

BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA

☆

N.º 16

☆

LA PLATA 1971

BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA

☆

N.º 16

☆

LA PLATA 1971

A D V E R T E N C I A

Los trabajos que aparecen en este número del Boletín corresponden a la Reunión 16ª de la Asociación Argentina de Astronomía (Septiembre de 1970, San Miguel) excepto el artículo firmado por el Doctor Luis Milone, cuya inclusión fue autorizada por la Comisión Directiva teniendo en vista la transformación del Boletín en revista de la Asociación Argentina de Astronomía.

La compilación y preparación del material estuvo a cargo de la doctora Zulema López García.

El cuidado de la diagramación, composición, grabado y armado estuvo a cargo del doctor Carlos J. Lavagnino.

El costo fue parcialmente cubierto por un subsidio del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

La redacción es de los autores.

LOS EDITORES

La Plata, diciembre de 1971.

COMUNICACIONES

Un estudio sobre la irregular magallánica NGC 7764

M. G. PASTORIZA y E. L. AGÜERO

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

Abstract: From the photographic photometry of NGC 7764, the integrated apparent magnitude and the morphological parameter q_n was determined. From the emission lines of the spectrum the radial velocity was estimated in 1729 km/sec. The observed emission spectrum is a typical example of galaxies which show bright emission regions.

Introducción: El objeto NGC 7764 es una galaxia irregular. Su cuerpo medio está formado por una barra brillante y estrangulada orientada a unos 45° de la dirección NS. Hacia el N de la misma se observa una estructura espiraloide fragmentada en intensas condensaciones y hacia el S ésta se prolonga en un pequeño brazo.

Es notable la asimetría de la estructura espiral respecto de la barra.

Esta singular morfología es típica de una IB(s)m. El espectro muestra un continuo débil con brillantes líneas en emisión del H y líneas prohibidas del [OII] y [OIII].

En la lámina I figuran una fotografía del objeto y una copia del espectro.

Fotometría: El mapa de isofotas Sabatier que se ilustra en la fig. 1 fue realizado en base a una placa 103 A-O mediante el método descrito por Sérsic.⁽¹⁾

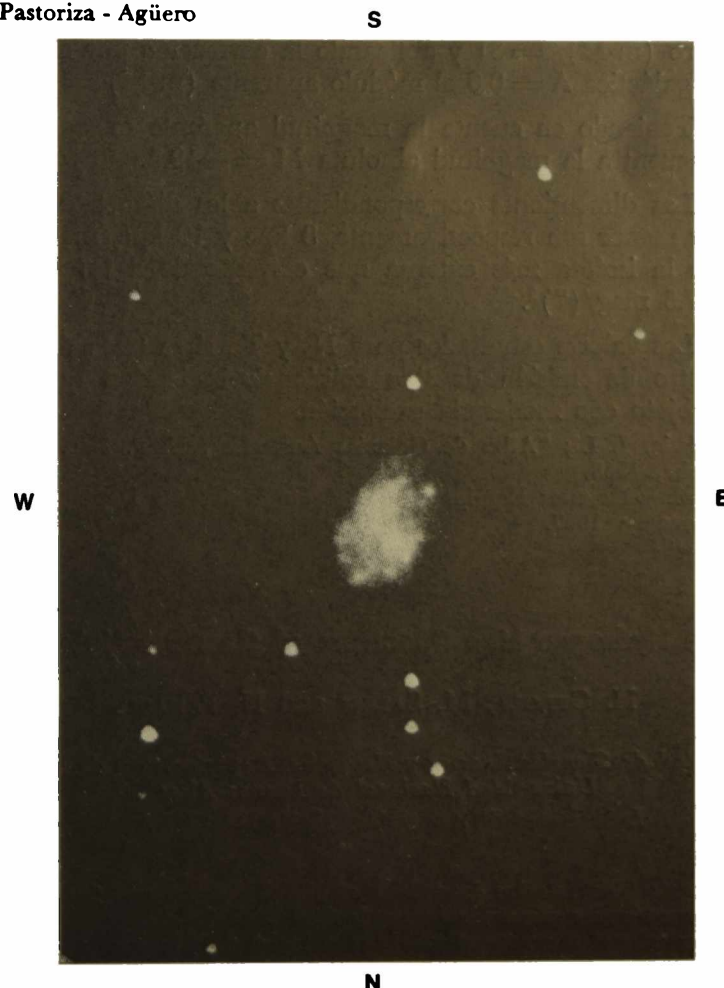
La curva IS vs. m (fig. 2) pone en evidencia la existencia de dos sistemas; la parte principal correspondiente a la barra y uno secundario correspondiente a la estructura espiral.

Los valores obtenidos para la magnitud fotográfica integrada m_T (corregida por absorción galáctica y extinción) y el parámetro de forma q_n , son 12.06 y 1.41 respectivamente. Este último es el característico para galaxias del tipo morfológico mencionado.

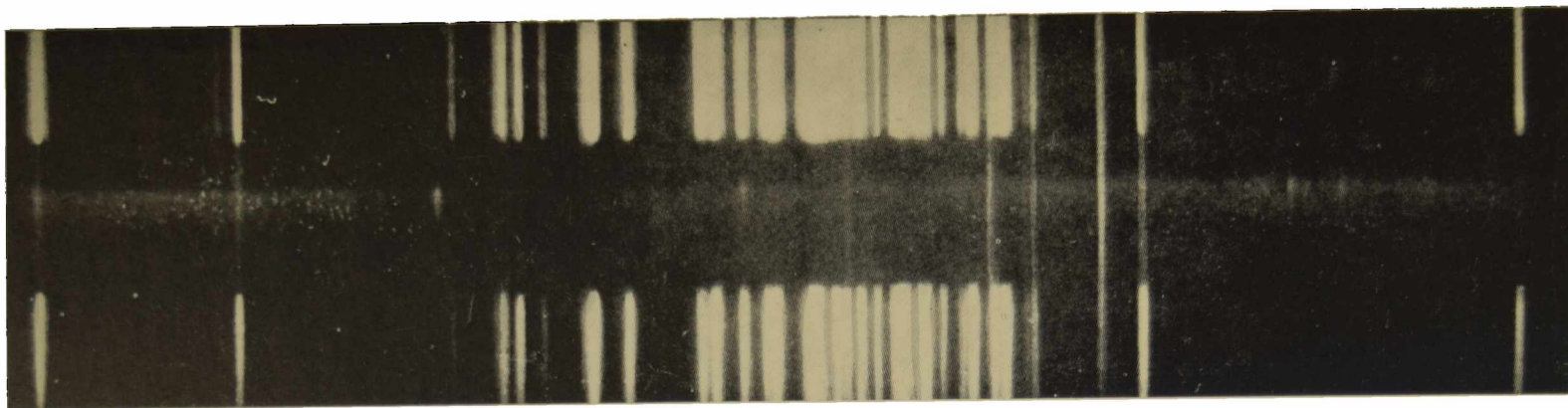
Espectroscopía: Los espectros se obtuvieron en placas 103a-O con el espectrógrafo nebular y tubo de imágenes en

el telescopio de Bosque Alegre. Se emplearon dispersiones de 148 \AA/mm en el rojo y 74 \AA/mm en el azul. Fueron identificadas las siguientes líneas de emisión: $\lambda 3727$ [OII], $H\beta$, $\lambda 4959 - \lambda 5007$ [OII] y $H\alpha$. Se observa un continuo muy débil sin líneas de absorción. Los espectros fueron medidos en dos coordenadas y reducidos con un programa de cómputo ad hoc.

Lámina I a, b
NGC 7764
Pastoriza - Agüero



a — NGC 7764. Placa 103a-O con 30^m de exposición. Telescopio de 154 cm. de Bosque Alegre.



b — Espectro de NGC 7764 tomado sobre placa 103a - 0.

La relación de intensidades observadas de las líneas de emisión coinciden con el tipo de espectro colisional OBN,⁽²⁾ lo cual indicaría un valor de la temperatura electrónica $T_e \approx 2,5 \times 10^4 \text{K}$ y una densidad electrónica $N_e \approx 10^4 \text{ (cm}^{-3}\text{)}$.

Velocidad Radial: La velocidad radial promedio obtenida $V_R = 1729 \text{ km/seg.}$ fue corregida por curvatura de la ranura, reducidos al sol, por rotación galáctica.

Conclusiones: Se estimó la distancia aproximadamente en 17 Mpc adoptando 100 km/seg/Mpc para la constante de Hubble; de ahí se deduce un módulo de distancia verdadero $(m-M)_0 = 31$ y aplicando la corrección por absorción galáctica $A = 0.6$ el módulo aparente $(m-M) = 31.6$.

Teniendo en cuenta la magnitud aparente $m = 12.06$ se encuentra la magnitud absoluta $M = -19.5$.

Las dimensiones correspondientes a los diámetros mayor y menor son respectivamente, 8 kpc y 10 kpc, medidos sobre la isofota más externa que corresponde a un brillo de 27.5 mag/('')^2 .

Los valores estudiados para N_e y T_e , si se trata de un espectro de emisión de tipo colisional, indicarían que es un objeto con moderada excitación.

1) Sésic, J. L.; "Atlas de Galaxias Australes", Univ. Nac. Córdoba, 1968.

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

The Hydrogen Line Spectrum of Gaseous Nebulae

H. GEROLA, M. SALEM and N. PANAGIÀ

Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Departamento de Física,
Universidad Nacional de Buenos Aires

Laboratorio di Astrofisica, Università di Roma

Abstract: The relative intensities of the hydrogen emission lines of homogeneous gaseous nebulae, ionized and excited by radiative and collisional processes, have been calculated. The results define allowed and forbidden regions in the Balmer colour-colour plot different from those obtained assuming purely radiative or purely collisional excitation and ionization. A brief comparison with observational data is carried out.

INFORMES DE TRABAJO

Búsqueda de grupos de galaxias y de galaxias peculiares

H. A. DOTTORI, A. G. SAMUEL y J. I. SÉRSIC

Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires

Observatorio Austral de Yale - Columbia, San Juan

Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires

Introducción: Las placas del SPM son óptimas para la búsqueda de galaxias puesto que unen a la escala de astrográfico ($1': 1 \text{ mm}$) y al límite en brillo alcanzable (magnitud 19 en el azul con 2 horas de exposición), el hecho de que las placas se toman en dos colores y simultáneamente para cada centro cubriendo un área de $39,7(\text{°})^2$; finalmente se debe mencionar que como las mismas se toman con red de difracción se tiene una información directa sobre la emisión del núcleo.

El trabajo realizado: Las placas se revisan en la Estación Austral de Yale-Columbia; allí se obtienen coordenadas (x,y) de los objetos de interés y de tres estrellas de referencia con una precisión de $\pm 1 \text{ mm}$. Posteriormente, con la ayuda de una grilla reducida a la escala de la Córdoba Durchmusterung, se pueden obtener las coordenadas A. R. y D. de aquellos. El error de las coordenadas así obtenidas es de $\pm 2'$ a $3'$ pudiendo llegar en algunos casos hasta $\pm 5'$.

De los objetos interesantes se obtienen fotografías del negativo original con escala 1:1.

Se han revisado hasta el presente unas setenta placas en las cuales se encontraron los siguientes objetos:

— alrededor de 20 grupos de galaxias, que incluyen hasta tríos y entre los cuales se cuentan 4 cúmulos, uno de ellos con unos 50 objetos.

— 5 galaxias interactuantes.

— 10 galaxias peculiares.

— 3 galaxias compactas.

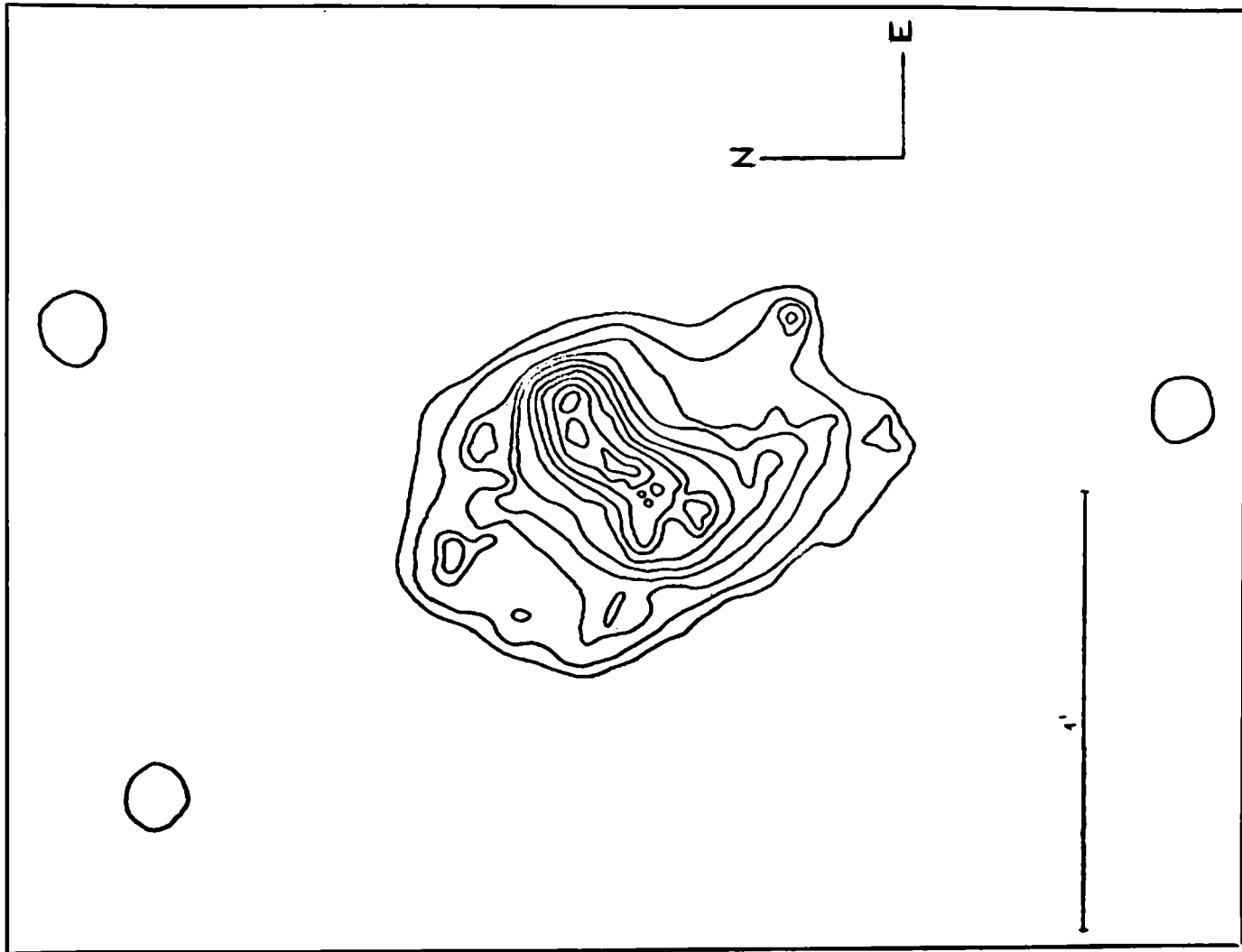


Fig. 1 — NGC 7764. Distribución de brillo.

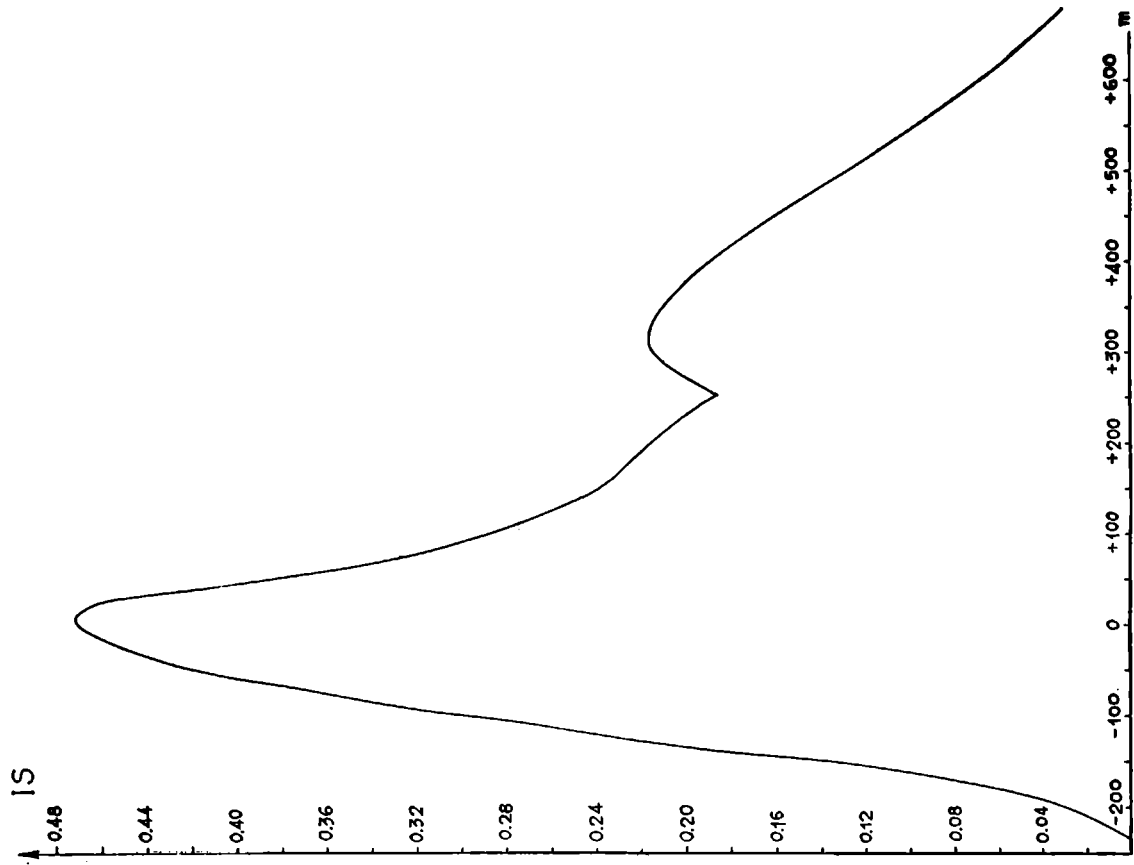


Fig. 2 — Curva Is vs. m.

Sobre una cadena de galaxias en Centauro

J. L. SÉRSIC y E. L. AGÜERO

Observatorio Astronómico, Córdoba y CNICT, Buenos Aires

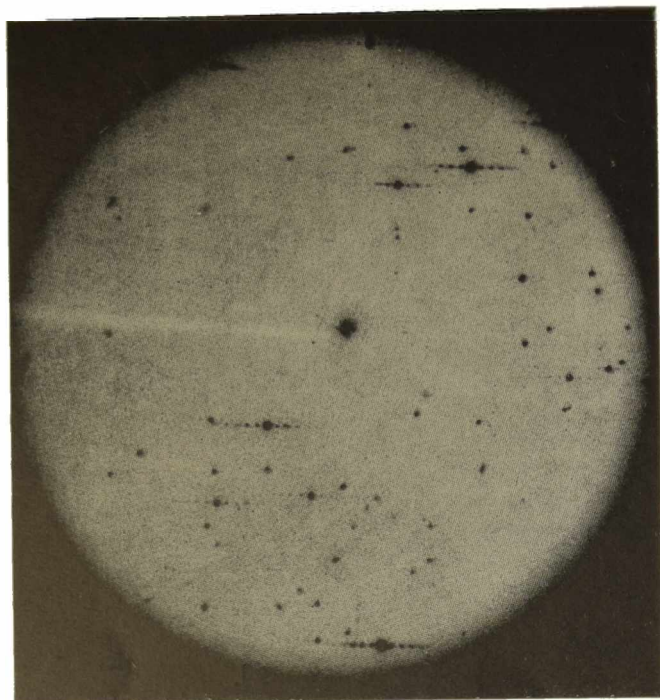


Fig. 1 — Puede apreciarse en esta foto la existencia de 3 galaxias alineadas en dirección NE-SW con la elíptica NGC 7794 (N arriba, W a la derecha).

