto respecto al sol; 2) el punto de convergencia.

El primero de estos puntos puede lograrse efectivamente a pesar de la imprecisión de los movimientos propios disponibles pues la muestra es suficientemente grande y el error cuadrático medio disminuye con la raíz cuadrada del número de estrellas. Tal imprecisión afecta en cambio considerablemente la determinación del punto de convergencia. Ella es realizable para cúmulos cercanos con movimientos propios grandes y precisos. Por otra parte, es imposible pretender hallar la velocidad total del conjunto respecto al Sol si no se dispone de velocidades radiales.

Para obtener el primer punto arriba mencionado, hice una primer lista que incluye 61 estrellas con movimientos propios conocidos, que caen dentro de la franja ( $6^h 48^m <AR < 7^h 1^m; -9^o > Dec > -12^o$ ). El movimiento propio de conjunto respecto al sol en este caso es:

$$\langle \mu_\alpha \rangle = - 0''012 \quad \langle \mu_\delta \rangle = - 0''003$$

Si en lugar de esta franja, consideramos la que va desde  $6^h 48^m$  a  $7^h 12^m$ ; y desde  $-8^o$  a  $-12^o$ , obtenemos:

$$\langle \mu_\alpha \rangle = - 0''013 \quad \langle \mu_\delta \rangle = - 0''003$$

Si en cambio, consideramos los movimientos propios de todas las estrellas más tempranas que B9, obtenemos:

$$\langle \mu_\alpha \rangle = - 0''012 \quad \langle \mu_\delta \rangle = + 0''0004$$

Como vemos en todos estos casos, hay un apreciable movimiento negativo en ascensión recta. Tomemos como valor más razonable, el consignado en segundo lugar, pues es precisamente en esa franja que se encuentra la mayor concentración de estrellas tempranas. En algunos casos las desviaciones standard son muy grandes y el movimiento propio asignado pierde el sentido; sin embargo la muestra es bastante grande (79 estrellas) y permite sacar conclusiones aceptables acerca del movimiento propio total.

Los movimientos propios consignados en segundo lugar son en coordenadas galácticas:

$$\langle \mu_l \rangle \cos b = - 0''004 \quad \langle \mu_b \rangle = - 0''012$$

El valor del movimiento propio en latitud galáctica indica que hay un fuerte movimiento perpendicular al ecuador galáctico y respecto al sol. Esto nos hace pensar que la Asociación no tiene una velocidad tangencial predecible por la curva moderna de rotación de la Galaxia. Justamente, al aplicar el método de la Rotación Galáctica más adelante mi intención no es tanto afinar la distancia, sino más bien encontrar en cuanto se aparta la velocidad que predice la curva mencionada de la velocidad tangencial real observada suponiendo la distancia conocida.

### IV. Distancia de *I Canis Majoris*

Todo intento para determinar distancia de una asociación exige hacer fotometría y determinar la absorción. En particular hubiera deseado aplicar aquí el método de Becker y obtener el enrojecimiento, método que se emplea precisamente para estrellas más tempranas que AO de la secuencia principal. La imposibilidad de hacer fotometría en Córdoba, me obligó a aplicar métodos indirectos para intentar estimar la distancia. Sin embargo, antes de ello obtuve un primer valor de la distancia utilizando una absorción media para la zona.



a) *Determinación de la distancia usando una absorción media.*

Si bien no conocemos la absorción, podemos aprovechar el valor que obtiene Johnson de 0.3 magnitudes para la zona del cúmulo asociado NGC 2353. Adoptando este valor para toda la asociación, y utilizando todas las estrellas más tempranas que B9 inclusive con clasificación en el sistema M.K.K. (Tabla III) se obtiene una distancia media de 1654 parsecs. En cambio si, como es más razonable, utilizamos todas las estrellas clasificadas en el sistema M.K.K. que caen dentro de la franja ( $6^h 48^m < AR < 7^h 12^m$ ;  $-8^\circ > Dec > -12^\circ$ ) —estrellas con asteriscos en la tabla III— obtenemos una distancia media de 1550 parsecs.

TABLA III

| H. D   | $m_v$ | Sp. T(M.K) | $M_v$ | Módulo Verdadero |
|--------|-------|------------|-------|------------------|
| 51193  | 8.7   | B1Vnn      | -3.6  | 12.0             |
| 452    | 8.5   | B0IIInn    | -5.0  | 13.2             |
| 52266  | 6.97  | O9V        | -4.8  | 11.5             |
| 312*   | 5.84  | B9III      | -0.4  | 5.9              |
| 382*   | 6.36  | B1Ib       | -5.7  | 11.9             |
| 504    | 9.6   | B1V        | -3.6  | 12.3             |
| 690    | 6.79  | M1Ib       | -4.8  | 11.3             |
| 918    | 4.89  | B3IVoB1V   | -3.0  | 7.6              |
| 53367* | 7.01  | BOIVe      | -4.8  | 11.5             |
| 428*   | 7.9   | B2Ib       | -5.7  | 13.3             |
| 649*   | 9.1   | B0,5III    | -4.7  | 13.5             |
| 667*   | 7.8   | B0,5IV     | -4.7  | 12.2             |
| 754*   | 8.4   | B1II       | -5.0  | 13.1             |
| 755*   | 6.38  | B0V        | -4.4  | 10.5             |
| 756*   | 7.20  | B2IV       | -3.3  | 10.2             |
| 974*   | 5.28  | B0,5IV     | -4.5  | 9.5              |
| 975*   | 6.40  | O8         | -5.2  | 11.3             |
| 54439* | 8.5   | B2IIIn     | -4.4  | 12.6             |
| 493*   | 7.00  | B2III      | -4.4  | 11.1             |
| 662*   | 6.2   | O6         | -5.5  | 11.4             |
| 879*   | 7.9   | O9,5       | -4.6  | 12.2             |
| 55036  | 7.8   | A3Ib       | -4.8  | 12.3             |
| 52942* | 8.7   | B4V        | -1.0  | 9.4              |
| 53456* | 7.8   | B3III      | -2.9  | 10.4             |
| 53240* | 6.42  | B8III      | -1.0  | 7.1              |

Hay que tener en cuenta que hemos utilizado magnitudes aparentes de Harvard, las cuales no son muy buenas. Además, en esta franja pueden haberse considerado estrellas que no pertenecen a la asociación, debido a que su luminosidad no haya sido bien estimada. Por otra parte, adoptar  $A = 0.3$  magnitudes para toda la franja nos conducirá a un valor aproximado de la distancia.