La cuenta anterior no incluye los objetos que se hallan comprendidos entre las declinaciones 0° y -30° , ya que estas zonas han sido bien estudiadas desde el norte.

Entre los objetos encontrados figuran algunos catalogados en la serie NGC o IC pero que gracias al alcance del telescopio se puede ver que presentan objetos de muy bajo brillo asociados; tal es el caso de NGC 7796 (fig. 1).

Dos de nosotros (J.L.S. y H.A.D.) hemos comenzado ya el estudio fotométrico y espectroscópico de los objetos encontrados.

Agradecemos al Sr. Emilio Lappacet por su colaboración en la obtención de coordenadas.

1. *Introducción:* El presente informe de trabajo constituye la primera entrega de un estudio más detallado de la Asociación de Galaxias en Centauro que fuera descrita en otro lugar (³) por uno de nosotros.

En la lámina II, figura a), muestra el conjunto de dicha Asociación de Galaxias y se identifica a sus miembros con la notación que habíamos introducido antes. En adelante nos concentraremos solamente en el objeto G5.

2. Los resultados fotométricos que se describen en esta sección se han derivado de placas tomadas en los rangos fotográficos y fotovisual (103a - O y 103a - G + GG 14) con el astrógrafo doble de la Estación Austral Yale-Columbia (*). La exposición de las mismas ha sido de una hora tanto para el objeto como para la región estándar E6. A esta última se ha dado un desenfoque adecuado para obtener densidades convenientes.

Se ha realizado la fotometría de estas galaxias siguiendo técnicas descripta en otro lugar(¹) trazándose sendos mapas de isofotas de los cuales se derivaron las respectivas magnitudes totales fotográfica (P) y fotovisual (V) y el índice de Color C, así como también los brillos superficiales medios (Ps) y (Vs) respectivos.

Por otra parte se realizó la integración parcial de la distribución de brillo del objeto central y separadamente para la parte N y S del filamento. Los valores así obtenidos se consignan en la tabla I.

Tabla I

	P	V	C	C'	Ps	Vs
Total	14.33	13.61	0.72	0.47	14.78	13.05
Filete (Norte)	16.33	16.17	0.16	-0.09	15.47	13.59
Cuerpo Central	14.98	14.05	0.93	0.68	14.25	12.81
Filete (Sur)	15.97	16.07	-0.10	-0.35	15.35	13.85

$C' = C - E = C - A/4 =$ color corregido por enrojecimiento galáctico.

G1
G2
G3
G4
G5
G6
G7



a - Asociación de Galaxias en Centauro. El N está hacia abajo y el E hacia la derecha. Arriba está la identificación de las galaxias.

Un primer hecho interesante que se desprende de la tabla precedente es la gran diferencia de color existente entre la región central ($C' = 0.68$, característico de espirales tempranas) y las extensiones N y S del filamento ($C' = -0.09$ y -0.35 respectivamente). En efecto, como uno de nosotros lo había notado ya en una comunicación anterior, la diferencia de color entre el objeto central y el filamento es evidente en simple inspección de las placas, siendo particularmente remarcable el color azul de la condensación observada en la mitad S del filete. Las cifras precedentes muestran que, efectivamente, el índice de color medio de esa región es negativo. Del prolijo estudio de colores y formas hecho por Holmberg ⁽²⁾ para 300 galaxias boreales no se encuentra galaxia normal alguna con índices de color tan pequeños como los correspondientes a ambas mitades del filete.

En cuanto a los valores integrados, el color total del objeto es $C' = 0.47$ típico de una espiral tardía.

En la figura 2 se ilustran las distribuciones de brillo en dos colores (P, V), cotejando el área (S) con la magnitud superficial (m) de la isofota que la contiene. Como puede observarse para isofotas con $m > 24$ mag/□" las áreas correspondientes a las isofotas fotográficas son sistemáticamente mayores que aquellas de las magnitudes fotovisuales indicando que a partir de ese brillo superficial la contribución al color de las regiones externas (filete) es negativa.

En la región central ($m < 24$ mag/□") por el contrario las áreas de las isofotas fotovisuales son mayores y por consiguiente el índice de color es positivo.

Hacemos notar finalmente, que en el cómputo de los valores totales se extrapolaron las contribuciones del brillo como es usual, mientras que para los valores parciales no se han efectuado dichas extrapolaciones.

3. En la lámina II, figura b, se muestra una ampliación del espectro de este objeto obtenida con el espectrógrafo nebular y tubo de imágenes en uso en la Estación

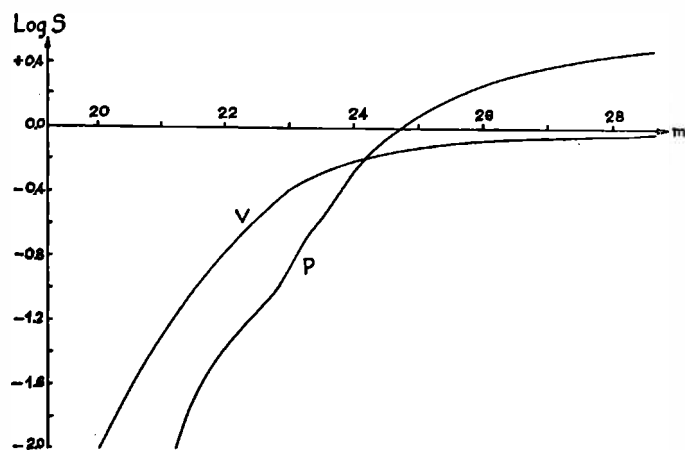
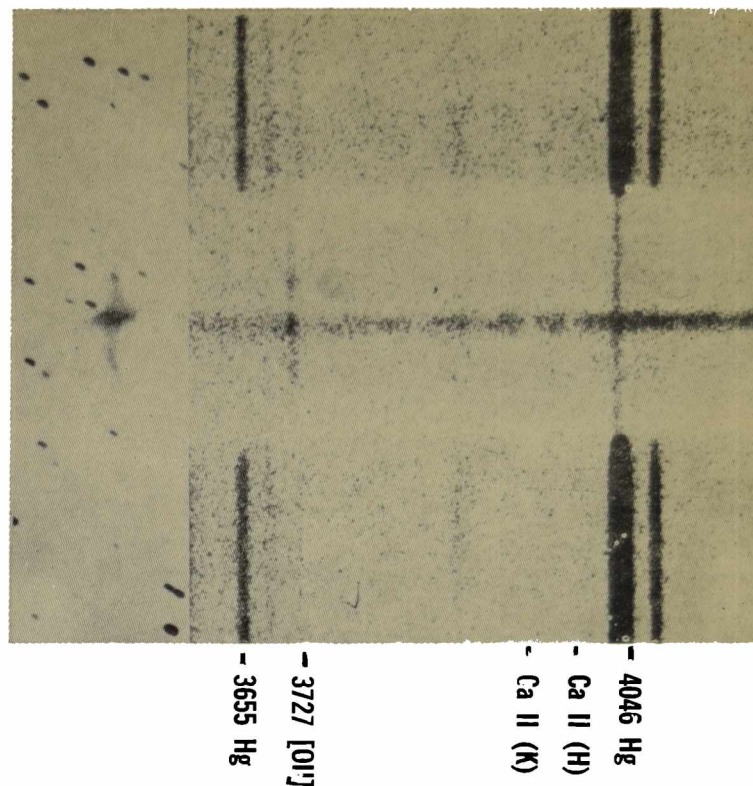


Fig. 2 — Ag 38. Comparación de distribuciones de brillo en P y V.

Astrofísica de Bosque Alegre. La región ilustrada se halla comprendida entre las líneas $\lambda 3650$ y $\lambda 4046$ de Hg, correspondiendo a una exposición de 4^h con la ranura en PA 160° , es decir, alineada con la mayor extensión del objeto.



b — Ag - 38. El N está hacia abajo. A la derecha una ampliación del espectro mostrando (de derecha a izquierda) H, K y $\lambda 3727$. Obsérvese la relación entre la última línea y la estructura del objeto a la izquierda.

Se observa claramente el continuo de la región central en el cual se notan las absorciones correspondientes a las líneas H y K del Ca II mientras que la línea $\lambda 3727$ del [OII] no sólo se observa como muy intensa sobre el continuo del objeto central sino extendiéndose a ambos lados del mismo en unos $40''$, en coincidencia con las extensiones N y S del filete. No ha sido posible establecer fehacientemente la presencia de H_α en emisión correspondiente a estas extensiones en $\lambda 3727$, pero existen trazas de H_α en emisión sobre el continuo. La casi totalidad del flujo luminoso del filete se halla, así, concentrada en $\lambda 3727$, lo que explica el índice de color extremadamente negativo del mismo.

La tabla II resume los valores de la velocidad radial correspondiente al objeto central, deducida de las tres líneas. El valor promedio resultante es de 2530 km/seg. Más adelante se discutirán los valores de la velocidad radial que se desprenden de las mediciones a lo largo de [OII] $\lambda 3727$.

Tabla II — Velocidades Radiales corregidas

Espectro EN 462	V_R (km/seg)
O II 3727	2545
Ca II 3934 (K)	2591
Ca II 3969 (H)	2454
Promedio	2530

Como hemos mencionado en otra parte (3) el objeto que estamos estudiando forma parte de una cadena o asociación de galaxias cuyo principal miembro es un objeto SBO(R) que hemos denominado G3, para el cual se ha hallado una velocidad radial de 2975 km/seg. Con el fin de estimar razonablemente la distancia del grupo de galaxias en cuestión hemos usado el valor medio de las velocidades radiales de G3 y G5 que llega a ser 2752 km/seg y una constante de Hubble de 100 km/seg por Mpc, de donde se obtiene $D = 27,5$ Mpc. De aquí sale un módulo de distancia verdadero $(m - M)_0 = 32$ mag y, con la absorción galáctica sacada de las tablas de de Vaucouleurs y Malik (4) resulta un módulo aparente $(m - M) = 33$. Las magnitudes absolutas fotográficas del objeto integrado y de su región central resulta ser entonces -18.7 y -18.0 respectivamente.

La figura 3 muestra la curva de velocidad radial deducida de las mediciones de la línea $\lambda 3727$ [OII]. Hacia el N nuestras mediciones se han extendido $35''$ mientras que hacia el S llegan hasta $45''$. La máxima amplitud de la velocidad medida llega sólo a 166 km/seg. evidenciándose un gradiente sistemático desde $-35''$ a $+35''$, así como un contragradiante desde $-35''$ a $-45''$. Se han indicado también los puntos correspondientes a las líneas de absorción H y K del Ca II.

4. De la distancia estimada para este objeto se deduce que el punto donde cambia el gradiente de la curva de

rotación se encuentra a 4,4 kpc del objeto central ($33''$ a una escala de $1'' = 133$ pc). Por otra parte la semiamplitud de la curva de rotación es de 83 km/seg. Si consideramos a este objeto constituido de una región central masiva (estelar) y al filete como extensión gaseosa de masa despreciable, deberíamos aplicar una simple fórmula kepleriana para la estima de la masa, es decir,

$$M = 233 \times \left(\frac{\Delta V}{\text{sen } i} \right)^2 \times R$$

donde las unidades usadas son pc y km/seg. e i es el ángulo de la inclinación del plano de rotación con el plano de cielo. La masa que resulta aplicando la fórmula anterior es:

$$7,1 \times 10^9 \cdot / \text{sen}^2 i$$

Con las magnitudes absolutas previamente estimadas se deduce una relación

$$M/L = 1,6/\text{sen}^2 i \quad \text{y} \quad 3/\text{sen}^2 i$$

para el objeto como un todo y su región central respectivamente.

Los valores hallados carecen de sentido a menos que se suponga i bastante pequeño. En efecto si la mayor parte de la masa se encuentra concentrada en el objeto central deberíamos adoptar el último valor de M/L como el más probable, pero nuestra discusión previa sobre la fotometría del mismo nos muestra un elevado índice de color,

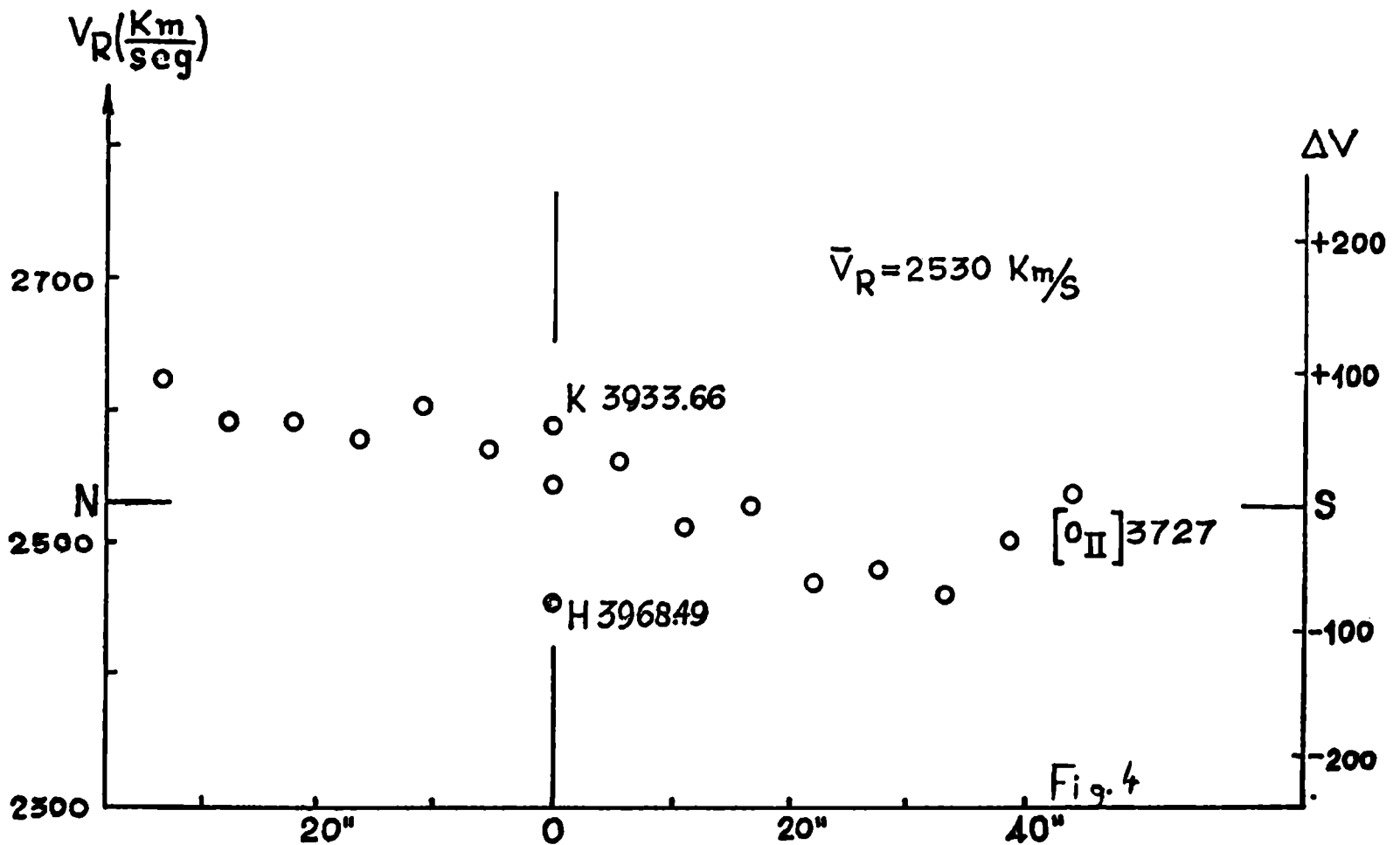


Fig. 3 — Ag 38. Curva de velocidad radial — AP = 160°.

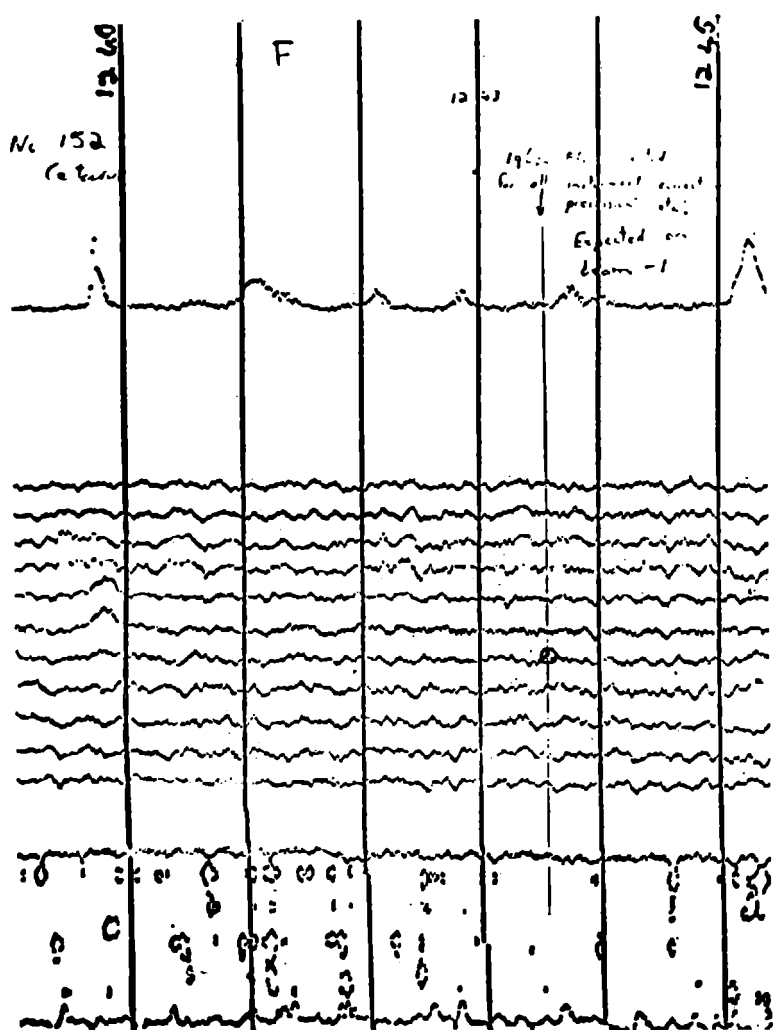


Fig. 4 — Registro obtenido en Sydney.

lo que sugiere también una relación M/L por lo menos un orden de magnitud mayor o sea que $\sin i \approx 0.3$. Esto no es más que una conjetura desde el punto de vista conservador, pues también es posible, y quizás sea probable, que no estemos enfrentados con una cinemática puramente rotacional.

5. En un trabajo anterior sobre la Asociación de Galaxias en Centauro, uno de nosotros ⁽³⁾ interpretó las eyecciones de G5 como nubes de electrones relativistas de suficiente energía como para que su radiación de sincrotrón se extendiese hasta frecuencias ópticas. El objeto cercano G6 sería entonces el remanente de una eyección previa que, por ser la componente más distante, con velocidad positiva, es observada aún en un estado temprano de su evolución y por consiguiente radiando en el rango óptico. La otra nube, simétrica, no se observa empero en el rango visual, porque su radiación se ha originado en un estadio posterior y las frecuencias ópticas ya han decaído. Así lo explican M. Ryle y M. Longair (1967) en un modelo que han propuesto para las radiofuentes.