De lo anterior inferimos que la zona está algo más distante que el cúmulo NGC 2353, que dicho sea de paso es, en promedio más viejo que las estrellas de la zona. Becker consigna para NGC 2353 una distancia de 1315 pcs y Johnson le asigna 1050 pcs.

b) *Aplicación del Método de las Paralajes Estadísticas.*

Fue mi desecho afinar el resultado anterior, de allí

la utilización del método de las paralajes estadísticas. Este método no requiere observaciones fotométricas. Supone fundamentalmente que el conjunto de estrellas tiene velocidades particulares distribuidas al azar, lo cual puede no ser cierto. Apliqué el método a 79 estrellas, comprendidas en la región que va desde  $6^h 48^m$  a  $7^h 13^m$  y de  $-8^\circ$  a  $-12^\circ$ . Todas estas estrellas son más tempranas que B9.

La paralaje estadística media resultó ser  $0''0048$ , lo que corresponde a una distancia de 207 pcs. Evidentemente esta distancia no es aceptable, puesto que si  $d \sim 200$  pcs, el módulo de distancia para la zona es  $m - M = 6.5$ . Siendo que  $M$  es del orden de 0 para estrellas B9 y del orden de  $-4.4$  para estrellas BO, poniendo  $M = -2$  ó  $-1$ , notamos que la magnitud aparente media que tendríamos que observar a esta distancia, debería ser del orden de 4.5 ó 5.5, lo cual dista considerablemente de la realidad.

El hecho de que la aplicación del método de las paralajes estadísticas nos haya conducido a un valor falso de la distancia, muestra que no es aplicable en este caso, pues debe existir un movimiento propio de conjunto de la asociación (que se desprecia en él), que superpuesto al movimiento reflejo del sol hacia el ápex, nos da el movimiento propio observado. Todos los movimientos propios se obtuvieron directamente del Smithsonian Star Catalogue.

c) *Aplicación del Método de la Rotación Galáctica.*

Las coordenadas galácticas medias de la zona son:  $\langle l \rangle = +191^\circ$  y  $\langle b \rangle = -1^\circ$ . Se trata pues de un grupo de estrellas que se encuentran prácticamente en el ecuador galáctico, en una dirección próxima al anticentro.

Dada la geometría del problema, si se supone que el Sol dista 10 kpc del centro galáctico (IAU Symposium N° 31, 1967) y 1 kpc de I Canis Majoris, la distancia de la asociación al centro galáctico es de 10.8 kpc.

Con la curva moderna de rotación de la galaxia (IAU Symposium N° 31, 1967) la velocidad correspondiente a esa distancia es de  $+248.4$  km/s, con una componente en el plano galáctico normal a la dirección Sol-asociación de  $+191.2$  km/s. El valor de esa misma componente es para el sol de  $+186.2$  km/s. La diferencia entre ambos valores es de  $+4.99$  km/s.

Esto significa que si la asociación estuviera a 1 kpc deberíamos observar un movimiento propio en longitud galáctica de  $-0''001$  en cambio se observa  $-0''004$ . Para lograr el acuerdo con la distancia supuesta, la diferencia entre las componentes recién calculadas de las velocidades del Sol y de la asociación tendría que ser de aproximadamente 16.6 km/s y no como se calculó antes, 5 km/s. Ello corresponde a un valor de velocidad de rotación superior en 15 km/s al que se deduce de la curva de rotación con la distancia al Sol supuesta.

Esta diferencia se hace más grande si se suponen mayores distancias entre la asociación y el Sol: para 1.2 kpc, es de 17.1 km/s, y para 1.4 kpc, de 20.2 km/s.

Si se emplea el valor hallado en III-a, 1,550 kpc, se obtiene que la velocidad real es 23.1 km/s superior a la que para esa distancia al Sol resulta de la curva de rotación galáctica.

# ASTROFISICA TEORICA

## COMUNICACIONES

### Modelos numéricos de Nubes Cósmicas en contracción gravitatoria.

W. G. L. PÖPPEL

*Instituto Argentino de Radioastronomía*

*Abstract:* Starting from uniform distributions of density and temperature, the hydrodynamical equations are integrated for contracting spherical masses of pure atomic hydrogen without radiation. We found a monotonic increase of density and temperature in the time. The space distributions of density and temperature are uniform but the velocity field is linear with distance from the center. As the paper will be published elsewhere we give here only a synopsis.

Se plantean modelos numéricos de nubes en contracción gravitatoria con vistas a la formación de estrellas.

Los modelos presuponen simetría esférica y composición fisicoquímica fija. Las ecuaciones consideradas son las hidrodinámicas, incluyendo la gravitación y despreciando términos de viscosidad y conducción térmica (ver Bol. Asoc. Arg. de Astr. 5, 31, 1963; en lo sucesivo denominado trabajo I). Las condiciones iniciales adoptadas son las más simples, correspondiendo a un medio uniforme en reposo. Condiciones iniciales más elaboradas complicarían innecesariamente el problema. Por otra parte, las condiciones imperantes en una nube no son conocidas en detalle. Además la adopción de tales condiciones iniciales permite utilizar las soluciones analíticas aproximadas obtenidas en el trabajo I, las que pueden servir de guía para controlar el comportamiento general de los cálculos numéricos.

En cuanto al comportamiento térmico, a diferencia de otros autores, aquí se utiliza una evolución adiabática, ya que se piensa más bien en una nube primordial, constituida por H atómico puro y carente de agentes ionizantes exteriores. En consecuencia, el modelo solo aspira a describir la primera fase del proceso de contracción de tal nube primordial. Esta fase concluirá cuando comience activamente la ionización del gas, ya que entonces la disipación radiativa se hará importante. Es decir que no deberá superarse una cierta temperatura  $\theta$  característica. Para H puro, cuyo primer nivel excitable  $\sim 10$  eV,  $\theta$  deberá ser muy inferior a

$$\theta' \sim \frac{2}{3} \frac{10 \text{ eV}}{k} \sim 75.000^\circ \text{ K}$$

por ejemplo  $\theta \sim 15.000^\circ \text{ K}$ .

A los efectos del control de los cálculos y para una fácil generalización de las ecuaciones a procesos térmicos más complejos, se utiliza aquí la ecuación de conservación de la energía en lugar de la relación adiabática explícita entre T y  $\rho$ . Por otra parte, las integraciones también valen para una mezcla de H atómico con He pues solo será necesario cambiar el valor de  $\mu$ .

Las condiciones de contorno utilizadas en el modelo son:

$$\text{en el centro } (r = 0): \quad v = 0, \quad \frac{\partial T}{\partial r} = 0, \quad \frac{\partial \rho}{\partial r} = 0,$$

y en el borde exterior ( $r = R(t)$ ):  $p = \text{Cte.}$  (lo cual conduce a  $T = \text{Cte.}, \rho = \text{Cte.}$ )

Luego de adimensionalizar las ecuaciones se pasó a su resolución numérica mediante diferencias finitas aplicando el método de Runge-Kutta. Los cálculos se hicieron con la computadora Ferranti-Mercury del Instituto de Cálculo de la UNBA. Un criterio utilizado para mantener acotados los errores de cálculo fue el de la constancia de las masas de los diferentes segmentos esféricos en que se dividió a la nube. Una complicación la constituyeron las inestabilidades matemáticas. Estas fueron acotadas reduciendo suficientemente  $\Delta t$  y eligiendo adecuadamente las ecuaciones en diferencias finitas.

De esta manera se calcularon completamente dos soluciones hasta casi el colapso final, y parcialmente otras dos. Una vez fijados los dos parámetros libres  $\rho^*$  y  $T^*$  utilizados en la adimensionalización, las cuatro soluciones difieren entre sí en sus radios iniciales. Esto permite apreciar la influencia del contorno exterior en su dependencia con las dimensiones iniciales de la nube. Las masas típicas para estas soluciones están en el rango 1 a  $10^7$  masas solares. Prescindiendo de la zona influida por el borde, los resultados numéricos para las cuatro soluciones resultaron idénticos. La extensión de dicha zona es relativamente mayor cuando menor es el radio inicial. Los resultados de los cálculos confirman el comportamiento general de las soluciones analíticas del trabajo I. Teniendo siempre presentes las hipótesis hechas, en especial  $T < \theta$ , las características generales de las soluciones

numéricas indican que

a) La nube se contrae en un tiempo

$\tau_0 \sim 0.542 (G\rho^*)^{-\frac{1}{2}}$  independiente de la masa y de la temperatura inicial del sistema.

b) Durante todo el proceso el fluido permanece con distribuciones uniformes de temperatura y densidad a excepción de una cierta zona periférica a partir del contorno exterior, cuya extensión relativa es tanto menor cuanto mayor sea la masa.

c) El campo de velocidades permanece lineal con  $r$ . Esto se explica porque, al ser por hipótesis inicialmente despreciable el gradiente de presión, solo actúan las fuerzas gravitatorias, de modo que el proceso se inicia con una caída libre.

d) El proceso de contracción es muy lento al principio. Por ej. luego de  $0.6 \tau_0$  la densidad apenas se incrementa en un factor  $\sim 2.6$ . En el interin va aumentando notablemente el campo de velocidades. Una vez desarrollado éste, el proceso es rapidísimo, prosiguiendo con un rápido y monótono crecimiento de  $T$  y de  $\rho$  siempre en condiciones aproximadamente uniformes. Por la lentitud inicial del proceso también sería de esperar que el tiempo de contracción total,  $\tau_0$ , probablemente caracterice la duración total del proceso real de contracción, incluyendo las fases posteriores de la evolución y fraccionamiento no incluidas aquí.

Es de hacer notar que, si bien aquí se manifiesta un comportamiento de homogeneidad en la distribución espacial de la densidad, ello no sucede en las soluciones de otros autores (por ej. Ruskol 1955, McNally 1964, Hunter 1967, Penston 1966). Como ya lo hace notar este último, cuando se parte de distribuciones iniciales más concentradas en el centro, por ejemplo politrópicas, al ser el tiempo característico de evolución del proceso del orden de  $(G\rho^*)^{-\frac{1}{2}}$ , es lógico esperar que las zonas más densas evolucionen más rápidamente que las menos densas, y en consecuencia se vayan destacando cada vez más las concentraciones centrales. Esto muestra la importancia que las condiciones iniciales pueden tener sobre el desarrollo del proceso y la necesidad de disponer de buenas observaciones que orienten las suposiciones que en tal sentido se hagan.

En un trabajo posterior se proyecta incluir detalladamente los procesos de disipación radiativa y de interacciones colisionales que hagan variar la composición físico-química, según fuera esbozado en Bol. Asoc. Arg. de Astr. 10, 68, 1965.

Ruskol, E. L., Astr. Zurn. (Akad. Nauk URSS) 32, 244, 1955.

McNally, D., Ap. J. 140, 1088, 1964.

Penston, M. V., Royal Obs. Bull. 117, 1966.

Hunter, J. H., Congres et Colloques de l'univ. de Liege, 41, 307, 1967.

### The continuum of MH<sub>a</sub> 328-116.

H. GEROLA, F. CAPUTO AND N. PANAGIA

*Dto. de Física, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Universidad de Buenos Aires and Laboratorio di Astrofisica dell'Università di Roma.*

*Abstract:* The peculiar continuum of MH<sub>a</sub> 328-116 is found to correspond to that of a nebula where thermal collisions are responsible for the excitation at  $T_e = 1.3 \times 10^4$  °K and  $N_e = 5 \times 10^6$  cm<sup>-3</sup> in accordance with that shown by the line spectrum.

### Lyman alfa and excitation mechanism.

H. GEROLA, M. M. FULCHIGNONI AND N. PANAGIA

*Dto. de Física, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Universidad de Buenos Aires and Laboratorio di Astrofisica dell'Università di Roma.*

*Abstract:* Lyman alfa of hydrogen results to be the best indicator of the excitation mechanism operating in gaseous nebula. Also the interstellar absorption by gas and dust has been included. Recent observations with space probes may imply that also for interstellar gas collisional excitations is important.

### Una propiedad de los cúmulos abiertos.

CARLOS J. LAVAGNINO

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* It was shown in previous articles that open clusters have a particular location in the mass-size diagram. This paper shows the usefulness of this correlation for the study of open clusters as a species. The problem is discussed from the viewpoint of age and richness of this objects.

### Collisional excitation in nebulae and symbiotic variables.

H. GEROLA AND N. PANAGIA

*Dto. de Física, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Universidad de Buenos Aires and Laboratorio di Astrofisica dell'Università di Roma.*

*Abstract:* It is proposed that the temperature simulation effect for the continuum of gaseous envelopes which are collisionally excited may explain the spectra of symbiotic objects such as Ag Pegasi.

So it would not be necessary to postulate the binary structure for all the symbiotic objects. It has been found that in the case of AG Pegasi the binary hypothesis and the single object hypothesis are equivalent.

### Theory of the continuous spectrum of gaseous nebula of pure hydrogen.

H. GEROLA AND N. PANAGIA

*Dto. de Física - Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Universidad de Buenos Aires and Laboratorio di Astrofisica dell' Università di Roma.*

*Abstract:* It has been studied the formation of the continuum of nebular hydrogen when ionizations are due to radiation and to collisions.

Two photon emission and continuous emissivity in the reaction of formation of  $H^-$  have been included. The continuum results extremely sensitive to the relative amount of the two types of thermal excitation.