Se plantea así el problema de si existe radioemisión asociada a este objeto.

La tabla III da las coordenadas celestes para el equinoccio 1968.0 de G5, G6 y la posible radiofuente simétrica a G6 que hemos denominado Gx. La figura 4 muestra los registros amablemente realizados a nuestro pedido por M. J. Cameron en 1968 con el interferómetro de Mills en Sydney. Puede observarse en ascensión recta $12^h 42^m 44^s \pm 5^s$ (1968.0) y en beams + 3, + 4 (equivalente a Dec. $-42^\circ 26'$) una débil radiofuente en aproximada coincidencia con Gx. Las observaciones hechas por Cameron son en 408 megaciclos con una sensibilidad que permite detectar radiofuentes por encima de 0.2 unidades de flujo. Como por otra parte en nuestra discusión previa habíamos notado que el flujo debía ser inferior a una unidad de 11 cm, resulta plausible nuestra identificación.

Tabla III

	Asc. Recta	Dec.
G5	$12^h 42^m 55^s$	$-40^\circ 33' 07''$
G6	$12^h 42^m 59^s$	$-40^\circ 36' 17''$
Gx	$12^h 42^m 50^s$	$-40^\circ 28' 58''$

Queda demostrado en consecuencia, que existe radioemisión continua proveniente de la región donde debería esperarse se halle el objeto Gx.

* Uno de los autores (E.L.A.) agradece a los Dres. C.U. Cesco y C. Smith el haberle permitido realizar estas observaciones.

- 1) Sérsic, J. L., Atlas de Galaxias Australes, Univ. Córdoba, 1968.
- 2) Holmberg, E., Lund Medd. 136, 1958.
- 3) Sérsic, J. L., Z. für Ap. 67, 306, 1967.
- 4) de Vaucouleurs, G. y Malik, G.M., M.N. of R.A.S. 142, 387, 1969.

El objeto Fourcade-Figueroa

C. R. FOURCADE

Observatorio Astronómico, Córdoba

En placas tomadas en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, Chile, con la Cámara Curtis Schmidt ($f/3,5 - 5^\circ$ de Campo) fue encontrado un objeto no catalogado en la siguiente posición A.R. = $13^h 32^m,5$ (1960.0) Dec. = $-45^\circ 13'$.

Esta región contiene otros dos cuerpos celestes interesantes del cielo austral: el cúmulo globular NGC 5139 y la galaxia NGC 5128. El objeto FF está situado a 2° al noreste de Omega Centauro y $2^\circ,5$ al sudeste de NGC 5128.

En placas tomadas posteriormente con el telescopio reflector de Bosque Alegre, Córdoba, República Argentina (ver fotografía) en dos colores (103a-O + GG13 y 103a-D + GG14) se a podido determinar que consiste de dos objetos separados por una distancia angular de $4'$ de arco. El objeto principal tiene una longitud de $4'$ y un ancho de $19''$ de arco y no presenta indicios de núcleo, siendo en general un objeto alargado y amorfo. El objeto secundario tiene una longitud de $47''$ y un ancho de $13''$ de arco apuntando hacia el extremo sudeste del objeto principal en dirección aproximada norte-sur.

El eje longitudinal del objeto principal tiene la dirección sudeste-noroeste y apunta hacia las cercanías de NGC 5128 con un ángulo de posición cercanamente igual a la banda de oscurecimiento de esta galaxia.

La baja latitud galáctica del mismo ($b \sim 17^\circ$) hace difícil decidir sobre su naturaleza galáctica o extra galáctica en base al material observacional existente. No obstante, analizaremos estas dos posibilidades: a) Supongamos que sea un objeto galáctico, entonces su forma es demasiado regular en comparación con las formas de las nebulosas galácticas. Por otro lado estos objetos generalmente se encuentran asociados con zonas oscuras. Observando pla-

cas azules tomadas con la Cámara Schmidt no se encontró ningún indicio de material absorbente.

b) Supongamos que sea un objeto extragaláctico, en ese caso sería un objeto muy curioso por su extrema elongación. En este sentido es comparable a NGC 4762 que es la galaxia más achatada conocida.

Otra característica notable es su carencia de resolución cuando se toma en cuenta sus grandes dimensiones aparentes.

El objeto FF se continuará estudiando a los fines de determinar su distribución de brillo, magnitud integrada y eventualmente su velocidad radial.



Objeto Fourcade - Figueroa: Fotografía obtenida por la superposición de dos copias realizadas con la misma placa (103^a-0), a los efectos de aumentar el contraste.

RADIOASTRONOMIA

COMUNICACIONES

Correlación entre velocidades radiales de líneas interestelares ópticas y de radio del hemisferio Sur

D. GONIADZKI

Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Departamento de Física, Universidad Nacional de Buenos Aires y C.N.I.C.T., Buenos Aires

Abstract: Neutral hydrogen line profiles in the direction of 60 early stars of the southern hemisphere with interstellar Ca^+ and Na° lines have been studied.

The comparison of optical and radio observations allowed the existence of several structures with peculiar motions to be inferred, by correlating optical and radio velocities and considering the distance of the coincident components to be not greater than the distance of the star.

Then stars were found to have non-coincident optical and radio lines, they were all situated on regions of high absorption.

Se han estudiado los perfiles de H° en la dirección de 60 estrellas tempranas del hemisferio sur que muestran líneas interestelares de Ca^+ y Na° . La comparación entre observaciones ópticas y de radio permitió detectar la existencia de varias estructuras con movimientos peculiares. Esto se hizo correlacionando las velocidades en ambas líneas y limitando la distancia de las componentes coincidentes a la distancia de las componentes coincidentes a la distancia de la estrella. Se encontró que 10 estrellas presentaban líneas ópticas con velocidades no coincidentes con las de radio.

Se ubicaron ocho nubes locales que no siguen el modelo de rotación, de las cuales tres parecen ser estructuras alargadas. Una está relacionada con la asociación Sco-Cen. De 10 estrellas pertenecientes a esta asociación que presentan líneas interestelares ópticas y cuyas coordenadas varían entre $305^\circ \leq l \leq 6^\circ$ y $10^\circ \leq b \leq 24^\circ$ todas presentaban

las mismas características: una muy buena correlación entre el H° y el Na° con una velocidad peculiar que varía entre -8 km/seg y -22 km/seg mientras que la línea del Ca^+ es a veces no coincidente pero siempre presenta una velocidad peculiar. Como la asociación Sco-Cen está muy próxima ($r \approx 200$ pc) y es muy extendida, esto hace pensar en una configuración de capas. Segundo, hasta por lo menos una distancia de 200 pc de la nebulosa de Orión se encuentra que el gas asociado es influido por la expansión de la nebulosa. Por último, alrededor de $l \approx 280^\circ$ se encuentra una importante mayoría de coincidencias con velocidades negativas del orden de -10 km/seg. Esto hay que tenerlo en cuenta cuando se hace un estudio de la estructura galáctica ya que podrá ser uno de los motivos de divergencias entre los astrónomos ópticos y los radioastrónomos.

La existencia de estas estructuras peculiares en una región pequeña cercana al sol, donde además hay estructuras que se comportan normalmente, sugiere que algunas de las primeras se deben estar acercando a las segundas. La velocidad relativa es supersónica y probablemente en algunas regiones se produjeron choques cuyo efecto es que el polvo interestelar se concentre en nubes con gran densidad de H_2 . El H° también se condensa en nubes pequeñas y frías. Esto además de indicarnos que ya no se puede estudiar la estructura galáctica sin incluir los procesos dinámicos que allí ocurren, permite explicar en forma coherente la existencia de altas velocidades de Ca^+ y Na° no coincidentes. En este trabajo se encontró que todas las no coincidencias corresponden a estrellas situadas en regiones de alta absorción. Esto sugiere que estas componentes se podrían formar donde tuvieron lugar los procesos de choque antes mencionados. Sumado a ello la estrella podría evaporar y acelerar las partículas sólidas que las rodean originando las componentes de alta velocidad.

INFORMES DE TRABAJO

Análisis estadístico de 123 concentraciones de hidrógeno neutro

S. GARZOLI Y C. JASCHEK

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra y C.N.I.C.T.,
Buenos Aires - Observatorio Astronómico de La Plata

1. Observaciones realizadas

Con el radiotelescopio de 30 m del Instituto Argentino de Radioastronomía, se llevó a cabo un relevamiento del cielo de la zona $270^\circ \leq l \leq 310^\circ$, $2^\circ \leq b \leq -7^\circ$. A partir de estas observaciones, se confeccionó un Atlas de la zona que consta de 40 diagramas de distribución de temperaturas en función de la velocidad y la latitud galáctica y 36 diagramas de distribución de temperaturas en función de la velocidad y la longitud galáctica.

A partir de ellos, se trazaron mapas de distribución de temperatura en función de la longitud y la latitud galáctica para ciertos rangos de velocidad constante. En estos diagramas se lograron localizar 123 concentraciones de hidrógeno neutro que sirvieron para trazar la estructura espiral de la zona (Garzoli, S., 1970).

Estas 123 concentraciones fueron clasificadas según: sus coordenadas galácticas, su velocidad, su temperatura de brillo, distancia al sol y al centro galáctico, distancia con respecto al plano galáctico, N_H (número de átomos de hidrógeno en una columna de 1 cm^2 de sección transversal) y tamaño.

2. Comparación con datos ópticos de absorción

En la idea de comparar absorción con densidad de hidrógeno en base a las concentraciones obtenidas, se consideraron los datos de FitzGerald (1968), quien da la distribución de absorción en magnitudes dentro de un radio de 2.500 pc alrededor del sol.

Dentro de esta área y con distancia al sol conocida, tan sólo contamos con 23 concentraciones de hidrógeno neutro, dado que la mayoría o bien están a distancias mayores que 3 kpc o tienen velocidades prohibidas, por lo cual no es posible conocer su posición, por lo menos de acuerdo al modelo de Schmidt.

A partir de estas 23 concentraciones, se trazó una curva de N_H en función de la absorción. Los resultados obtenidos están dados en la figura 1.

En ella podemos observar que en principio no existe una correlación general entre N_H y absorción. Gran parte de las concentraciones, independientemente del valor de N_H , corresponden a zonas de absorción entre 0 y 0.2 mag. Otra gran parte, también independientemente del valor de N_H , corresponde a zonas de absorción mayor que 1.0 mag.

Para $N_H < 3.5 \times 10^{21} \text{ at/cm}^2$, hay igual distribución de nubes con absorciones grandes y chicas. Por encima de $N_H = 3.5 \times 10^{21} \text{ at/cm}^2$, todas las concentraciones corresponden a absorciones entre 0.0 y 0.2 mag.

De estas observaciones, lo primero que podríamos concluir, es que existen dos tipos de nubes: unas con valores de absorción entre 0.0 y 0.2 mag., y otras con valores de absorción mayores que 1.0 mag.

Al considerar la validez de estos resultados, debemos tener en cuenta, que ésta es una de las zonas más difíciles de trabajar en radio, ya que concentraciones tan cercanas al sol son muy difíciles de resolver dado que se encuentran mezcladas con la estructura local.

3. Estadística del tamaño de las concentraciones

De las 123 concentraciones estudiadas, tan sólo 66 de ellas pueden ser fácilmente aisladas en forma tal de poder delimitar sus contornos y estimar su tamaño. Para ellas se determinó un parámetro L, que da la longitud angular de la concentración. En la figura 2, hemos graficado el número de concentraciones que tienen un valor dado de L.

Scheffler (1966), sobre la base de un estudio de nubes discretas de absorción, estableció la siguiente clasificación: Nubes chicas: $A = 0.26 \text{ mag.}$, $L = 3 \text{ pc.}$, frecuencia de aparición = 5 nubes/kpc.; Nubes grandes: $A = 1.5 \text{ mag.}$, $L = 70 \text{ pc.}$, frecuencia de aparición 0.5 nubes/kpc. Este trabajo fue hecho en pequeña escala, vale decir en una zona pequeña y con nubes pequeñas.

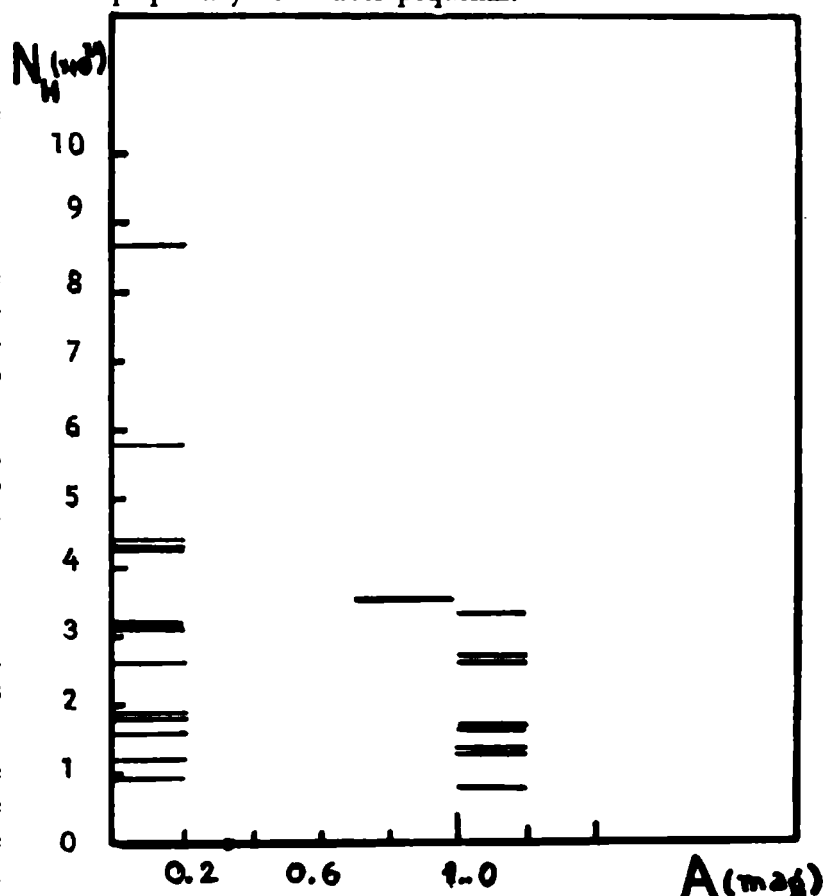


Fig. 1. — Relación entre el número de átomos de hidrógeno en una columna de 1 cm^2 de sección transversal de las distintas concentraciones y la absorción en magnitudes.

En el presente trabajo, a gran escala, podemos decir que encontramos resultados parecidos. De la Figura 1, en principio podemos decir que tenemos nubes que corresponden a valores pequeños de la absorción y nubes que pertenecen a valores de $A > 1.0$ mag. Si analizamos simultáneamente la figura 2, podemos hacer la siguiente clasificación:

Nubes chicas: A entre 0.0 y 0.2 mag.; $\bar{L} = 66$ pc., frecuencia: 61 %.

Nubes grandes: A mayor que 1.0 mag.; $\bar{L} = 600$ pc., frecuencia: 39 %.

A partir del análisis de la figura 2, podemos inferir otro resultado. Si estudiamos el espectro de turbulencia de un espacio homogéneo e isótropo, vemos que su función de distribución es de la forma $f(k) = k^{-1}$, para masas grandes. En nuestro caso, encontramos que tenemos masas del orden de 10^5 masas solares. Si trazamos la curva que corresponde a esta distribución (línea llena en la figura 2), vemos que coincide en forma bastante aproximada con nuestras observaciones. Vale decir que la frecuencia de distribución de tamaños de las concentraciones de hidrógeno neutro, coincide con la dada para un espectro de turbulencia en un medio homogéneo e isótropo.

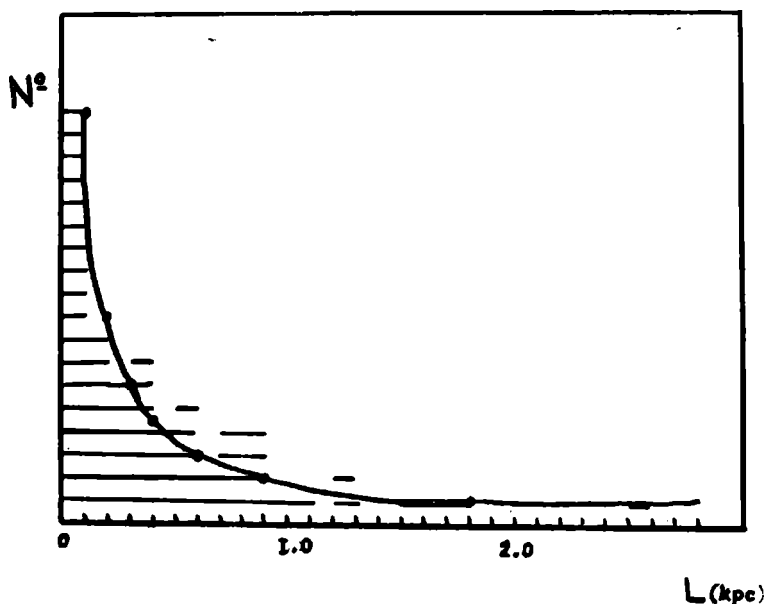


Fig. 2. — Relación entre el número de concentraciones y su tamaño angular. La curva trazada corresponde a la distribución teórica de un espectro de turbulencia en un medio homogéneo e isótropo, para masas grandes.

Hasta aquí, los resultados obtenidos. Se espera poder determinar, a partir del estudio de la turbulencia, las características físicas del medio.

FitzGerald, P., A. J. 73, 983, 1968.

Garzoli, S., Astronomy and Astrophysics 8, 1970.

Scheffler, H., Z. für Ap. 63, 267, 1966.

Observaciones de la Galaxia a bajas latitudes en la línea de 21-cm.

W. G. L. PÖPPEL Y E. R. VIEIRA

Instituto Argentino de Radioastronomía e Instituto de Física, Universidad Federal de Río Grande do Sul, Pôrto Alegre, Brasil

Con el objeto de contribuir al estudio de la estructura galáctica, Vieira (1968) había observado la zona comprendida en

$$302^\circ \leq l \leq 310^\circ, \quad 2^\circ \leq b \leq 12^\circ,$$

con espaciados Δl y Δb de 0.5° . El rango de velocidades iba desde -100 hasta $+100$ km/s. Entre otros hechos comprobó que, si bien en líneas generales la intensidad de la línea de hidrógeno decrecía con la latitud, había zonas, hacia $b \sim 4.5^\circ$ donde volvía a crecer, revelando la presencia de estructuras. Además, Vieira observó concentraciones aisladas, de pequeño tamaño angular y velocidades relativamente altas, lo que parecía indicar que se trataba de objetos distantes. Lamentablemente el intervalo de l era muy limitado y la extensión de todas las estructuras detectadas no pudo seguirse convenientemente.

Por otra parte, aún no existen observaciones suficientemente detalladas de la región septentrional de la Galaxia, especialmente de la parte que cae dentro del hemisferio sud celeste, como para elaborar una curva $v-l$ consistente para dicha zona (Lindblad 1970). También sería de desear una complementación de los relevamientos realizados en otras zonas del cielo por diversos autores, a fin de tener la posibilidad de seguir la extensión completa de los brazos espirales de la Galaxia y controlar observacionalmente modelos teóricos propuestos para algunas de las estructuras observadas (por ej. la A en el relevamiento de Lindblad 1967).