### A model for radiogalaxies.

J. L. SÉRSIC

*Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires.*

*Abstract:* Through a convenient model, it is shown that galaxies with a condensed nuclear body breaking in two pieces develop transient annular optical structures resembling those found in typical radiogalaxies. A complete account of the theory will be found in.

— J. L. Sérsic: *Transient Annular Structures in Exploding Galaxies*, Proc. Symposium on Stability, Resonances and Periodic Orbits, Sao Paulo, 1969 (in Press).

### The luminosity function obtained from bright stars.

J. C. MUZZIO \* AND C. JASCHEK

*Observatorio Astronómico - La Plata*

*Abstract:* As a preliminary step to derive the luminosity function the underlying hypothesis involved in the mean absolute magnitudes method have been analyzed. The study of the material published by Cowley, A. P., Hiltner, W. A. and Witt, A. N. (A. J., 72, 1334, 1967) shows that the hypothesis of a linear relationship between the mean absolute magnitude and  $H$ , as well as the hypothesis that such a relationship does not depend on the apparent magnitude, have little influence on the obtained values. The shape of the luminosity function is not biased either by the adopted shape of the relative distribution function of absolute magnitudes for each  $H$ , but it depends critically on the number of stars in each magnitude and proper motion interval.

### The velocity ellipsoid for giants and dwarfs.

ANA GÓMEZ AND CARLOS JASCHEK

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* The solar motion and the velocity ellipsoid are derived from samples of stars of different spectral types and luminosity class.

The equations used are those of the radial velocity component of motion, including the  $K$ -term and galactic rotation corrections. The results obtained are compared with the published ones. The complete paper will be published elsewhere.

(\*) Becario interno del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

## COMUNICACIONES

### Colisión triple en un caso particular del problema restringido de cuatro cuerpos

FRANCISCO LÓPEZ GARCÍA

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Resumen:* Se estudia un caso particular del problema restringido de cuatro cuerpos. A partir de una solución isósceles plana (con un eje fijo de simetría), con colisión binaria del problema de los tres cuerpos con masas finitas, se regulariza una colisión triple en el problema restringido de cuatro cuerpos, introduciendo uno de masa nula. Las ecuaciones diferenciales del movimiento se regularizaron mediante el cambio de variable independiente  $d\tau = \eta^{-1} dt$ , siendo  $\eta$  una de las distancias mutuas que tiende a cero en el instante de la colisión triple.

Se demuestra analítica y numéricamente que la velocidad del cuarto cuerpo (de masa nula) tiende a cero para el instante de colisión. Luego, analíticamente el sistema de ecuaciones diferenciales está regularizado y la comprobación numérica se realizó con la computadora IBM 1620 de la Universidad Nacional de La Plata.

El trabajo completo se publicará en otro lugar.

of the two-body problem in the moving plane SJA. To obtain the coordinates  $x$  and  $y$  in this plane we only need, for instance, to know the perturbed value of the radius vector  $\mathbf{r}_a$  of the small body. Let us define for this purpose the equations of motion of A with respect to the system I:

$$\frac{d^2 \mathbf{r}_a}{dt^2} + \mu \frac{\mathbf{r}_a}{r_a^3} = m' [(\mathbf{r}_j - \mathbf{r}_a) / \Delta^3 - \mathbf{r}_j / r_j^3]$$

By multiplying this equation by an (for the moment) indeterminate vector  $\mathbf{W}$  we immediately obtain an equation of the form:

$$\frac{d^2 \mathbf{r}_a}{dt^2} + \mu \frac{1}{r_a^2} = m' f(r_a, r_j, \mathbf{W})$$

This equation can be integrated by the standards methods of special perturbations. Once the value of  $r_a$  has been obtained, we adopt its value as the instantaneous value on the moving plane SJA. This can be done because the distances are invariant under orthogonal transformations in which the origin is kept fixed. System II is now the new reference system.

Formulae  $x = r \cos v$ ,  $y = r \sin v$  can be computed by means of an iterative process. The anomaly  $v$  must be defined as usually. The connection between  $v$  and the quantities defined by the auxiliary system II is established by known formulae of elementary plane geometry. Results in system I can be obtained by the known transformation formulae or by the matrix method.

### A new method for computing special perturbations in the three-body problem.

C. A. ALTAVISTA

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* In Nº 13 of the Information Bulletin for the Southern Hemisphere I have given an outline of this method.

Let there be three mass points  $S = \text{Sun}$ ,  $J = \text{Jupiter}$ , and  $A = \text{Asteroid (or Satellite)}$  and let us suppose that the orbital plane of Jupiter is taken as a fixed plane of reference in which a frame of fixed axes has been chosen in such a way that the X axis is oriented towards the perihelion of Jupiter. This system will be called "System I".

A second system of axes, "System II", is defined in the moving orbital plane of A, the X axis being directed towards the (instantaneous) direction of the radius vector  $\mathbf{r}_j$  of Jupiter. The Y axis of this system is taken  $90^\circ$  ahead of the X axis on the moving orbital plane of A. The Z axis is (instantaneously) perpendicular to this plane.

In order to solve the problem we use the instantaneous integrals

### On the Application of Von Zeipel's Method to the Asteroid Valentine.

G. A. ALTAVISTA

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* In Bulletin of the A. A. A. Nº 7 I have shown some previous results obtained in the application of Von Zeipel's method to the asteroid Valentine. At present I have completed the elimination of the short period terms according to Brouwer's precepts. Solutions for the six elements  $L, G, H, l, g, h$  include terms up to the third degree in the excentricities of Jupiter and Valentine and the mutual inclination of their orbits. Some selected fourth-degree terms are to be added on account of the inequality  $7n - 3n_j$ . The Hamiltonian for this approximation can be easily obtained from the well known results in the theory of secular perturbations. Numerical results are being obtained by computing values of the coefficients of the analytical solutions. A programm for the 1620 IBM has been developed for this

purpose. The slow convergence of the solution is due to the rather large value of the relationship between semi-major axes of Jupiter and Valentine. More values for the Laplacian constants are needed to complete the numerical solution of the approximation. I hope to get final numerical results in 1970.

- D. Brouwer and G. Clemence; *Methods of Celestial Mechanics*, Academic Press, New York and London, 1961.
- U. Leverrier; *Annales de l'Observatoire*, Tome 2, page 87, Paris, 1856.
- C. A. Altavista; *Boletín N° 7 de la A. A. A.*, La Plata, 1963.