Por todo lo dicho surgió la idea de observar una amplia zona de bajas latitudes galácticas y que abarcara especialmente la parte norte de nuestra galaxia no accesible desde el hemisferio norte. La zona finalmente elegida está delimitada por

$$240^\circ \leq l \leq 372^\circ, \quad 3^\circ \leq b \leq 12^\circ,$$

con espaciados Δl y Δb de 1.0° y un rango de velocidades que se extiende desde -100 hasta $+100$ km/s, abarcando un total de 1995 puntos en el cielo, cada uno de ellos a ser observado por lo menos en dos fechas diferentes. Las correspondientes observaciones fueron iniciadas por los autores en julio de 1968, habiéndose realizado hasta la fecha más del 70 % de las observaciones previstas. Su reducción y análisis están siendo llevados a cabo en subzonas, la primera de las cuales —ya íntegramente observada y reducida— comprende el sector $0^\circ \leq l \leq 12^\circ$, y cuyo análisis se encuentra en curso. La precisión de estas observaciones se estima en

$$|\Delta T| \sim 1.3^\circ \text{ K} + 0.03 T, \quad |\Delta v| < 1 \text{ km/s.}$$

Un trabajo de la extensión como el encarado aquí requiere para la calibración de la escala de temperaturas una serie de puntos de referencia en el cielo, observados con una adecuada precisión. Es por ello que, paralelamente con las observaciones, se ha establecido una cadena de 5 de tales puntos, comprendiendo varios centenares de observaciones individuales. Estas prácticamente están concluidas y ya 3 de los puntos han quedado calibrados. Sus coordenadas son respectivamente

$l = 356^{\circ}.00$, $b = -04^{\circ}.00$, $l = 322^{\circ}.00$, $b = 03^{\circ}.00$

y $l = 206^{\circ}.00$, $b = 03^{\circ}.00$. Los correspondientes perfiles promedios poseen una precisión estimada en

$$|\Delta T| \sim 0.5 \text{ K y } |\Delta v| \sim 0.5 \text{ km/s.}$$

Los resultados correspondientes a los 5 puntos de calibración serán publicados una vez completadas las reducciones de los dos restantes ($l = 277^{\circ}$, $b = 0^{\circ}$ y $l = 225^{\circ}$, $b = -3^{\circ}$).

Lindblad, P. O., *Bull. Astr. Inst. Netch.* 19, 34, 1967.

Lindblad, P. O., *Comunicación privada*, 1970.

Vieira, E. R., *Tesis doctoral*, U.N.B.A., 1968.

FOTOMETRIA

COMUNICACIONES

La función estructural del material interestelar

A. FEINSTEIN y H. MARRACO

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: The structural function $\overline{(E-E\varphi)^2}$ of the interstellar material (Serkowski, 1958) was computed from the observed UBV colors of a group of early type stars.

Se calcula la función estructural $\overline{(E-E\varphi)^2}$ del material interestelar (Serkowski, 1958) a partir de los colores UBV observados de un grupo de estrellas tempranas.

Los excesos de color observados se calculan llevando las estrellas hacia atrás por el recorrido de enrojecimiento hacia el "locus" de los colores intrínsecos.

Si los excesos cumplen:

$$\frac{E(U-B)}{E(B-V)} = \chi + A \cdot E(B-V)$$

donde $\chi = 0.68$ y $A = 0.05$ (Fitzgerald, 1970) y además $(U-B)_0 = \alpha \cdot (B-V) + \beta$

donde $\alpha = 3.68$ y $\beta = 0.03$ (Schmidt-Kaler, 1965) para los colores intrínsecos de las estrellas más tempranas que A0 no supergigantes; entonces pueden calcularse los colores intrínsecos a partir de los colores observados B-V y U-B mediante la fórmula

$$(B-V)_0 = \frac{-B + \sqrt{B^2 - 4AC}}{2A} \quad \text{donde A, B y C}$$

tienen los siguientes valores: $A = 0.05$ (ya mencionado), $B = \alpha - \chi - 2A \cdot (B-V)$, $C = A \cdot (B-V)^2 + \chi \cdot (B-V) - (U-B) + \beta$

Calculado el enrojecimiento se emplean para calcular la función estructural por ejemplo los excesos $E(B-V)$.

Para cada par de estrellas i y j se computa:

$$(E_i - E_j)^2 = [E(B-V)_i - E(B-V)_j]^2$$

valor que corresponde a la distancia mutua D_{ij} . Se generan entonces $\binom{n}{2} = n(n-1)/2$ pares.

Usaremos la notación $D_{ij} = \varphi$; $(E_i - E_j) = (E - E\varphi)$ donde $\varphi = \varphi(i, j)$ siguiendo a Serkowski.

Para obtener la función estructural $\overline{(E-E\varphi)^2}$ se trata al conjunto de pares de valores $(E-E\varphi)^2$, φ con una técnica de alisamiento elemental adaptada para intervalos de abscisa no equidistantes.

Dada una serie de pares de valores X_i, Y_i los valores de la ordenada son reemplazados por un conjunto y_i que se obtiene a partir del anterior de la manera siguiente:

$$y_i = \frac{1}{3} (P_{-1} Y_{i-1} + Y_i + P_{+1} Y_{i+1}) \quad \text{donde}$$

$$P_{-1} = 2 \frac{X_{i+1} - X_i}{X_{i+1} - X_{i-1}} \quad P_{+1} = 2 \frac{X_i - X_{i-1}}{X_{i+1} - X_{i-1}}$$

El método se emplea reiteradamente hasta obtener el alisamiento que se juzgue necesario. En general con los resultados preliminares obtenidos hasta ahora, resulta necesario alisar el conjunto un número de veces igual a la cantidad de puntos que lo forman.

Utilizando datos UBV de 34 estrellas miembros de NGC 4609 (Feinstein y Marraco, 1971) se han obtenido diagramas de la función $(E-E\varphi)^2$ similares a los que obtuvo Serkowski.

También para 36 estrellas del cúmulo Trumpler 16 (Feinstein, 1969) se obtienen resultados del mismo tipo.

En la figura 1 se ha representado la función estructural para el cúmulo Trumpler 16. En la abscisa figura la distancia angular, en las ordenanzas, la magnitud al cuadrado. El gráfico fue obtenido mediante la impresora de la computadora IBM/360 de la Universidad Nacional de La Plata como resultado final de un proceso de alisamiento de 1024 pasos. Se emplearon como datos iniciales los colores observados y las posiciones de las 36 estrellas del cúmulo.

Feinstein, A., y Marraco, H., P.A.S.P., en prensa, 1971.

Feinstein, A., M. N. of R.A.S. 143, 273, 1969.

FitzGerald, P., Astronomy and Astrophysics 4, 234, 1970.

Schmidt-Kaler, Th., Landolt-Börnstein Group VI, Vol. 1, 1965.

Serkowski, K., Acta Astronomica 8, 135, 1958.

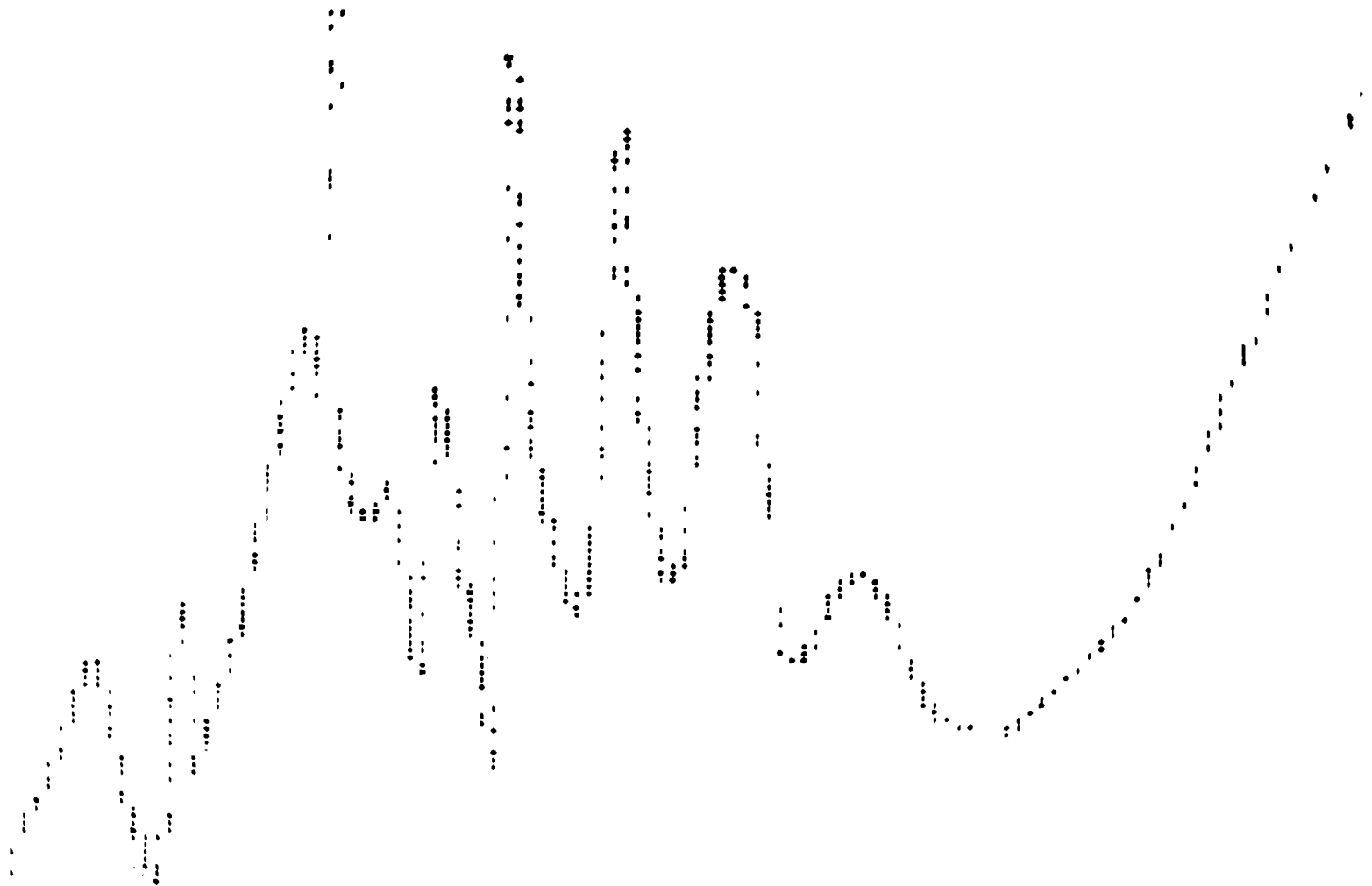


Fig. 1 — La función estructural en el cúmulo Trumpler 16

Fotometría superficial de galaxias a dos colores

E. L. AGÜERO

Observatorio Astronómico, Córdoba, y C.N.I.C.T., Buenos Aires

Abstract: For a given number of galaxies the behaviour of the form parameter q_n in the photometric systems P and V it is described. It is found, in general, that:

$$q_n(V) > q_n(P) ,$$

what implies $n(V) > n(P)$, i.e., the brightness distribution law in the visual (V) is associated with an earlier q_n (consequently with an n) than the one in the photographic range.

Conocida la marcada dependencia que hay entre los parámetros q_n con los tipos morfológicos T.M., como así también la de estos últimos con los índices de color C, se trata de establecer la correlación que existe entre los parámetros q_n y C, con la ventaja de que sus magnitudes pueden ser medidas cuantitativamente.

Como paso previo a la obtención de dicho parámetro, se determinaron las magnitudes integradas a dos colores,

para un conjunto de diez galaxias, siete de las cuales pertenecen al cúmulo de Virgo y las otras tres a la asociación del Centauro. La fotometría se realizó según el método clásico descrito por J. L. Sérsic⁽¹⁾ sobre placas tomadas en la Estación Austral Yale-Columbia, El Leoncito (Prov. de San Juan). Para el azul se usaron placas 103a-O, para el amarillo 103a-D (para las galaxias de Virgo) y 103a-G (para las del Centauro) más un filtro GG 14. Para tener las curvas de calibración se tomaron placas, también a dos colores (P y V), de estrellas desenfocadas, correspondiéndole al primer grupo de galaxias mencionadas la zona estándar C_8 y al segundo, la zona E_8 .

Teniendo las magnitudes totales integradas se pueden ya calcular los parámetros de forma q_n mediante

$$q_n = m_0 - m_T - 2.5 \log S_0$$

donde m_0 y S_0 corresponden a los máximos de las curvas IS vs. m .

La tabla I es un resumen de lo obtenido en P y en V, donde los valores se normalizaron a m_0 y S_0 . Los T.M. son los tipos morfológicos de Holmberg.

T A B L A I

NGC	T. M.	m_p	m_v	C'	m_{op}	m_{ov}	$\log S_{op}$	$\log S_{ov}$	$q_n(P)$	$q_n(V)$
4374	SO	9.69	9.26	0.43	24.65	23.93	+1.67	+1.51	1.89	2.00
4406	E	9.87	9.46	0.41	22.75	23.00	+0.26	+1.15	1.59	1.78
4435	SO	11.33	11.12	0.21	22.25	19.75	+0.14	-0.76	1.68	1.64
4438	Sap	11.06	10.93	0.13	22.25	20.25	+0.27	+0.48	1.62	1.64
4459	SO	11.01	10.52	0.49	22.25	20.25	+0.27	-0.45	1.68	1.96
4474	--	12.17	11.92	0.25	22.25	21.50	-0.14	-0.40	1.53	1.69
4501	Sb+	10.10	9.94	0.16	22.25	22.50	+1.05	+0.74	1.37	1.42
4696	E	11.37	10.34	0.88	24.25	22.00	+0.68	+0.70	1.05	1.43
G_3	SO	12.81	11.92	0.89	24.25	23.00	+0.54	+0.35	1.19	1.31
G_5	Pec.	14.33	13.61	0.72	24.00	22.00	-0.26	-0.74	1.43	1.36

En general se observa en la tabla (salvo NGC 4435 y G_5 que son casos realmente excepcionales, ya que NGC 4435 es una de las dos componentes de un par interesante, lo que hace muy difícil la discriminación fotométrica y G_5 es una galaxia sumamente peculiar) que:

$$q_n(V) > q_n(P)$$

lo que implica

$$n(V) > n(P)$$

es decir que la ley de distribución de brillo en el visual (V) para una dada galaxia, corresponde a un parámetro de forma q_n (y correlativamente un exponente n) más temprano que en el rango fotográfico.

Este efecto se origina en que el sistema fotovisual (V) disminuye sensiblemente la contribución al brillo proveniente de la componente de población I, lo que hace que la galaxia, vista en dicho sistema fotométrico, parezca más temprana en la secuencia.

(1) Sérsic, J. L., "Atlas de Galaxias Australes", Córdoba, 1968.

Fotometría fotoeléctrica UBV de SX Phoenicis

J. J. CLARÍA

Observatorio Astronómico, Córdoba

Abstract: Individual UBV photoelectric observations of SX Phoenicis are presented. The observations were corrected by the extinction coefficients measured on five nights by observing three groups of extinction stars. Mean light and color curves are shown.

Introducción

Las excelentes condiciones de observación en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, permiten sin duda obtener curvas de luz y curvas de color de estrellas variables con mucha precisión. Por esta razón se justifica observar la variable de corto período SX Phoenicis, la cual ha sido objeto de estudio de numerosos investigadores. Asimismo, determinaciones cuidadosas de los coeficientes de extinción en Tololo durante varias noches, permiten obtener el grado de apartamiento de estos coeficientes respecto de los valores medios consignados para dicho Observatorio, durante distintos períodos (1).

La variable SX Phoenicis fue descubierta por O. Eggen, en observaciones realizadas en el Observatorio del Commonwealth, Camberra (Australia) en el año 1951. Hay una sorprendente analogía en las variaciones de forma y brillo del máximo de esta variable, con las correspondientes variaciones de estrellas RR Lyrae durante varias fases, obtenidas por Walraven (2) para este tipo de estrellas. Quizás éste haya sido el motivo que condujo a Eggen a clasificar la variable como RR Lyrae. Sin embargo, hay dos determinaciones independientes de paralajes trigonométricas: $0''.030 \pm 9$ (Yale) y $0''.022 \pm 10$ (Cape), y a partir del acuerdo de las mismas, y del valor actualmente aceptado de la magnitud absoluta de una RR Lyrae (0.0 ó 0.5) se descarta la posibilidad de que SX Phoenicis sea una RR Lyrae.

El espectro de la variable fue clasificado por Kuiper (3) y A. H. Joy (4) como una subenana de tipo A2. El movimiento propio (Catálogo General) es de $0''.886$ por año.

Observaciones

SX Phoenicis fue observada durante cuatro noches entre el 6 y el 16 de septiembre de 1969, usando uno de los telescopios de 16 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, en el sistema UBV. La fotomultiplicadora utilizada fue una RCA 1P21. El voltaje se mantuvo en 800 volts durante toda la comisión. En todas las noches se utilizó un amplificador, el cual fue cuidadosamente calibrado a la temperatura ambiente.

Las trece standards observadas todas la noches están incluidas en el sistema de Standards fotométricas de A. Gutiérrez - H. Moreno, y otros (1). Estas estrellas fueron seleccionadas de manera de cubrir tanto cuanto fuera posible la secuencia espectral; de esta manera los coeficientes de transformación al sistema mencionado se determinaron con mucha precisión. El rango espectral cubierto por las standards va desde B 0.5 hasta K2.

El programa de observación de la variable incluyó también la observación de dos estrellas de comparación: HD 223011 y 22387, la primera observada todas las noches en forma alternada con la variable y la segunda observada dos o tres veces por noche. HD 223011 fue elegida como comparación debido a que además de estar ubicada muy próxima a SX Phoenicis, su espectro es muy similar al de la variable y de esta manera la extinción atmosférica afecta

prácticamente por igual a ambas estrellas y se minimiza la extinción diferencial. En cada noche se registraron los tiempos universales en intervalos de 5 minutos.

El programa de observación incluyó además tres grupos de estrellas de extinción, para observar todas las noches. Cada uno de estos grupos constó de tres estrellas del sistema standard antes mencionado, separadas en tipo espectral y ubicadas las tres muy próximas en el cielo. Un grupo está separado de otro por aproximadamente cuatro horas de ángulo horario.

Determinación de los coeficientes de extinción atmosférica. Reducciones

Es sabido que los coeficientes de extinción K_{ub} , K_{bv} , y K_v dependen de los colores instrumentales, de la siguiente manera:

$$K_{ub} = K_{ub1} + K_{ub2(u-b)_0}$$

$$K_{bv} = K_{bv1} + K_{bv2(b-v)_0}$$

$$K_v = K_{v1} + K_{v2(b-v)_0}$$

Mediante la aplicación del método clásico y la confección de 99 gráficos distintos, se obtuvieron las seis constantes para cada noche, incluso para la noche del 7 al 8 de septiembre, en que algunos problemas técnicos obligaron a desechar las observaciones de la variable. Como se advierte en la Tabla I, estos coeficientes prácticamente no varían de una noche a otra. Precisamente, por este motivo se pudo adoptar valores medios para toda la comisión. Por otra parte, es un buen aliciente comprobar que los valores encontrados están en muy buen acuerdo con los valores medios tabulados para el Tololo, durante los años que van del 1961 hasta 1965 inclusive ⁽¹⁾.