## COMUNICACIONES

### La metodología de William Herschel.

CARLOS J. LAVAGNINO

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* The analysis of the stellar systems which Herschel uses to build his cosmology upon, shows an illustration of the laws of evolution of astronomy which we listed in a previous work. The essential characteristics of Herschel's method are shown: 1) Application of geometric and kinematic criteria to telescopic observation. 2) The law of gravitation as a universal concept. 3) The analogic reasoning of T. Wright and Kant. 4) Lambert's cosmology. These characteristics are discussed in relation to some discoveries of that time: the law of Titius - Bode, the planet Uranus, and the asteroid Ceres.

### Medio siglo de la Unión Astronómica Internacional.

CARLOS J. LAVAGNINO

*Observatorio Astronómico, La Plata*

*Abstract:* The growth of astronomical specialities between 1919 and 1965 is shown within the framework of a previous methodological work. For that time interval the author describes: 1) The growth of specialities in the world. 2) Its reflex in the I.A.U. 3) Its reflex in the "Boletín" of the A.A.A. 4) Its reflex in the "Revista Astronómica". 5) The growth of especialities in Argentina. 6) The situation of optical instruments.

# INSTRUMENTACION

## INFORMES DE TRABAJO

### El Fotómetro integrador del Observatorio de La Plata

H. O. GONZÁLEZ FERRO

Observatorio Astronómico, La Plata

Para aclarar las ventajas del integrador, se compararán entre sí los dos métodos que se usan comunmente en fotometría foteoeléctrica. Ellos son:

*Registro directo.* Un cierto porcentaje de los fotones que inciden sobre el fotocátodo de la fotomultiplicadora producen en sus terminales de salida pulsos de corriente muy breves, cada uno de los cuales contiene una cantidad de carga eléctrica aproximadamente constante, que llamaremos  $e$ . Si registramos esa corriente con un sistema que posea una constante de tiempo  $t$  mucho mayor que el intervalo entre pulsos, obtendremos una línea que presentará, alrededor del valor medio  $i_0$ , desviaciones de una amplitud relativa

$$\frac{\text{Desviación media cuadrática}}{\text{Valor medio}} = (2t \cdot i_0/e)^{-1/2}$$

*Integradores.* Tanto los analógicos como los digitales, dan directamente el valor medio de la corriente durante un cierto intervalo de tiempo, con un error

$$\frac{\text{Error medio cuadrático}}{\text{Valor medio}} = (T \cdot i_0/e)^{-1/2}$$

donde  $T$  = tiempo de integración.

Se puede demostrar que con la forma de trabajo usual o sea integrando "a ojo" la parte horizontal del registro en el primer caso, el integrador produce una disminución del error comprendida entre 1,2 y 1,7 veces, ahorra algo de tiempo, y sobre todo no exige *procesamiento posterior* del resultado ni *estimaciones subjetivas*, punto este último muy importante.

Su único inconveniente reside en la necesidad de incorporar al sistema un dispositivo automático y exacto de control de tiempo. Pero esto es compensado, en el caso de los integradores analógicos, por el hecho de que los requisitos de estabilidad de cero y de linealidad del amplificador son mucho menores.

Las técnicas de *Integración Digital* requieren circuitos algo más complejos. En ciertas circunstancias muy especiales pueden reducir algo el ruido generado por la fotomultiplicadora.

Otro punto importante a considerar al comparar los sistemas es su posibilidad de adaptarlos al registro digital de los datos, para que puedan ser alimentados directamente a una computadora.

El sistema de registro directo es completamente inadecuado, ya que exige el agregado de algún tipo de integrador, sistema de tiempo y conversor analógico-digital.

El integrador analógico es muy adecuado: sólo debe agregarse el conversor analógico-digital.

El integrador digital es tal vez el más conveniente para este fin, ya que su salida puede conectarse directamente a un registrador digital.

— ° —

El equipo usado actualmente en La Plata consta de las siguientes partes:

- Una fotomultiplicadora montada en el foco del telescopio, con refrigeración, filtros, diafragmas y ocular para calar.
- Fuente de alta tensión para la fotomultiplicadora.
- Fuente de alimentación para el resto del equipo.
- Circuito integrador, formado por un amplificador a válvulas, capacitores de integración seleccionables manualmente para cambiar la sensibilidad en pasos de  $2^m5$ , y atenuador de salida ajustable en pasos de  $0^m5$ .
- Registrador de salida, sobre banda de papel.
- Unidad de comando que realiza las siguientes funciones básicas:

Como fotómetro:

Cuando se oprime un botón, conecta el integrador. Transcurrido un tiempo prefijado (se puede elegir entre 5 valores), la integración termina, pero la salida se mantiene en el nivel alcanzado algunos segundos, para permitir la lectura. Luego la aguja vuelve a cero, quedando todo en reposo, o iniciándose automáticamente otro ciclo.

Como exposímetro: (ver más detalles de esta función en el último párrafo)

Integra la corriente de entrada hasta que la carga acumulada alcanza cierto nivel. El capacitor es entonces descargado automáticamente y el proceso se reinicia. Un contador instalado en el frente indica el número de veces que se realiza el ciclo: la cifra indicada, multiplicada por la cantidad de luz



correspondiente a cada carga del capacitor, nos da la cantidad de luz total.

**Especificaciones del integrador actual.** La sensibilidad es ajustable en pasos de  $0^m5$  entre 0 y 12,5 magnitudes instrumentales. (Llamamos magnitud instrumental a la indicación que da el instrumento calibrado en magnitudes pero con un cero arbitrario. Debe sumarse un valor comprendido entre cero y  $1^m5$  para obtener el valor real correspondiente a la estrella.)

Definimos como sensibilidad máxima aquella a la cual el instrumento sufre una pérdida de linealidad (debido a que por sus fugas internas deja de ser un integrador perfecto) del 1%.

Esa sensibilidad máxima corresponde a magnitud instrumental 12,1 a plena escala con un tiempo de integración de 14 segundos. Esa es la señal producida por una estrella de magnitud visual  $13^m7$  con el filtro V y una fotomultiplicadora 1P21 alimentada con 900 V.

Tolerando una deflexión de sólo 25 mm en el registrador y usando una tensión de alimentación mayor se llega fácilmente a una magnitud visual de  $17^m$ .

Además, con tiempos de integración mayores y corrigiendo el error por alinealidad así resultante y/o tolerando un error mayor, se aumenta la sensibilidad 2 ó 3 magnitudes más.

Es necesario aclarar que las sensibilidades mayores no se han podido usar debido a la imposibilidad de ver la estrella para calar.

**Precisión.** La linealidad dentro de cada rango es mejor que  $\pm 3$  milésimos de magnitud.

El error de los atenuadores es inferior a  $\pm 3$  milésimos de magnitud, salvo en la posición de mayor sensibilidad del atenuador de  $2^m5$  por paso, donde sólo se garantizan  $\pm 13$  milésimos de magnitud.

El error de la base de tiempo es menor que  $\pm \frac{1}{2}$  milésimo de magnitud cuando trabaja sincronizada con un reloj externo de por lo menos esa precisión.

A continuación se compara la importancia de los distintos factores perturbadores en relación con la corriente producida por una estrella de magnitud  $13^m1$  con filtro V.

|  | Corriente con 900 V<br>de alimentación |
|--|--|
| Señal de la estrella .....   | 2,2 · 10 <sup>-10</sup> A              |
| Corriente de fuga del amplificador .....   | 5 · 10 <sup>-13</sup> A                |
| Corriente de oscuridad de la fotomultiplicadora refrigerada con hielo seco ..... | 1 · 10 <sup>-12</sup> A                |
| Brillo del cielo (21 mag/seg <sup>2</sup> . con diafragma de 14") .....          | 2 · 10 <sup>-11</sup> A                |

Al comparar las medidas realizadas sobre una misma estrella en distintas noches, observada 2 á 4 veces cada noche, se encuentra que los valores correspondientes a los promedios diarios tienen errores con una dispersión aproximadamente Gaussiana y con un valor medio inferior al 1%. Este error parece ser independiente del brillo de la estrella, por lo menos hasta magnitud 7. Y es seguramente debido a problemas del cielo, al menos en su mayor parte.

**El exposímetro.** Es posible usar el integrador del fotómetro para ahorrar mucho tiempo en la toma de espectros y fotografías.

Normalmente, debido a variaciones en la transparencia atmosférica y a otros motivos, se pierden muchas placas por sobreexposición o subexposición, lo que puede significar muchas horas si se están observando objetos débiles. Este problema es especialmente importante en lugares de cielo de pobres características como La Plata.

Disponiendo de un instrumento que indique continuamente la cantidad total de luz recibida por la placa, puede interrumpirse la exposición en su valor exacto, independientemente de cualquier variación en la transparencia atmosférica, errores de guiado o aún interrupciones accidentales.

Dicho instrumento (que está casi terminado) tomará parte de la luz que ha pasado por la ranura del espectrografo y la enviará a la fotomultiplicadora del fotómetro. En el circuito de éste se introduce un cambio que permite que los tiempos de integración puedan ser de pocos segundos o de varias horas. El total de luz recibido en cualquier momento está dado numéricamente por un contador mecánico.

— Gadsden, M.; Some statistical properties of pulses from photomultipliers, Applied Optics, Vol. 4, Nº 11, Nov. 1965.

## El Espectroheliógrafo del Observatorio de Física Cósmica de San Miguel

J. SEIBOLD S. I. Y T. PANETH S. I.

Observatorio de Física Cósmica, San Miguel

El espectroheliógrafo de San Miguel (cfr. Inf. Bull. South. Hem. Nº 15) ha comenzado a operar en marzo del presente año. Presentaremos aquí únicamente una breve descripción del mismo.

El instrumento ha sido diseñado por el Dr. M. Miller S. I. y construido por la American Optical Company (U.S.A.); está instalado en una torre de hormigón protegida por un segundo edificio (ver figura).

A 12,50 m del suelo, protegido por una cúpula co-rediza, se encuentra el celóstato sistema Lippmann, compuesto por dos espejos planos de 405 mm de diámetro.

El telescopio en sí es un sistema gregoriano fuera de eje. Su primario es parabólico de 305 mm de diámetro y su secundario es elíptico de 203 mm. La distancia focal equivalente del sistema es de 7320 mm y da una imagen del sol de unos 68 mm sobre la rendija del espectrógrafo.

El espectroheliógrafo cuenta con monocromador tipo Lyot centrado en la línea H-alfa que se utiliza como equipo auxiliar de patrullaje y para elegir la zona de la cual se quiere obtener el espectro.

El espectrógrafo propiamente dicho está ubicado dentro de un tanque en el cual se puede hacer un vacío del orden de los 5 mm de Hg. Consta de dos espejos colima-

dores y una red de difracción de 600 líneas/mm construida por Bausch & Lomb con una superficie útil de 154 x 206 mm con un ángulo de tallado de  $28^{\circ} 41'$ . La dispersión de la red varía entre 0,6 y 3 Å/mm, según el orden elegido.

### Ajuste del celóstato del espectroheliógrafo de San Miguel

TOMÁS PANETH S. I.

*Observatorio de Física Cósmica, San Miguel*

El tiempo que permanezca quieta la imagen del sol sobre la ranura del espectrógrafo depende de la exactitud de montaje del celóstato. En particular, son cuatro los elementos críticos: 1º que el plano del espejo primario sea paralelo a su eje de rotación (es decir, declinación de su normal  $O^{\circ}$ ); 2º que dicho eje esté en el plano meridiano (azimut respecto el plano meridiano  $O^{\circ}$ ); 3º que la inclinación del eje de rotación respecto a un plano horizontal sea igual a la latitud del lugar; 4º que el reloj produzca un seguimiento perfecto (una vuelta del espejo en 48 horas del día solar medio). Se prescinde totalmente de las variaciones estacionales que en el peor momento producirán un movimiento de un minuto de arco (2 mm en nuestra imagen solar) por hora en dirección del meridiano y 1,25 segundos de arco (0,04 mm en nuestra imagen solar) por hora en dirección del paralelo.

Dado que nuestro celóstato carece totalmente de limbos en su montura y que no conviene apoyar nada sobre la superficie del espejo para no dañarlo, y, por otra parte, dado que todos los métodos encontrados en la bibliografía sólo permiten separar las cuatro variables después de mucho tiempo, hemos desarrollado el siguiente método:

1º) Las posiciones del espejo en el espacio se determinan usando un teodolito por autocolimación. Esto soluciona la falta de limbos y no daña el espejo. Permite además lecturas de segundos según el teodolito utilizado.

2º) Se determina la posición del meridiano en dos puntos simétricos, situados uno al oeste y otro al este del espejo primario del celóstato.

3º) Se pone el espejo vertical mirando hacia uno de dichos puntos, por ejemplo, el Este. Se coloca el teodolito en dicho punto a la altura del espejo. Verificada la verticalidad del espejo con la horizontalidad del teodolito en autocolimación se lee el azimut de la normal al espejo respecto el meridiano. Se obtendrá un error relativo a la posición correcta ( $90^{\circ}$ ). Dicho error tiene dos partes sumadas en forma algebraica: una es el error de azimut del eje de rotación y la otra es la proyección horizontal del error en declinación.

4º) Se repite el procedimiento del lado Oeste. Se obtiene un nuevo error sobre el azimut correcto ( $270^{\circ}$  de este lado). Pero, si antes estaban sumadas sus com-

ponentes, ahora aparece su diferencia. Por lo tanto tenemos un sistema muy simple de dos ecuaciones con dos incógnitas que nos permiten calcular los errores separadamente.