T A B L A I

Fecha	K_{ub1}	K_{ub2}	K_{bv1}	K_{bv2}	K_{v1}	K_{v2}
7 - 8 /IX	0.300	-0.014	0.080	-0.025	0.120	0.000
11-12/IX	0.300	-0.008	0.080	-0.025	0.130	0.000
12-13/IX	0.290	-0.014	0.080	-0.022	0.120	0.000
13-14/IX	0.300	-0.016	0.080	-0.023	0.120	0.000
15-16/IX	0.290	-0.013	0.080	-0.023	0.130	0.000

La magnitud y los colores de las trece estrellas standards, corregidas por extinción, fueron reducidas al sistema Standard de A. Gutiérrez - H. Moreno y otros ⁽¹⁾.

Habiendo sido observada la variable en forma alterada con la HD 223011 tomada como comparación, al calcular u_c (magnitud ultravioleta de la comparación) por ejemplo, se promediaron sendos valores de u_c entre los cuales se observó la variable. Las diferencias $u_v - u_c$ que por

lo ya mencionado están corregidas de extinción, se redujeron al sistema standard, al igual que las diferencias $b_v - b_c$ y $v_v - v_c$. En la Tabla II se consignan estos valores correspondientes a los instantes de día juliano heliocéntrico. Utilizando el período primario calculado por Walraven ⁽⁶⁾ para SX Phoenicis y eligiendo arbitrariamente como origen de fases $t_0 = 2.440.476^d, 598195$, se determinaron las fases correspondientes a estas observaciones, valores que se consignan en la sexta columna de la Tabla II.

T A B L A II

Nº	D. J. Helioc.	$u_v - u_c$	$b_v - b_c$	$v_v - v_c$	Φ_0
	2.440476				
1	0 ^d .598195	0.948	1.032	1.001	1.000
2	0.622698	0.898	0.989	0.969	0.446
3	0.632571	1.034	1.133	1.089	0.626
4	0.642247	1.068	1.190	1.134	0.802
5	0.652942	0.908	1.012	0.966	0.997
6	0.662814	0.420	0.450	0.525	0.177
7	0.674585	0.832	0.946	0.929	0.390
8	0.683092	1.020	1.121	1.065	0.545
9	0.693057	1.082	1.193	1.130	0.727
10	0.702560	0.973	1.092	1.053	0.899
11	0.715441	0.577	0.601	0.661	1.134
12	0.761136	0.828	0.887	0.873	0.966
13	0.790858	0.963	1.053	1.013	0.506
14	0.800615	1.049	1.152	1.096	0.684
15	0.811031	1.058	1.170	1.105	0.873
16	0.820616	0.835	0.915	0.907	1.048
17	0.822803	0.670	0.738	0.769	1.088
18	0.832675	0.610	0.637	0.686	0.266
19	0.842548	0.921	0.994	0.976	0.447
20	0.857786	1.063	1.173	1.116	0.723
21	0.867860	0.992	1.116	1.052	0.907
22	1.584361	1.021	1.144	1.081	0.943
23	1.594777	0.531	0.605	0.663	1.132

T A B L A I I (cont.)

Nº	D. J. Helioc.	$u_v - u_c$	$b_v - b_c$	$v_v - v_c$	φ_0
24	1.604488	0.693	0.732	0.756	0.308
25	1.614916	0.971	1.056	1.014	0.499
26	1.638528	0.962	1.089	1.026	0.929
27	1.648319	0.379	0.429	0.521	1.107
28	1.658203	0.751	0.792	0.802	0.287
29	1.667694	0.974	1.067	1.022	0.458
30	1.678111	1.055	1.169	1.105	0.649
31	1.688424	1.011	1.140	1.081	0.837
32	1.698945	0.769	0.868	0.858	1.028
33	1.766109	0.680	0.729	0.758	0.250
34	1.775229	0.865	0.942	0.920	0.416
35	1.784014	1.003	1.104	1.046	0.576
36	1.792694	1.068	1.188	1.115	0.732
37	1.801910	1.032	1.152	1.093	0.902
38	1.811248	0.558	0.642	0.684	1.071
39	1.821456	0.599	0.629	0.678	0.256
40	1.833667	0.977	1.068	1.023	0.478
41	1.843864	1.073	1.182	1.117	0.664
42	2.540507	0.749	0.823	0.820	0.339
43	2.549639	0.942	1.044	1.000	0.505
44	2.557868	1.048	1.154	1.094	0.654
45	2.614453	1.092	1.209	1.124	0.684
46	2.629870	0.854	0.957	0.917	0.964
47	2.639107	0.530	0.591	0.645	1.133
48	2.651560	0.877	0.967	0.919	0.359
49	2.659882	1.001	1.104	1.050	0.510
50	2.668505	1.040	1.167	1.100	0.668
51	2.682973	0.955	1.077	1.027	0.930
52	2.693042	0.758	0.818	0.849	1.114
53	2.706815	0.853	0.929	0.914	0.365
54	2.717521	0.990	1.090	1.040	0.560
55	2.788122	1.077	1.202	1.125	0.844
56	2.796167	0.822	0.917	0.869	0.990
57	2.805889	0.454	0.483	0.558	0.166
58	2.815727	0.836	0.912	0.897	0.346
59	2.830889	1.047	1.164	1.091	0.621
60	2.841305	1.028	1.160	1.096	0.812
61	2.883551	0.979	1.107	1.050	0.580
62	4.605144	0.972	1.087	1.049	0.902
63	4.614102	0.785	0.874	0.869	1.066
64	4.622505	0.760	0.822	0.829	0.219
65	4.630734	0.850	0.953	0.921	0.368
66	4.638941	0.984	1.088	1.038	0.517
67	4.649068	1.034	1.148	1.102	0.701
68	4.657865	1.047	1.172	1.119	0.861
69	4.666186	0.914	1.037	1.007	1.012
70	4.676047	0.558	0.598	0.674	0.192
71	4.692587	0.966	1.047	1.028	0.492
72	4.759380	1.061	1.185	1.119	0.708
73	4.770075	0.945	1.104	1.022	0.902
74	4.779681	0.658	0.721	0.751	1.077
75	4.787714	0.724	0.765	0.787	0.224
76	4.796117	0.897	0.975	0.954	0.377
77	4.805885	1.005	1.115	1.060	0.518
78	4.831997	0.863	0.972	0.943	1.028
79	4.842448	0.694	0.753	0.771	0.219
80	4.853524	0.865	0.956	0.920	0.421
81	4.891881	0.435	0.512	0.581	1.118
82	4.900920	0.631	0.667	0.693	0.284

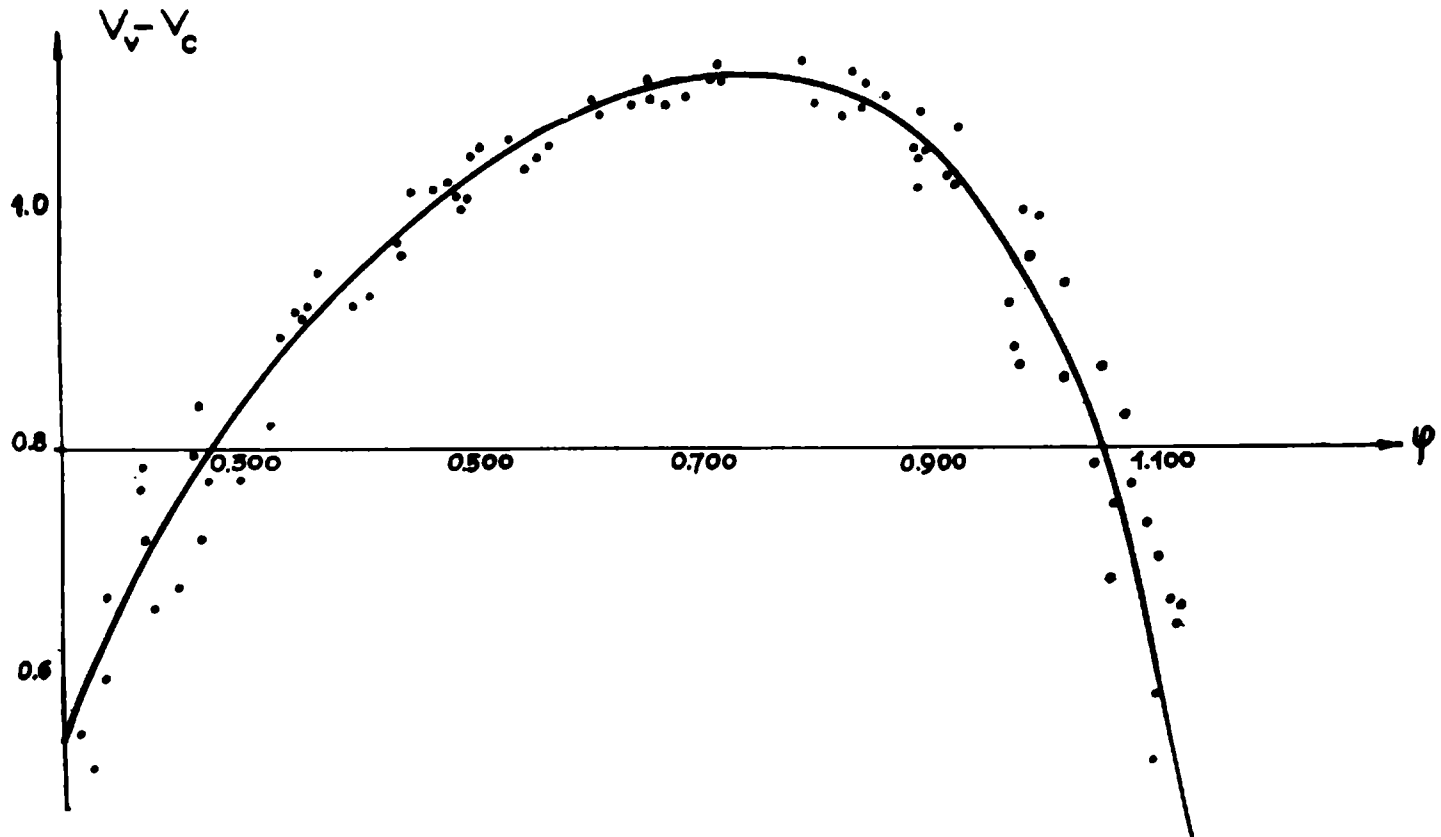


Fig. 1 — Curva media de luz de SX Phoenicis en el visual.

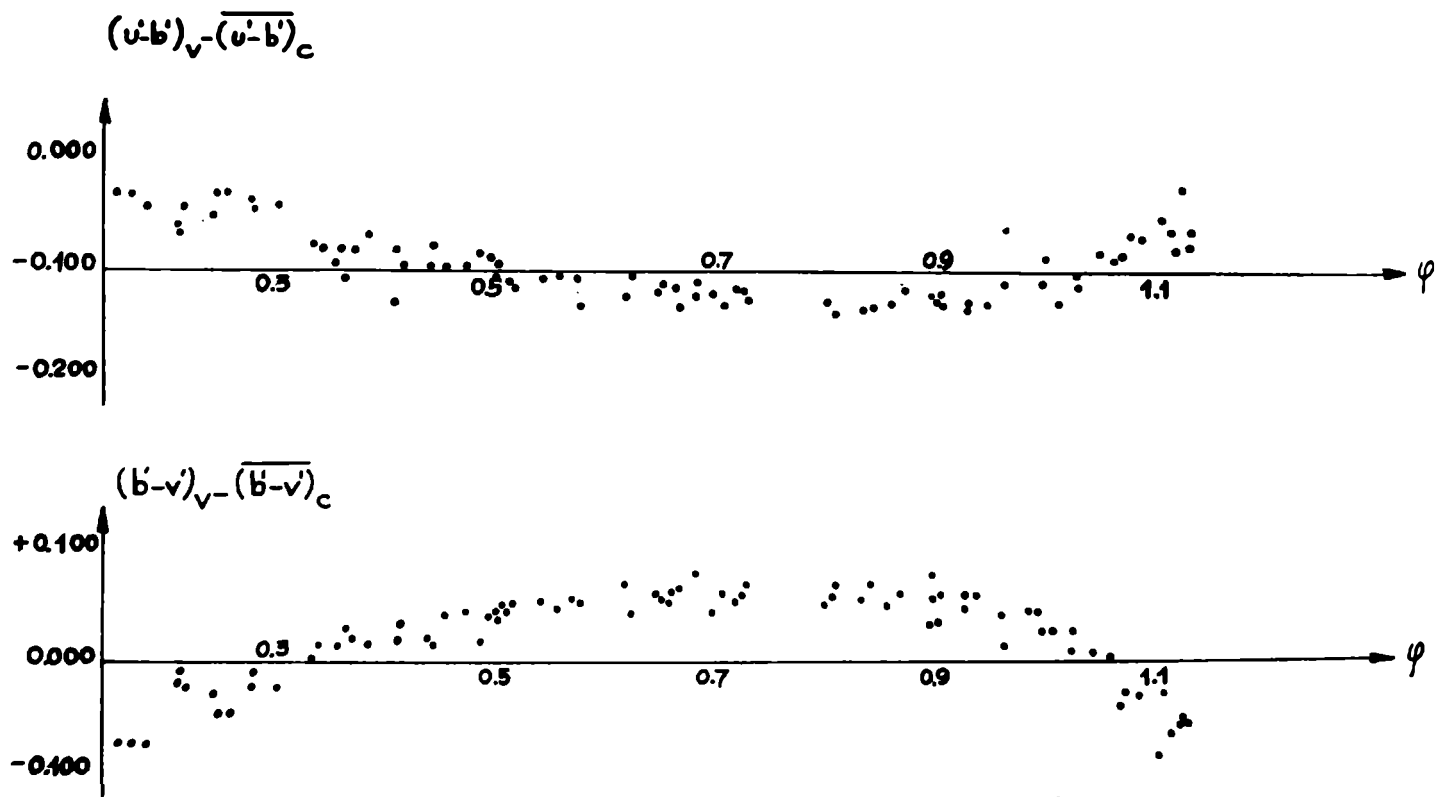


Fig. 2 — Curvas medias de luz de SX Phoenicis para los colores U-B y B-V.

Curvas medias de luz. Determinación del período primario

Estas observaciones permitieron, entre otras cosas, redeterminar el período primario obtenido por Walraven, intercomparando los instantes en que se producen las magnitudes medias (magnitud que en las ramas ascendentes y descendentes corresponde a una diferencia en tiempo de un semiperíodo) dados por Walraven y obtenidos a partir de las presentes observaciones.

Las curvas de luz observadas de SX Phoenicis pueden ser descriptas con bastante precisión como una imagen distorsionada de una función:

$$\mu = a \operatorname{sen} 2\pi\varphi_0 + b \operatorname{sen} 2\pi\varphi_1$$

donde φ_0 y φ_1 son las fases de las pulsaciones de períodos P_0 y P_1 respectivamente. De esta manera, la variación de luz de SX Phoenicis depende esencialmente de dos períodos: el período primario que según Walraven es:

$$P_0 = 0^d.05496420 \pm 0^d.00000005$$

y un período secundario algo menor.

Los días julianos heliocéntricos de los instantes en que la rama ascendente alcanza la magnitud media están dados por Walraven ⁽⁵⁾

$$(I) H. J. D = 2.434.200^d.0389 + 0^d.0549642 (E + \Delta\varphi)$$

donde E es un número entero que representa los ciclos transcurridos desde el primer instante de media magnitud de Walraven. $\Delta\varphi$ es un corrimiento periódico de fase provocado por el período secundario.

En base a estos elementos y para redeterminar el período primario, se graficaron las curvas medias de luz en los tres colores. La confección de las mismas implica representar todas las observaciones en un solo gráfico, en fases de 0 a 1, pero debido a que en promedio el mínimo de las curvas de luz corresponde aproximadamente a $\varphi = 0.150$, se construyeron los gráficos con la fase entre 0.150 y 1.150. Para lograr esto basta sumar una unidad a todas las fases menores que 0.150 (Tabla II). La figura 1 representa la curva de luz media en el visual.

De cada curva se obtuvo la fase correspondiente a la magnitud media, y de esta manera, la fase media correspondiente al instante de media magnitud resultó ser:

$$\bar{\varphi} = 0.465 \pm 0.007$$

El día juliano heliocéntrico correspondiente a esta fase resultó ser:

$$T_2 = 2.440.476^d.6238$$

Aplicando (I) con $\Delta\varphi = 0$ se calculó el valor de E que reemplazado en (I) aproximara tanto cuanto fuera posible el valor T_2 . Este valor resultó ser $E = 114.194$.

La redeterminación del período primario se hizo mediante la fórmula:

$$(II) \quad P_0 = \frac{T_2 - T_1}{E}$$

donde T_2 es el instante de media magnitud hallado a partir de las presentes observaciones, T_1 es el instante de media

magnitud calculado por Walraven y E representa los 114.194 ciclos transcurridos. Siendo $T_1 = 2.434.200,0389$, P_0 resultó ser:

$$P_0 = 0^d.054964227 \pm 0^d.000000004$$

El período así obtenido, mejora en una cifra decimal el período primario de Walraven, confirmando el valor obtenido por éste. Esto parece demostrar que el período primario de SX Phoenicis se ha mantenido constante durante 17 años. Por otra parte, el rango de variación de la variable obtenido a partir de las presentes observaciones está entre $6^m.85$ y 7.45 .

Finalmente se consignan las curvas medias de color correspondientes a un período (Fig. 2). En estos gráficos se advierte una variación periódica de 0.15 magnitudes en torno a un valor medio, lo cual está de acuerdo con las observaciones de S. Tapia ⁽⁶⁾.

Agradezco al Dr. Víctor Blanco haberme permitido realizar las observaciones con uno de los telescopios de 16 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo. Asimismo agradezco las sugerencias del Dr. R. F. Sisteró que ayudaron a realizar este estudio.

(1) Gutiérrez, A.; Moreno, H.; Stock, J.; Torres, C.; Wroblewski, H., Publ. Dep. Astron. Univ. de Chile, 1966.

(2) Walraven, Th., Bull. Astron. Inst. Neth., 11, 17, 1949.

(3) Kuiper, G., Ap. J., 91, 269, 1940.

(4) Joy, A. H., Ap. J. 105, 96, 1947.

(5) Walraven, Th., Bull. Astron. Inst. Neth. 12, 446, 1953.

(6) Tapia, S., Bol. Asoc. Arg. Astron. 12, 1968.

Fotometría fotoeléctrica UVB de galaxias con núcleos peculiares

M. G. PASTORIZA Y J. J. CLARIÁ

Observatorio Astronómico, Córdoba e IMAF
Observatorio Astronómico, Córdoba

Abstract: Three-color photoelectric photometry has been carried out for the nuclear regions in NGC 1672 (with peculiar nucleus) and the Seyfert Galaxy NGC 3783, which confirm their peculiarity in the nuclear regions.

Introducción

Las galaxias espirales barreadas NGC 1672 (SBb) y NGC 3783 (SBa) presentan interesantes características en su región nuclear. El núcleo de la primera, NGC 1672, ha sido clasificado como peculiar de tipo AN ⁽¹⁾ lo que significa un núcleo amorfo rodeado por una estructura asimétrica y difusa. Su espectro muestra brillantes líneas de emisión en H α , [NII], [SII], [OII] ⁽²⁾. La galaxia NGC 3783 presenta un núcleo semiestelar brillante con intensas líneas de emisión características de galaxias Seyfert. Ambas galaxias fueron observadas por uno de nosotros (J.J.C.) con el telescopio de 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (Chile) en marzo de 1970. Once

estrellas standard incluidas en el sistema de A. Gutiérrez, H. Moreno y otros ⁽³⁾ fueron observadas en el mismo programa. Los coeficientes de extinción cuidadosamente determinados con tres ternas de estrellas se consignan en tabla I.