5º) Se corrige el azimut del eje hasta lograr la autocolimación del teodolito en su posición calculada y luego declinación y verticalidad hasta lograr la autocolimación del teodolito en su posición definitiva.

6º) Para control se hace una verificación del lado Este. Si se procedió con cuidado debe estar dentro de las tolerancias fijadas. Caso contrario se repite el procedimiento. Con ello quedan aseguradas dos de las variables: declinación y azimut.

7º) Se coloca el espejo horizontal y el teodolito frente al mismo. Para esta nueva posición también se necesita saber la posición del meridiano y la latitud del lugar.

8º) Se coloca el teodolito en posición que corresponde para que su azimut sea el del meridiano y su inclinación el complemento de la latitud del lugar. A continuación se corrige la ascensión recta del espejo (hasta lograr su horizontalidad) y la inclinación del eje hasta lograr autocolimación. Con ello queda en su lugar la variable Nº 3.

9º) Finalmente se ajusta el reloj en forma usual.

En nuestro caso, el teodolito disponible en el observatorio es un Wild corto, que permite lectura de segundos. Dado que para el mismo no existe de fábrica el dispositivo de iluminación para autocolimación, hubo que proyectarlo y fabricarlo en nuestro taller.

La determinación de las coordenadas del lugar y de la posición del meridiano por el método astronómico, lo mismo que las triangulaciones e incluso el manejo del teodolito para los ajustes del espejo, estuvo a cargo de los Ings. Núñez, Esquivel y Cerrato del departamento de Geodesia y Topografía de la Facultad de Ingeniería de la Universidad de Buenos Aires. A todos ellos tenemos que agradecer su desinteresada colaboración.

La exactitud final lograda es mejor que 5 segundos de arco en todo sentido, salvo movimientos del edificio y juegos y otras causas de falta de paralelismo en los movimientos del primario. Nada de esto ha sido medido hasta el momento. Si bien el método y el instrumental empleado permiten una exactitud 5 veces mayor, juzgamos que carece de sentido hacer el esfuerzo correspondiente, al menos por el momento.

En cuanto al reloj es necesario aclarar que el nuestro estará formado por un oscilador ajustable, un amplificador de potencia, un motor sincrónico y un tren de engranajes. Hay en nuestro observatorio un reloj de cuarzo con exactitud  $10^{-8}$ . Tenemos proyectado partir de una de las frecuencias patrones generadas por el mismo y mediante contadores electrónicos generar la frecuencia necesaria para el día solar medio. En el caso de trabajar con estrellas incluiremos otro contador para día sideral. El oscilador ajustable y las dos frecuencias patrones serán conmutables según necesidad. Con ello queda resuelta en forma definitiva la cuarta variable.