T A B L A I

a_{U-B}	b_{U-B}	a_{B-V}	b_{B-V}	a_V
0.320	-0.030	+0.080	-0.029	+0.120

Las galaxias fueron observadas con dos diafragmas de 17" y 25" de diámetro. Los valores instrumentales correspondientes a la magnitud visual y a los índices de color (U-B) y (B-V), corregidos por extinción atmosférica, fueron transformados al sistema standard de A. Gutiérrez y otros ⁽³⁾. Este sistema es compatible con el de Johnson y Morgan excepto en el índice de color (U-B). Por tal motivo se aplicó a dicho índice la corrección para transformarlo al sistema internacional ⁽³⁾.

La magnitud standard B obtenida con el diafragma de 17" fue corregida por absorción galáctica ⁽⁴⁾ y absorción interna ⁽⁵⁾ para derivar el valor de la magnitud aparente nuclear $m_N(B)$ la cual figura en tabla II.

Los índices de color (U-B) y (B-V) fueron corregidos por absorción interna, absorción galáctica y desplazamiento al rojo ⁽⁶⁾. Los valores de V, (U-B) y (B-V) observados y corregidos están consignados en tabla II.

T A B L A II

NGC	Diaf.	V	B-V	(B-V) ⁰	U-B	(U-B) ⁰	$m_N(B)$
1672	17"	12.22	+0.65	+0.54	+0.44	+0.32	+12.05
	25"	11.78	+0.72	+0.61	+0.03	-0.09	
3783	17"	13.88	+0.96	+0.78	+0.16	-0.03	+13.72
	25"	13.21	+0.96	+0.78	+0.17	-0.02	

Los índices de color corregidos fueron representados en una diagrama (U-B)₀(B-V)₀ dado por de Vaucouleurs ⁽⁷⁾ para galaxias normales, galaxias Seyfert (S) y Seyfert (N) (fig. 1). Como era de esperar los colores nucleares de ambas galaxias, medidos con el diafragma de 17", se apartan considerablemente de las curvas medias correspondientes a los gráficos mencionados, no así los valores correspondientes a NGC 1672 obtenidos con la apertura de 25". Es notable la variación del índice (U-B) para esta galaxia con diferentes aperturas (17" y 25").

En dos programas de observación de galaxias brillantes australes, llevados a cabo con el radiotelescopio Parkes en 1410 Mc/seg por Matthewson y Rome en 1962 ⁽⁸⁾ y por Tovmassian en 1965 ⁽⁹⁾ se detectó radioemisión en NGC 1672. La fuente de radioemisión está localizada en la región nuclear. Los valores encontrados en esas dos épocas son 0.10 y 0.45 f.u. respectivamente. Tovmassian atribuye esta diferencia de flujo al crecimiento del poder de radio-

emisión de la galaxia en el período mencionado, haciendo notar que este tipo de variación del flujo en radio es similar al detectado en los QSO.

La ubicación del núcleo de NGC 1672 en el diagrama en dos colores (fig. 1) es por debajo de la secuencia de galaxias normales de su tipo morfológico del lado opuesto a NGC 5236, que posee también un núcleo de tipo AN ⁽¹⁾ y radioemisión ⁽⁹⁾. Esto sugiere que, o bien existe una gran dispersión intrínseca en los colores de los núcleos peculiares o que la variabilidad sugerida por Tovmassian para el radioespectro se refleja en el continuo del espectro nuclear en frecuencias ópticas. Esto torna interesante observar con frecuencia estos núcleos a fin de detectar posibles variaciones.

NGC 3783 es una galaxia con un brillante núcleo semiestelar. Las primeras observaciones espectroscópicas fueron realizadas por T. L. Page ⁽¹⁰⁾. Durante 1969 y 1970 varios espectros de esta galaxia fueron obtenidos por uno de nosotros (M.G.P.) con el espectrógrafo nebulas más tubo de imágenes en el telescopio de 154 cm de Bosque Alegre (Córdoba). El espectro presenta un brillante continuo con anchas líneas en emisión del H (H α , H β , H γ , H δ) y líneas prohibidas del [NII], [SII] [NeIII], [OIII] y [OII]. La velocidad radial corregida por curvatura de la ranura, reducidos al Sol y rotación galáctica es $V = 2871$ km/seg. la cual está de acuerdo con la obtenida por Page.

Los índices de color (U-B) y (B-V) del núcleo de esta galaxia están dentro de los valores obtenidos para las galaxias Seyfert, tal como lo ilustra la figura 1. La apariencia semiestelar del núcleo, el tipo de espectro y los índices de color, confirman plenamente la clasificación de NGC 3783 como una típica galaxia Seyfert.

Los autores agradecen al Dr. J. L. Sérsic por las útiles discusiones mantenidas durante el desarrollo del presente trabajo.

Agradecemos al Dr. Víctor Blanco haber permitido a uno de nosotros realizar las observaciones con el telescopio de 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.

(1) Sérsic, J. L., y Pastoriza, M., PASP 77, 457, 1965

(2) Pastoriza, M., The Observatory, 87, 960, 1966.

(3) Gutiérrez, A.; Moreno H.; Stock, J.; Torres C., y Wroblevski H., Publ. Dep. Astron. Univ. de Chile, 1966.

(4) de Vaucouleurs, G., y Malik, G. M., M. N. of R.A.S. 142, 387, 1969.

(5) Holmberg, E., Lund Medd. 136, 1958.

(6) de Vaucouleurs, G., Ap. J. Suppl. 48, Vol. V, 1961.

(7) de Vaucouleurs, G., y de Vaucouleurs, A., Publ. Dept. of Astron. Univ. of Texas at Austin, Serie II, Vol. N° 7, 1968.

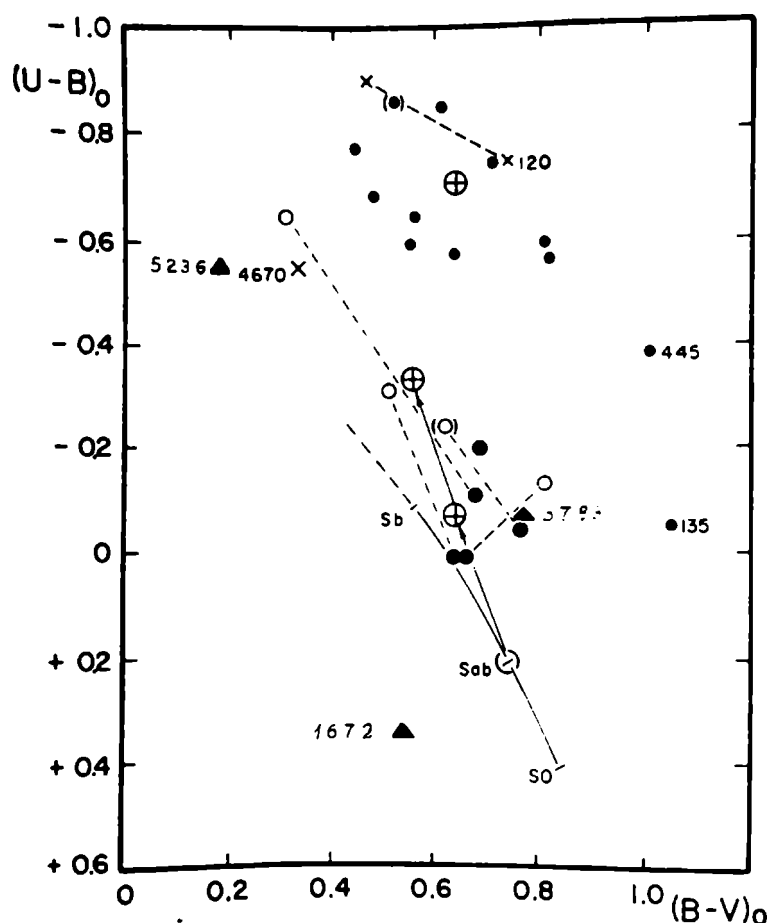


Fig. 1 — Ubicación de NGC 1672 y NGC 3783 en el diagrama color-color dado por G. y A. de Vaucouleurs para galaxias Sy(S) y Sy(N) corregidos por efectos de absorción galáctica y desplazamiento hacia el rojo.

- (*) Matthewson, D. S., y Rome, T. M., Aust. J. Phys. 16, 360, 1963.
 (9) Tovmassian, H. M., Aust. J. Phys. 19, 883, 1966.
 (10) Page, T. L., AAS Meeting in Honolulu, 1969.

Fotometría de cúmulos de galaxias. Experiencias con efecto Sabatier. III

H. A. DOTTORI *

Observatorio Astronómico, Córdoba, y C.N.I.C.T., Buenos Aires

Introducción

El método de calibración con cuñas sensitométricas (Boletín A.A.A. N° 15) presenta dos inconvenientes:

1°) Debido a la densidad de la base sobre la cual están construidas las cuñas, las isodensidades más débiles deben ser calibradas con cuñas distribuidas fuera de la placa. Paradójicamente en estas isodensidades es en donde se hacen

* Becario interno.

sentir más las inhomogeneidades del copiado fotográfico y por ende la necesidad de una calibración local.

2°) Para lograr la calibración de las cuñas sensitométricas mediante la curva obtenida por estrellas desenfocadas, es necesario pasarlas al microfotómetro superpuestas a la placa para referirlas al fondo de cielo de las mismas.

En este proceso es imposible lograr un enfoque simultáneo del fondo de cielo y de la cuña debido al espesor finito de éstas. Este error en el enfoque se traduce en un error en la relación de densidades de cuñas a fondo de cielo. Para obviar este inconveniente se pensó en usar como cuñas de calibración las imágenes de difusión de las estrellas que figuran en la placa a calibrar.

Uso de las imágenes estelares de difusión como cuñas sensitométricas

Como es sabido, diversos efectos (atmosféricos, instrumentales y del detector) hacen que las imágenes puntuales de las estrellas se transformen en fuentes luminosas extensas cuya distribución de brillo tiene una relación funcional con la distancia al centro de la estrella que depende del efecto predominante. Por lo tanto si obtenemos esta relación, bastará luego medir el diámetro de las isodensidades correspondientes a las estrellas para saber su brillo.

A los efectos de determinar la aplicabilidad de esta técnica de calibración debemos obtener los siguientes datos sobre la figura de difusión de las estrellas:

- Establecer la ley de difusión (relación funcional entre la densidad de brillo y la distancia al centro de la imagen).
- Verificar si los parámetros que intervienen en la ley de difusión dependen del brillo total de la estrella.
- Comprobar cuál es la mínima diferencia de brillo para la cual la diferencia de diámetro de dos isodensidades sucesivas de la estrella es discernible.

Discusión de los puntos anteriores

a) Se calibraron perfiles de difusión de 5 estrellas y se graficó DSB vs r^2 (DSB = densidad superficial de brillo en $\text{mag}/('')^2$). Se observa en el gráfico (fig. 1) que la relación es lineal pero tiene un cambio de pendiente alrededor del brillo 23,5 $\text{mag}/('')^2$.

b) Para analizar si la relación funcional depende del brillo total, se estudiaron 5 estrellas de mag. 5; 6,76; 9; 10; 10,75 (los brillos son aproximados). Según se observa en el gráfico (fig. 1) los parámetros varían con el brillo de la estrella.

c) Como se aprecia en la tabla I la variación de r con DSB es más pronunciada para las isofotas más débiles y es perfectamente medible sobre la placa aun en estrellas de mg. 10.

Fotometría fotoeléctrica UBV del cúmulo abierto NGC 5460

J. J. CLARÍA

Observatorio Astronómico, Córdoba

Introducción

Dadas las características poco conocidas del cúmulo galáctico austral NGC 5460, se decidió realizar un estudio fotométrico UBV y $H\beta$ de las estrellas en la vecindad del mismo. En este informe de trabajo se presentan los resultados obtenidos a partir de la fotometría UBV solamente, puesto que las observaciones en $H\beta$ se encuentran actualmente en proceso de reducción.

Observaciones

El cúmulo abierto NGC 5460 ($l_{II} = 315^{\circ}7$; $b_{II} = +12^{\circ}6$) fue observado fotoeléctricamente con los telescopios de 16 y 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, durante las noches que van del 19 al 31 de marzo de 1970. Una fotomultiplicadora 1P21, refrigerada con hielo seco, fue utilizada todas las noches. Se usaron filtros Corning y Schott recomendados para el sistema UBV (Stoy, 1958).

Con el objeto de realizar una determinación cuidadosa de la extinción atmosférica, se observaron todas las noches tres ternas de estrellas separadas una de otra en cuatro horas de ángulo horario. Estas estrellas pertenecen a la lista de A. Gutiérrez, H. Moreno y otros (1966) y fueron observadas dos y tres veces cada noche. Los coeficientes de extinción obtenidos en el período de observaciones, muestran muy buen acuerdo. En la Tabla I se consignan los valores medios para toda la comisión.

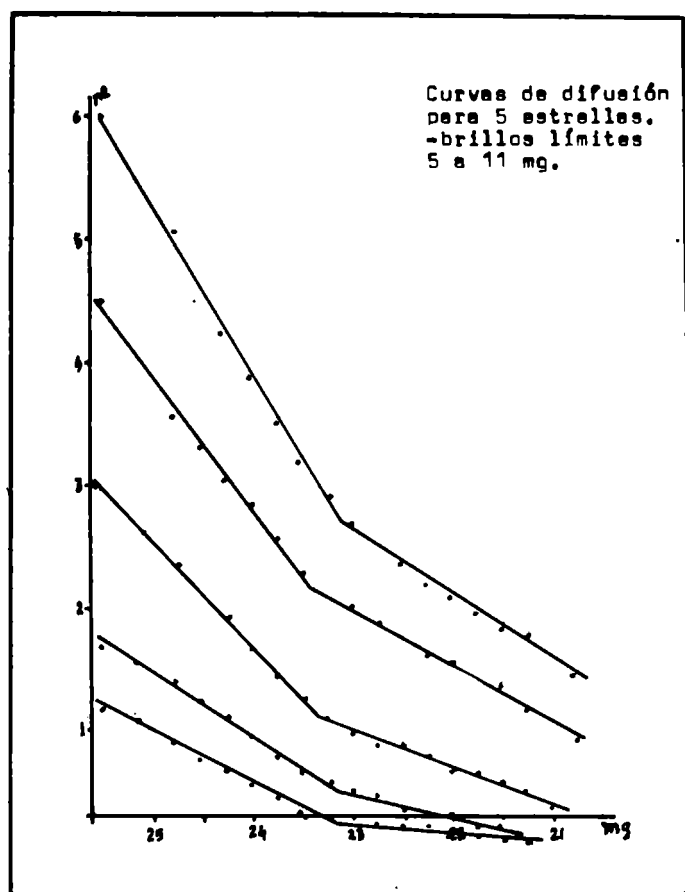
T A B L A I

a_{u-b}	b_{u-b}	a_{b-v}	b_{b-v}	a_v
+0.309	-0.025	+0.080	-0.030	+0.130

Por otra parte, once estrellas standards del sistema mencionado fueron también observadas todas las noches. La reducción de estas estrellas permitió obtener los coeficientes de transformación al sistema standard. Este sistema es compatible con el de Johnson y Morgan excepto en el color (U-B) que puede presentar pequeñas diferencias. La corrección aplicable al $(U-B)_{Tol.}$ para reducirlo al (U-B) internacional es sugerida por Gutiérrez, A.; Moreno, H., y otros (1966).

Resultados

En la Tabla II se consignan las observaciones en el sistema UBV de sesenta y cuatro estrellas contenidas dentro de un círculo de 30 minutos de arco a partir del centro del cúmulo. La primera columna corresponde al número asignado arbitrariamente a cada estrella (fig. 1). En las siguientes columnas se consignan los valores V, B-V, U-B y el número de observaciones de cada estrella en particular. El 60 % de las estrellas de programa fueron observadas con ambos telescopios.



Resultados obtenidos

Se calibraron 4 galaxias obteniéndose los siguientes resultados (mostrados en la tabla I): S son los brillos obtenidos con Sabatier; C los obtenidos con métodos clásicos, sobre la misma placa fotográfica, y H los valores dados por Holmberg. Los brillos dados por Holmberg son integrados hasta $26,5 \text{ mag}/(")^2$ lo cual justifica que salgan sistemáticamente más débiles; el caso de NGC 4438 es una galaxia peculiar interactuante con NGC 4435.

T A B L A I

$\text{mg}/(")^2$	Δr_1	Δr_2	Δr_3	Δr_4	Δr_5
25,5	19	23	11	13	15
24,75	10	7	7	6	7
24,5	9	7	7	6	5
24,25	9	7	9	7	8
24,00	10	9	10	8	8
23,75	8	8	8	7	8
23,50	9	7	7	7	5
23,25	7	4	8	5	4
23,00	5	4	4	4	2
22,75	4	4	2	5	2
22,50	6	5	5	4	3
22,25	3	-	5	3	2
22,00	5	-	4	5	4
21,75	-	-	4	4	2

T A B L A II

NGC	S	C	H	C-S	H-S
4406	9,74	9,87	10,1	0,13	0,27
4438	11,38	11,06	10,92	-0,32	-0,46
4435	11,21	11,33	11,86	0,12	0,65
4374	9,93	9,69	10,21	-0,24	0,28

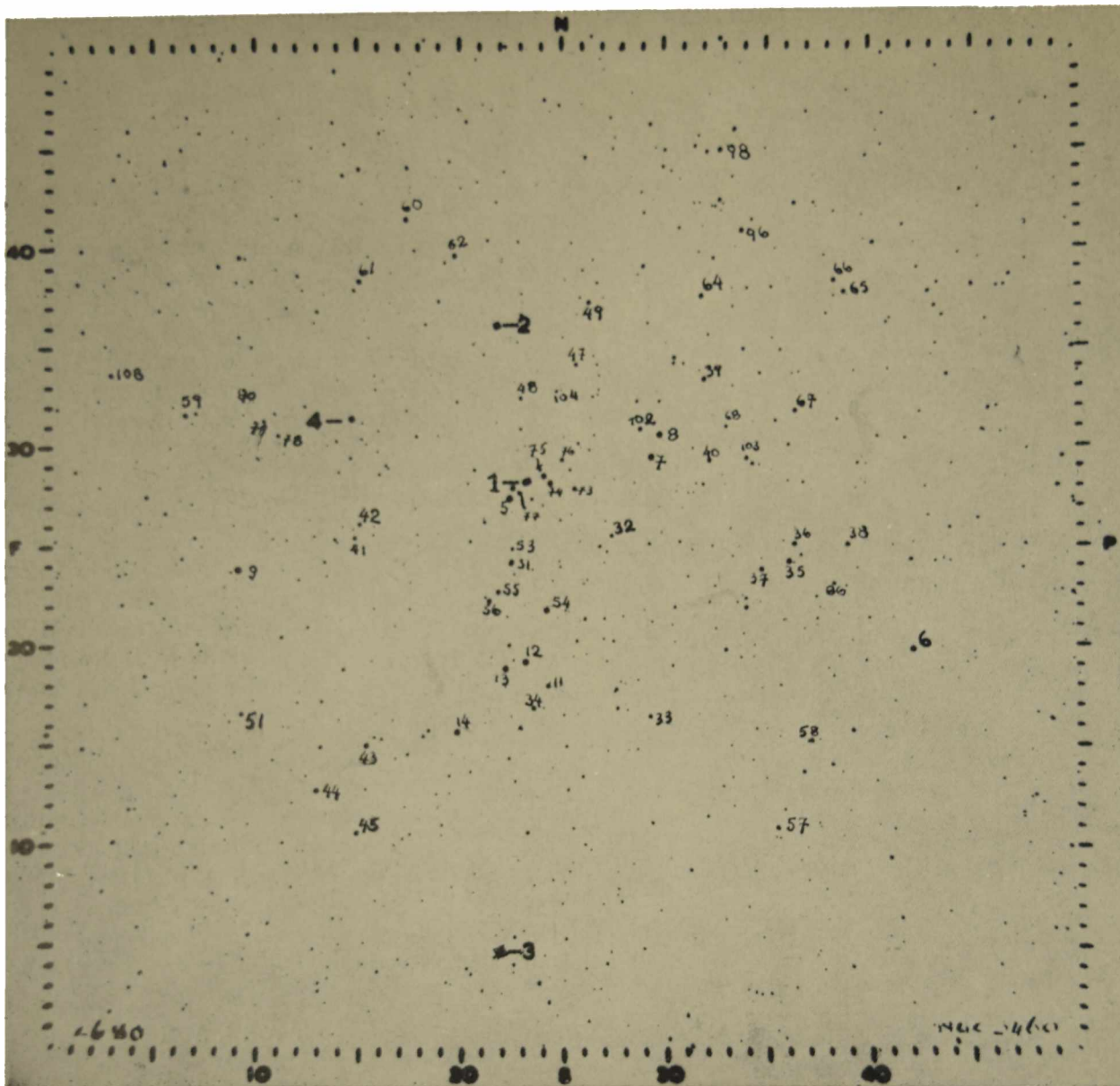


Fig. 1 — NGC 5460

Los errores medios de una observación derivados de la consistencia interna de las estrellas standards, son: $e_v = 0^m.019$ (e.m), $e_{b-v} = 0^m.014$ y $e_{b-u} = 0^m.018$. Los errores medios externos deducidos de la consistencia de las mediciones de cada estrella de programa en diferentes noches, resultaron ser: $0^m.016$, $0^m.010$ y $0^m.014$ para V, B-V y U-B respectivamente.

Considerando como variable aquella estrella con discrepancias mayores que un décimo de magnitud en sus medidas, hay tres estrellas variables denotadas con un asterisco en la Tabla II. En estos casos se han tabulado los valores medios.

En los diagramas Color-Color (fig. 2) y Color-Magnitud (fig. 3) se han indicado sólo las estrellas que se consideran miembros del cúmulo. Puede apreciarse que la secuencia principal está muy bien definida. En la figura 2 la curva a trazos representa la relación standard de John-

son y Morgan (1953). Los valores $E(B-V) = 0^m.14$ y $E(U-B) = 0^m.10$ obtenidos a partir de la figura 2 están en perfecto acuerdo con la ley normal de enrojecimiento en la Galaxia (Johnson y Morgan, 1953). Entonces, $A_v = 3E(B-V)$, de donde $A_v = 0^m.42$.

El criterio adoptado para discernir entre miembros y no miembros del cúmulo, se basa esencialmente en la posición de las estrellas en los dos diagramas y en la ubicación de las mismas en el cielo. Las estrellas 3, 4, 9, 10, 11, 33, 34, 38, 41, 44, 53, 57, 58, 59, 61, 62, 73, 79, 80, 86, 96, 98, 103, 104 y 108 han sido excluidas como miembros, por no pertenecer ni a la secuencia principal del cúmulo, ni a la rama de las gigantes. De estas estrellas, las 3, 4, 10, 33, 41, 61, 62 y 103 manifiestan ser de primer plano, ya que no presentan enrojecimiento en el diagrama Color-Color. Por otra parte, las estrellas 9, 96 y 104 fueron eliminadas por estar anormalmente enrojecidas. La estrella número 6 (H.D

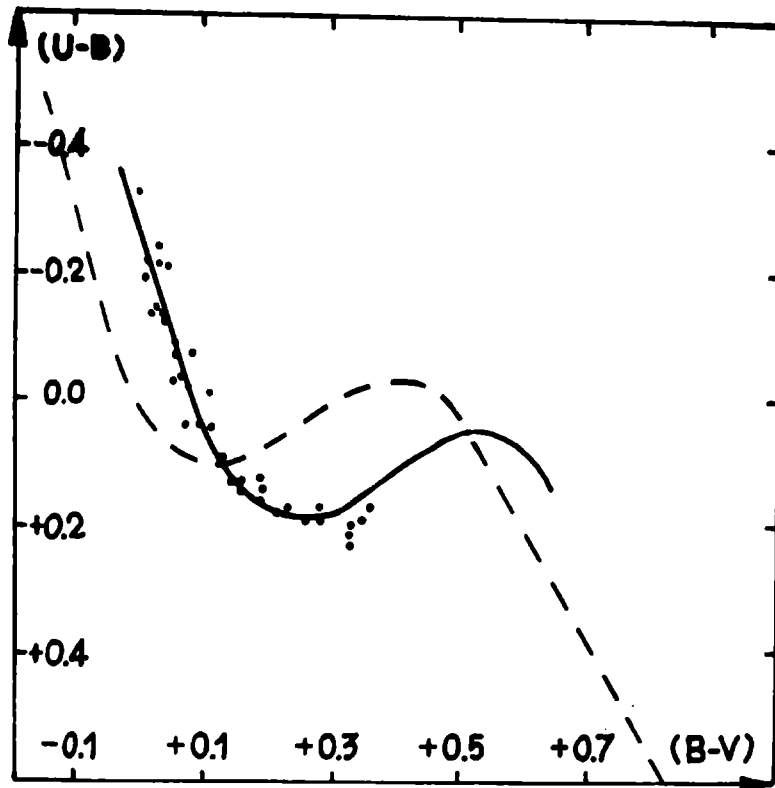


Fig. 2 — Diagrama Color-color de NGC 5460

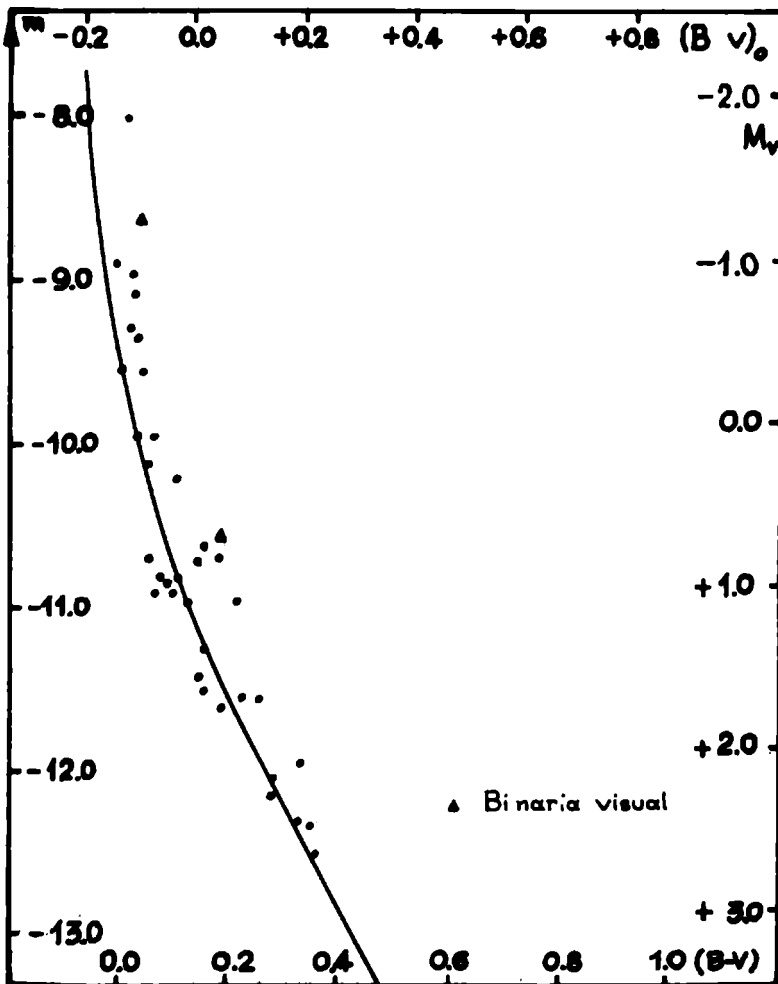


Fig. 3 — Diagrama Color-Magnitud de NGC 5460

TABLA II

Nº	(U-B)	(B-V)	V	n
1	-0.14	+0.04	8.64	5
2	-0.22	+0.02	8.01	5
3	-0.02	-0.02	6.49	4
4	+0.01	+0.46	8.77	5
5	-0.33	0.00	8.89	5
6	+1.06	+1.12	7.56	4
7	-0.21	+0.03	9.29	4
8	-0.21	+0.04	9.36	4
9	+0.37	+0.91	8.54	4
10	+0.06	+0.31	8.66	3
11	+1.18	+1.20	9.36	4
12	-0.14	+0.03	8.95	5
13	-0.24	+0.03	9.09	4
14	-0.19	+0.01	9.54	4
31	+0.14	+0.19	10.55	4
32	+0.19	+0.28	12.04	3
33	+0.20	+0.59	11.18	3
34	+0.88	+1.04	9.68	4
35	-0.13	+0.04	9.94	4
36	+0.04	+0.11	10.82	5
37	+0.12	+0.19	10.66	3
38	+1.24	+1.28	9.77	3
39	-0.01	+0.15	10.67	4
40	+0.13	+0.16	11.49	3
41	+0.08	+0.52	11.65	3
42	+0.17	+0.28	12.16	3
43	-0.02	+0.08	10.50	5
44	+0.13	+0.35	10.31	4
45	+0.04	+0.10	10.89	6
47	+0.20	+0.33	11.95	3
48	+0.21	+0.33	12.31	2
49	+0.04	+0.07	10.91	3
51	+0.17	+0.23	11.56	4
53	+1.35	+1.33	11.47	2
54	-0.03	+0.05	9.55	7
55	+0.09	+0.13	10.94	5
56	+0.14	+0.16	10.60	5
57	+0.24	+0.29	10.72	4
58	+0.17	+0.63	10.86	4
59	+0.14	+0.38	10.66	2
60	-0.07	+0.06	10.68	2
61	-0.08	+0.01	10.70	3
62	+0.20	+0.60	10.08	2
64*	-0.07	+0.08	10.84	3
65	+0.13	+0.15	11.42	3
66	+0.16	+0.19	11.60	2
67	+0.13	+0.16	11.24	3
68	+0.17	+0.36	12.49	3
73	+0.95	+1.12	9.67	6
74	-0.03	+0.07	9.94	5
75	-0.09	+0.06	10.11	5
76*	+0.19	+0.26	11.56	5
77	-0.01	+0.11	10.21	4
78	+0.19	+0.35	12.33	2
79	+0.14	+0.56	11.96	2
80	+0.13	+0.68	12.88	2
86*	+0.34	+0.46	12.01	4
96	+0.23	+0.28	10.72	3
98	+0.08	+0.52	10.25	4
102	+0.18	+0.22	10.93	4
103	+0.10	+0.55	11.38	2
104	+0.29	+0.45	13.07	3
108	+0.90	+1.06	10.57	3
109	+0.03	+0.06	7.07	2

123432) aparenta ser una gigante tardía, probablemente miembro del cúmulo (no incluida en fig. 3). De las consideraciones anteriores 37 estrellas resultan ser miembros de NGC 5460.

TABLA III

N°	V ₀	(B-V) ₀	M _v	V ₀ -M _v
1	8.22	-0.10	-0.7	8.92
2	7.59	-0.12	-1.2	8.79
5	8.47	-0.14	-0.7	9.17
7	8.87	-0.11	-0.3	9.17
8	8.94	-0.10	0.0	8.94
12	8.53	-0.11	-0.3	8.83
13	8.67	-0.11	-0.3	8.97
14	9.12	-0.13	-0.6	9.72
31	10.13	+0.05	+1.2	8.93
32	11.62	+0.14	+1.8	9.82
35	9.52	-0.10	0.0	9.52
36	10.40	-0.03	+0.8	9.60
37	10.24	+0.05	+1.2	9.04
39	10.25	+0.01	+1.0	9.25
40	11.07	+0.02	+1.1	9.97
42	11.74	+0.14	+1.8	9.94
43	10.08	-0.06	+0.6	9.48
45	10.47	-0.04	+0.7	9.77
47	11.53	+0.19	+2.0	9.53
48	11.89	+0.19	+2.0	9.89
49	10.49	-0.07	+0.4	10.09
51	11.14	+0.09	+1.5	9.64
54	9.13	-0.09	+0.1	9.03
55	10.52	-0.01	+1.0	9.52
56	10.18	+0.02	+1.1	9.08
60	10.26	-0.08	+0.3	9.96
64	10.42	-0.06	+0.6	9.82
65	11.00	+0.01	+1.0	10.00
66	11.18	+0.05	+1.2	9.98
67	10.82	+0.02	+1.1	9.72
68	12.07	+0.22	+2.0	10.07
74	9.52	-0.07	+0.4	9.12
75	9.69	-0.08	+0.3	9.39
76	11.14	+0.12	+1.6	9.54
77	9.79	-0.03	+0.8	8.99
78	11.91	+0.21	+2.0	9.91
102	10.51	+0.08	+1.5	9.01

Una prueba adicional de las estrellas consignadas como miembros se manifiesta en el diagrama V₀ vs M_v (fig. 5), aplicando el ejemplo de Walker (1965). El pequeño apartamiento de las estrellas 14, 37, 49, 60 y 102 de la banda de 0^m.5 es probablemente debido a la imprecisión en la estima de sus magnitudes absolutas a través del índice de color.

En la Tabla III se consignan la magnitud y los colores intrínsecos de los miembros del cúmulo. Debe destacarse que al estimar el parámetro Q de Johnson (1963) para todas las estrellas miembros del cúmulo más tempranas que A0 inclusive, se obtuvieron valores individuales del exceso E(B-V) para dichas estrellas. El exceso E(B-V) promedio obtenido de esta manera, resultó ser 0^m.13 lo que confirma el valor obtenido anteriormente a partir del diagrama Color-Color. Las magnitudes absolutas indicadas en la Tabla III se asignaron de acuerdo con los tipos espectrales correspondientes a los colores intrínsecos medidos (Johnson, 1963), utilizando la calibración de Blaauw (1963). En la quinta columna de dicha Tabla se indican los módulos verdaderos de distancia obtenidos, de los cuales se infiere un valor medio de 9.46 ± 0.35 . Este valor conduce a una distancia de 781 ± 10 pc. Una vez completada la fotometría H β , se dispondrá de un indicador directo de luminosidades, que permitirá estimar nuevamente la distancia en forma independiente.

La estrella número 2 es la más brillante del cúmulo sobre la secuencia principal. En base a esta estrella, la edad de NGC 5460 resulta ser de 4×10^7 años. La figura 4 muestra la ubicación de este cúmulo en el diagrama H-R compuesto por cúmulos de edades bien conocidas. Del diagrama mencionado se infiere que NGC 5460 es más viejo que α Persei y más joven que las Pléyades. La edad obtenida anteriormente es congruente con el valor interpolado de fig. 4 en base a las edades del par de cúmulos mencionados.

Con el diámetro angular de 1°04' estimado, y el valor estimado de la distancia, el diámetro lineal resulta ser 14,3 pc.

Finalmente, agradezco al Dr. V. Blanco haberme permitido realizar las observaciones con los telescopios de 16 y 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo. Asimismo, agradezco las sugerencias del Dr. R. F. Sisteró que ayudaron a realizar este estudio.

Blaauw, A., Basic Astron. Data, K. Aa. Strand, Ed., 1963.

Gutiérrez, A.; Moreno, H.; Stock, J.; Torres, C., y Wroblewski, H., Publ. Dep. Astron. Univ. de Chile, 1966.

Johnson, H. L., y Morgan, W. W., Ap. J. 117, 313, 1953.

Johnson, H. L., Basic Astron. Data, K. Aa. Strand, Ed., 1963.

Stoy, R. H., Trans. I.A.U., 10, 372, 1958.

Walker, G. A. H., Ap. J. 141, 660, 1965

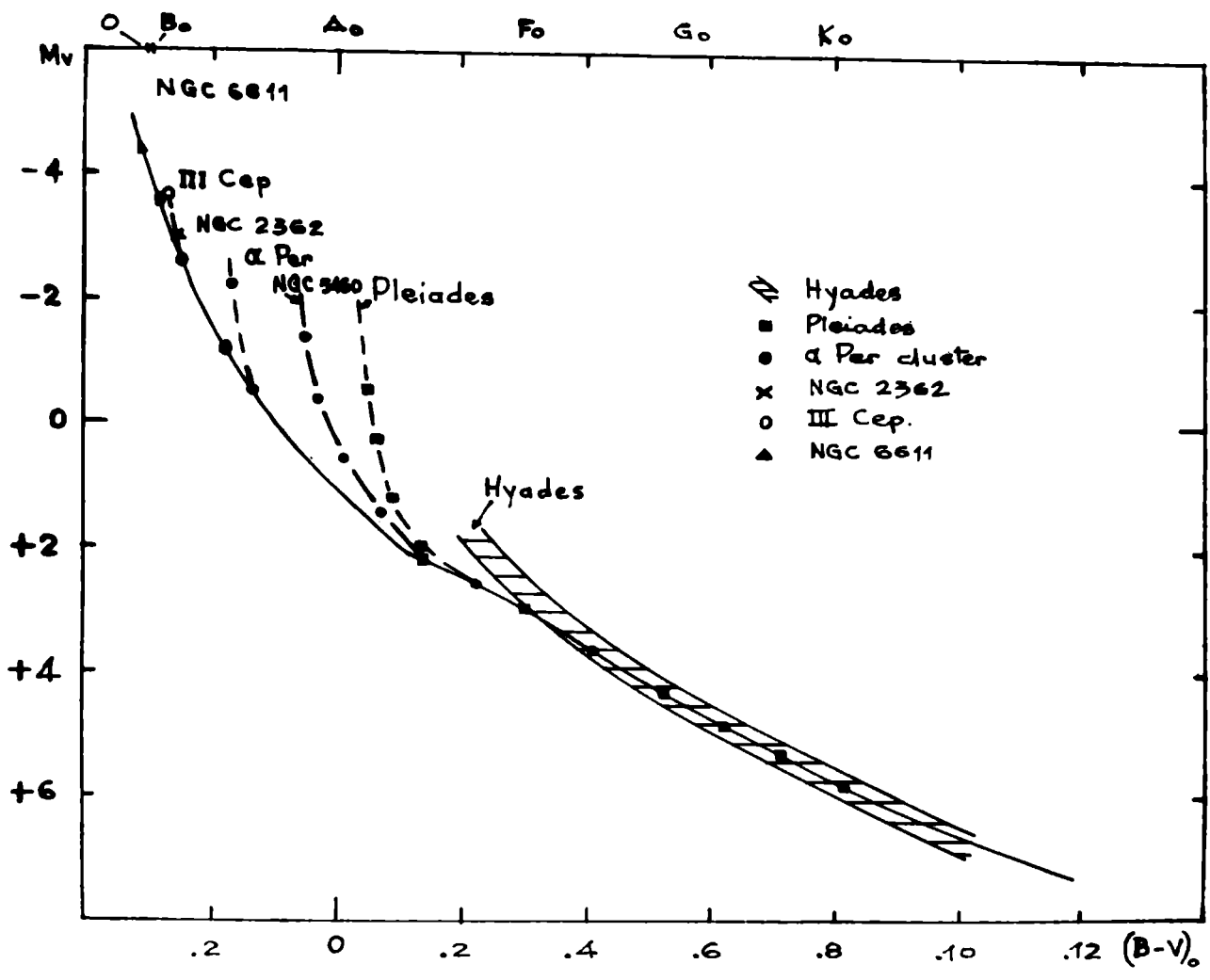


Fig. 4 — Posición de NGC 5460 en la secuencia principal de edad cero.