# ESPECTROHELIOGRAFO de SAN MIGUEL

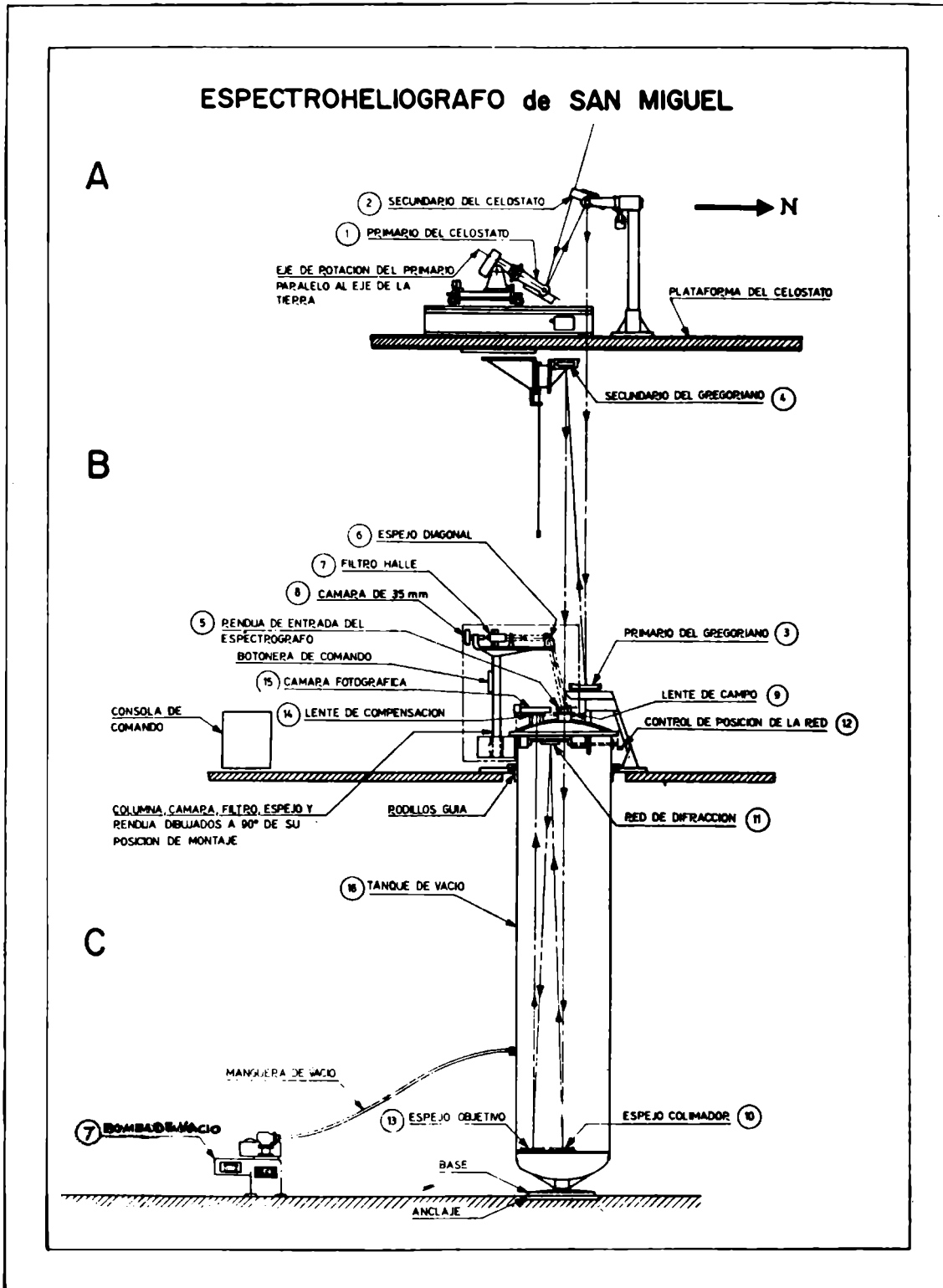


Fig. 1 – El espectroheliógrafo del Observatorio de Física Cómica



## CONTENIDO

### GALAXIAS

|   |                               |   |
|---|-------------------------------|---|
| <b>La Galaxia Peculiar IC 4662</b> .....  | M. Pastoriza                  | 1 |
| <b>Estudio de Galaxias en el Palomar Sky Survey -<br/>Galaxias Peculiares</b> .....                           | E. L. Agüero y J. L. Sérsic   | 5 |
| <b>Velocities of the Stellar Component of NGC 5128</b>  | J. L. Sérsic                  | 6 |
| <b>The velocity field of NGC 5253</b> .....   | J. L. Sérsic and M. Pastoriza | 7 |
| <b>Ultraviolet excess in peculiar galaxies</b> .....  | H. Gerola and L. Coscia       | 7 |
| <b>Observaciones Interferenciales de la Vía Láctea Aus-<br/>tral entre Carena y Monoceros</b> .....           | H. A. Dottori y G. Carranza   | 7 |
| <b>Clasificación de Galaxias de acuerdo a las intensi-<br/>dades relativas de las líneas de emisión</b> ..... | M. Pastoriza                  | 7 |

### RADIOASTRONOMIA

|   |                                 |    |
|---|---------------------------------|----|
| <b>Búsqueda de una nube intergaláctica en Microscopio<br/>en 21 cm.</b> .....                               | W. G. L. Poppel                 | 10 |
| <b>La distribución de hidrógeno neutro en una región<br/>de Taurus. Observaciones de alta resolución</b> .. | S. L. Garzoli y C. M. Varsavsky | 11 |
| <b>Observación de una concentración peculiar de Hi-<br/>drógeno Neutro</b> .....                            | E. Bajaja y F. R. Colomb        | 11 |
| <b>Espectros de absorción en la línea de 21 cm. de<br/>Radiofuentes Galácticas</b> .....                    | R. Quiroga y H. F. Gianotti     | 12 |

### FOTOMETRIA

|   |  |    |
|---|--|----|
| <b>Cúmulo Abierto NGC 2516</b> .....  | I. Mirabel   | 14 |
| <b>Fotometría a dos colores de Cúmulos de Galaxias -<br/>Fotometría Clásica</b> .....                   | E. L. Agüero   | 16 |
| <b>Fotometría a dos colores de Cúmulos de Galaxias.<br/>Experiencias con Efecto Sabatier - II</b> ..... | H. A. Dottori  | 17 |
| <b>Equidensitometría Sabatier en Cúmulos Globulares</b>   | R. F. Sisteró y C. R. Fourcade                         | 20 |
| <b>Catálogo Fotométrico</b> .....   | C. Jaschek, E. B. de Hernández<br>y A. C. E. de Sierra | 21 |

## ESPECTROSCOPIA

|   |   |    |
|---|---|----|
| <b>Algunas características espectrales de la región H/K del Ca II en "Solar Flares" .....</b> | H. G. Gallegos, H. Molnar y J. Seibold          | 23 |
| <b>El Efecto Blanketing en estrellas Am. ....</b>   | M. Jaschek, C. Jaschek y O. Ferrer              | 25 |
| <b>Rotational velocities of B Stars .....</b>   | S. M. Malaroda and H. Levato                    | 26 |
| <b>Survey of helium weak stars .....</b>  | M. Jaschek, C. Jaschek and M. Arnal             | 26 |
| <b>Studies of bright A-type stars. Second part .....</b>                                      | M. Jaschek, C. Jaschek, A. Cowley and C. Cowley | 26 |
| <b>Note on the spectrum of 73 Dra. ....</b>   | M. Jaschek and S. Malaroda                      | 26 |
| <b>Heavy elements in peculiar stars .....</b>   | M. Jaschek and E. Brandi                        | 26 |
| <b>The variability of the Be stars .....</b>  | L. Ferrer and C. Jaschek                        | 27 |
| <b>The Spectrum of Gamma-2 Velorum. II .....</b>  | V. N. Monteagudo and J. Sahade                  | 27 |
| <b>Estudio de la Asociación I Canis Majoris .....</b>   | J. J. Clariá Olmedo                             | 27 |

## ASTROFISICA TEORICA

|   |   |    |
|---|---|----|
| <b>Modelos numéricos de Nubes Cósmicas en contracción gravitatoria .....</b>      | W. G. L. Poppel                             | 30 |
| <b>The continuum of MH alfa 328-116 .....</b>                                     | H. Gerola, F. Caputo and N. Panagia         | 31 |
| <b>Lyman alfa and excitation mechanism. ....</b>                                  | H. Gerola, M. M. Fulchignoni and N. Panagia | 31 |
| <b>Una propiedad de los cúmulos abiertos .....</b>                                | C. J. Lavagnino                             | 31 |
| <b>Collisional excitation in nebulae and symbiotic variables .....</b>            | H. Gerola and N. Panagia                    | 31 |
| <b>Theory of the continuous spectrum of gaseous nebula of pure hydrogen .....</b> | H. Gerola and N. Panagia                    | 32 |
| <b>A model for radiogalaxies .....</b>  | J. L. Sérsic                                | 32 |
| <b>The luminosity function obtained from bright stars</b>                         | J. C. Muzzio and C. Jaschek                 | 32 |
| <b>The velocity ellipsoid for giants and dwarfs .....</b>                         | A. Gómez and C. Jaschek                     | 32 |

## MECANICA CELESTE

|   |                 |    |
|---|-----------------|----|
| <b>Colisión triple en un caso particular del problema restringido de cuatro cuerpos .....</b> | F. López García | 33 |
| <b>A new method for computing special perturbations in the three-body problem .....</b>       | C. A. Altavista | 33 |
| <b>On the Application of Von Zeipel's Method to the Asteroid Valentine .....</b>              | C. A. Altavista | 33 |

## HISTORIA

|  |                 |    |
|--|-----------------|----|
| <b>La metodología de Williams Herschel .....</b>         | C. J. Lavagnino | 35 |
| <b>Medio siglo de la Unión Astronómica Internacional</b> | C. J. Lavagnino | 35 |

## INSTRUMENTACION

|   |                                    |    |
|---|------------------------------------|----|
| <b>El Fotómetro integrador del Observatorio de La Plata</b>                         | H. O. González Ferro               | 36 |
| <b>El Espectroheliógrafo del Observatorio de Física Cósmica de San Miguel .....</b> | J. Seibold S. J. y T. Paneth S. J. | 37 |
| <b>Ajuste del celóstato del espectroheliógrafo de San Miguel .....</b>              | T. Paneth S. J.                    | 38 |