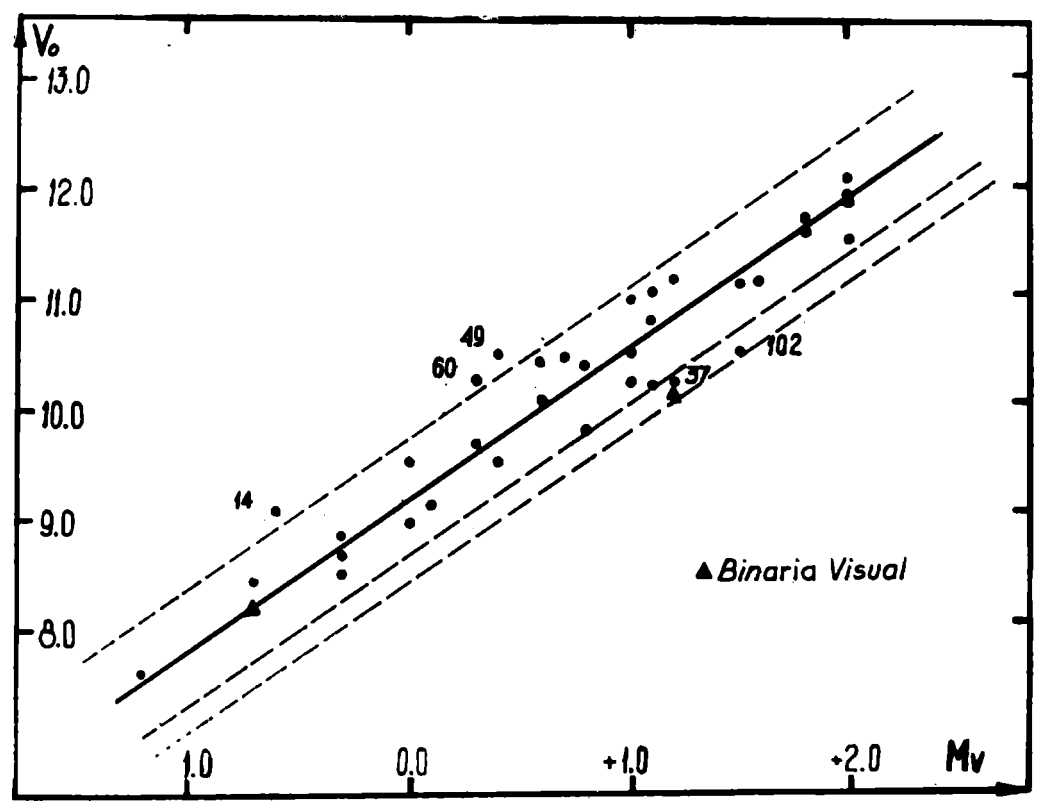


Fig. 5 — Diagrama (V_0 , M_v) para NGC 5460.

ESPECTROSCOPIA

COMUNICACIONES

Possible new binaries among the Wolf-Rayet stars

VIRPI N. DE MONTEAGUDO

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Spectra of Wolf-Rayet stars HD 92740 and HD 93131, obtained between May 16 - May 23, 1970, at Cerro Tololo Interamerican Observatory, in Chile, confirm that these stars show the superior members of the Balmer series in absorption. The radial velocities of various emission lines measured indicate variations of the order of 140 km/s for HD 92740 and of the order of 180 km/s for HD 93131. These stars may be binaries with periods of the order of a month.

Peculiar classified Wolf-Rayet stars, HD 90657 and HD 117688

VIRPI N. DE MONTEAGUDO

Observatorio Astronómico, Córdoba e IMAF

Abstract: Spectral observations of Wolf-Rayet stars HD 90657 and HD 117688 were made at the Cerro Tololo Interamerican Observatory, in Chile. These stars have been classified by earlier authors as intermediate objects between the two sequences of W-R stars, presenting in their spectra lines of both carbon and nitrogen. However, our observations do not confirm this classification, the observed spectra look like "normal" WN stars. In addition, HD 90657, earlier classified as $WN_4-C + OB$, shows variations of radial velocity of the order of 130 km/s and variations of type V/R in the shape of the emission lines.

Comentarios sobre 272 + 12°1, 292 + 1°1, 328 — 17°1

A. E. RINGUELET Y R. H. MÉNDEZ

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Comments are made on the following planetaries:

272 + 12°1: the material available permits us to pose some doubts as to the absence of relation between the planetary and the central star.

292 + 1°1: a study of this object, which presents peculiarities in the expansion velocity, will be published elsewhere.

328 — 17°1: this object must be excluded from the lists of planetaries. It has been previously studied as a dwarf galaxy by M. Pastoriza (La Galaxia Peculiar IC 4662, Boletín de la Asoc. Argentina de Astronomía, N° 15, pág. 1).

Observaciones de nebulosas planetarias australes - I

R. H. MÉNDEZ Y A. E. RINGUELET

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Line identifications and data on line intensities are provided from medium-dispersion plates secured at Bosque Alegre with the nebular spectrograph and Carnegie image tube attached to the 154-cm telescope. The results are to be published elsewhere.

INFORMES DE TRABAJO

Variaciones espectrales en estrellas Ap.

E. BRANDI

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Se obtuvieron alrededor de 450 espectros, en Cerro Tololo y La Plata, con una dispersión de 40 Å/mm de una lista de 30 estrellas Ap. En la mayoría de ellos se observan variaciones en la intensidad de líneas de elementos tales como el calcio, europio, silicio, estroncio y cromo y además variaciones en algunos perfiles tales como en la línea K del calcio ionizado. El trabajo completo, con la determinación de períodos, se publicará más adelante.

Una estrella muy roja en la asociación I Scorpii

Observatorio Astronómico, La Plata

L. A. MILONE

Con ayuda del tubo intensificador de imágenes acoplado al espectrógrafo nebulas existente en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre, se ha observado una estrella muy roja descubierta independientemente por Sanduleak (1968) y Seggewiss (1969). Este objeto resulta de interés, entre otras cosas, porque está muy próximo al cúmulo abierto NGC 6231, núcleo de la asociación I Scorpii; la asociación es reconocida como relativamente joven, con una edad de aproximadamente 10^8 años.

Las características fotométricas de la estrella son las siguientes:

$$V = 12.5; B-V = 3.5; U-B = 3.2; B-R > 5.$$

Los espectros muestran lo siguiente:

El continuo es extremadamente débil en el ultravioleta, violeta y azul; aumenta su intensidad a medida que se va hacia las longitudes de onda más largas, haciéndose muy intenso en el rojo e infrarrojo cercano (extremo de la zona visible en nuestros espectros).

En cuanto al espectro de líneas que se pasa a describir, se debe destacar la no presencia de bandas moleculares.

Hidrógeno:

H α : no está presente, aunque podría deberse a que nuestros espectros están ligeramente "quemados" en esta zona.

H β : ligera emisión en longitud de onda teórica, absorción débil desplazada hacia el rojo.

H γ : ligera emisión.

H δ : muy débil.

H ϵ : bien visible, relativamente ancha.

H ζ : bien visible, ancha, más débil que H.

H η : muy débil.

H ϵ : y sgtes.: se produce la superposición con el primer orden infrarrojo, que es muy intenso, y no es posible decir nada sobre estas líneas.

Helio:

λ 3819: muy intensa.

λ 4026: débil.

λ 4387: débil.

λ 4471: débil.

Calcio:

K muy intensa, ancha; en una de las placas parece estar acompañada por otra línea en aproximadamente 3920 Å.

Otras características presentes:

Ligera emisión en aproximadamente 4320 Å.

En la zona de 5280 Å hay varias características que corresponden a las de una estrella tardía (K o M).

Se pueden ensayar algunos modelos para interpretar lo observado.

El color puede deberse a una de dos causas: a) se está observando un objeto muy frío, y en consecuencia, intrínsecamente muy rojo, o bien, b) se trata de un objeto fuertemente afectado por enrojecimiento.

En el espectro de una estrella relativamente fría, se esperaría observar absorciones de bandas moleculares y muchas líneas de elementos diversos, nada de lo cual aparece en nuestras placas. Se cae entonces en la segunda alternativa: se trataría de una estrella B5 o ligeramente más temprana; el enrojecimiento surgiría de la absorción de la zona, que es mediana (zona de I Scorpii), más una absorción propia (quizás una pequeña nube que envuelve a la estrella) la cual vendría a explicar las emisiones observadas. Este modelo tiene a su vez inconvenientes: a) no explica la ausencia de una fuerte emisión en H α ; b) no explica la presencia de la línea K, cuya apariencia no es la típica de las de origen interestelar; c) no explica la presencia de las líneas no identificadas en el rojo que parecen corresponder con las observadas en estrellas tardías.

La hipótesis de una estrella doble tampoco parece satisfacer las condiciones impuestas por las características espectrales.

Es un placer agradecer a los Dres. C. y M. Jaschek por las valiosas discusiones y continuo estímulo brindado durante la realización del presente trabajo.

Referencias:

Sanduleak, N. (1968), Ap. J., Letters to the Editor, Vol. 151, N° 1, L45.

Seggewiss, W. (1969), Ap. J., Letters to the Editor, Vol. 155, N° 1, L1.

ASTROFISICA TEORICA

COMUNICACIONES

The mean absolute magnitude of the Am stars

S. ROCHA Y C. JASCHEK

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: The mean absolute magnitude of the Am stars was determined from statistical parallaxes. The material comprises 137 Am stars all contained in the "Bright Stars Catalogue".

Separate solution based upon the tau and epsilon components were derived, and both are in excellent agreement. The final value was corrected for an average value of blanketing and for the effect of the invisible spectroscopic companions of the Am stars. The final result is: $M_v = +0^m.9$ and the mean probable error was estimated to be $+0^m.3$. This result locates the Am stars $0^m.8$ above the main sequence and $1^m.5$ above the ZAMS. The duplicity and the blanketing correction therefore do not modify substantially previous conclusions on the place of the Am stars in the H-R diagram.

Una nueva interpretación de los recuentos estelares promedios de Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond 1925 Ap J 62

H. WILKENS

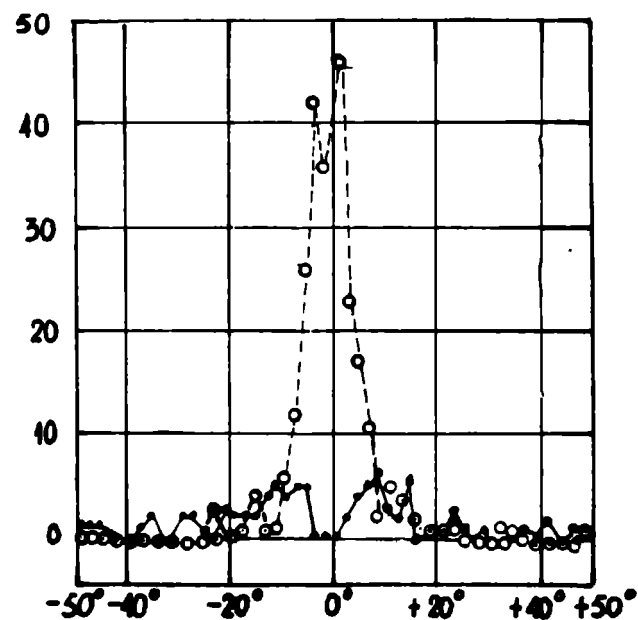
Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: These stellar recounts averaged over all galactic latitudes are analysed by a series of Kapteyn-schemes. In this way, "artificial" stellar count without and with general interstellar absorption are originated. All these curves can be represented, almost until $m = 20$, by one unique interpolation formula, function of the galactic latitude and of the apparent magnitude.

Los recuentos estelares promedios en todas las latitudes galácticas de Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond (1925) permiten muy bien ser sometidos a un análisis por una serie de esquemas Kapteyn, distribuidos sistemáticamente

sobre todas las latitudes galácticas. Se sobreentiende que en este análisis fue tomada en consideración la absorción interestelar general fotográfica (azul), mediante una función que depende de dos variables independientes: la latitud galáctica B y la distancia R (o la altura galáctica Z sobre el plano galáctico central).

Nuestro análisis había tenido un buen resultado, es decir, nuestras curvas de Wolf "artificiales" (en realidad nuestros valores $\lg N_{HW}(|B|; m_1)$, donde m_1 = la magnitud aparente de las estrellas) concuerdan en todas las latitudes galácticas muy bien con los valores $\lg N_{SVR}(|B|; m_1)$,



H. SHAWLEY: STELLAR CLUSTERS.

Numbers of galactic clusters (circles) and globular clusters (dots) for two degree intervals in galactic latitude.

observados por Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond. Es fácil suprimir "a posteriori" el efecto de la absorción interestelar general en un esquema Kapteyn ya preparado. De esta manera se originan nuestros recuentos estelares "artificiales" sin absorción interestelar. Estos nos muestran el contenido "verdadero" de estrellas en nuestra Galaxia.

Se comprobó que todos nuestros recuentos estelares "artificiales" ya sea sin o con absorción interestelar, parecen aproximarse sistemáticamente a un solo punto común, de origen $x = m_1 = 0$ y $y = \lg N = 6.0-10$. En consecuencia hicimos un ensayo de representar nuestros recuentos estelares "artificiales" por fórmulas analíticas de interpolación. Realmente hemos conseguido representar todos nuestros recuentos estelares "artificiales" sin o con absorción interestelar, por una sola fórmula de interpolación:

$$\lg N_{HW \text{ int}}(|B|; m_1) = C \cdot \frac{T_1 \cdot m_1}{1 + \frac{T_1 m_1}{S_1}}$$

Esta fórmula contiene tres valores constantes: C; T_1 ; S_1 . Por casualidad resultó que $C = 5.70-10$ en todas las fórmulas así llamadas básicas, esto es para $|B| = 90^\circ$, sin y con absorción interestelar. El pasaje a todas las otras latitudes galácticas entre 0° y 90° se ejecuta por el así llamado desplazamiento plano-paralelo de los valores funcionales siendo aumentado todos los valores funcionales para la misma latitud galáctica B por un importe constante $\Delta \lg N(|B|)$ el cual entonces es una función de la latitud. Así el caso $|B| = 0^\circ$ queda excluido de estas consideraciones (porque $\csc 0^\circ = \infty$).

En todas las fórmulas sin absorción interestelar vale uniformemente $T_1 = 0.54$. Con absorción interestelar T_1 es una función que crece con B desde 0.405 para $B = 0^\circ$ hasta 0.525 para $|B| = 90^\circ$. En el caso sin o con absorción interestelar,

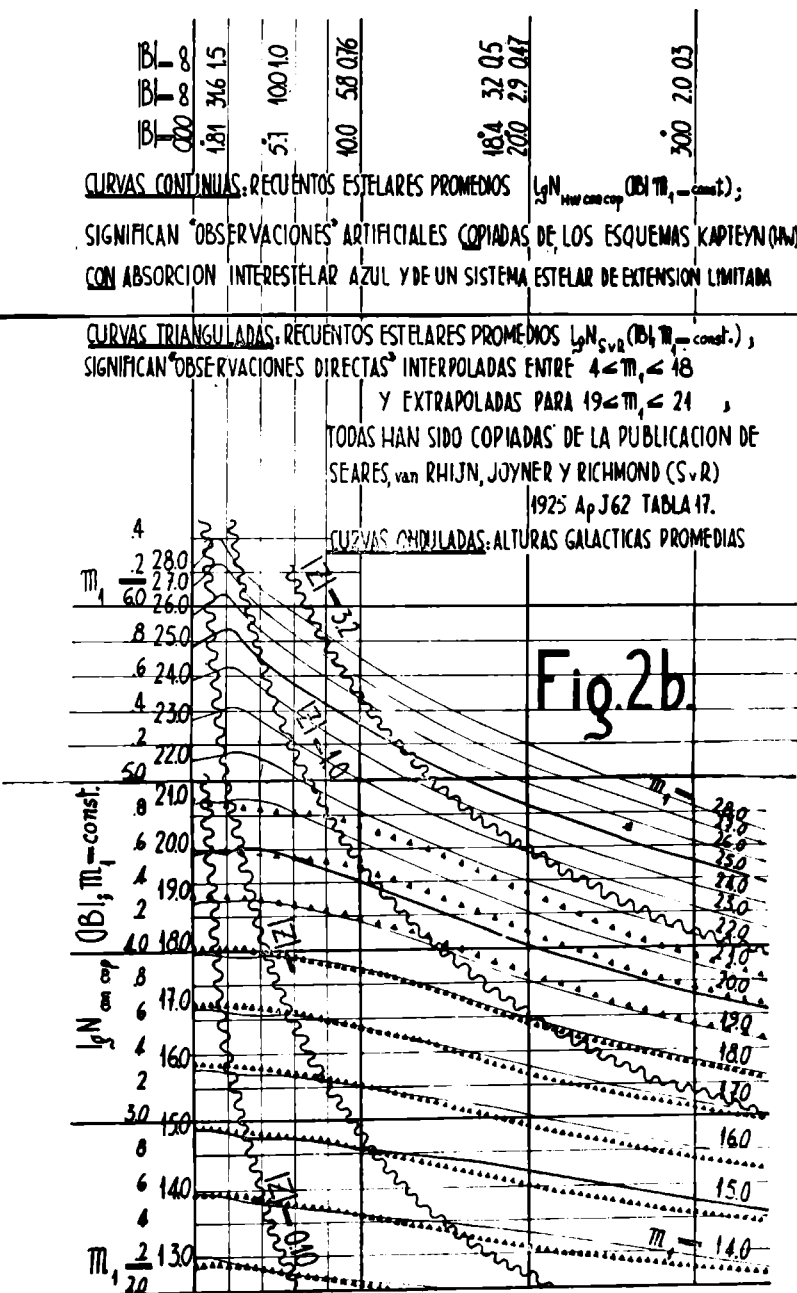
S_1 posee dos valores $S_1 = 32.4$ para $30^\circ \leq |B| \leq 90^\circ$
diferentes $S_1 = 40.5$ para $0^\circ \leq |B| \leq 30^\circ$

Como resultado final hay que anotar lo siguiente:

Nuestros recuentos estelares "artificiales" de todas las latitudes galácticas sin y con absorción interestelar general quedan representados todos muy bien por nuestras (nuevas) fórmulas de interpolación desde las estrellas aparentemente más brillantes hasta más o menos $m_1 = 18-20$. Sin embargo para magnitudes aparentes más débiles todavía, todos los recuentos estelares "artificiales" comienzan a diverger cada vez más fuertemente de nuestras fórmulas de interpolación, haciéndose mucho más pequeños que aquéllos. Nuestras observaciones "artificiales" (y con esto igualmente nuestras fórmulas de interpolación) están apoyadas muy bien hasta aproximadamente $m_1 = 18.5$ por las observaciones verdaderas de los recuentos estelares promedios de Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond (1925, Ap. J. 62, Tabla 17). Hasta ahora no existen recuentos más allá de $m_1 = 18.5$.

Se han formado también las diferencias de los recuentos sin y con absorción interestelar azul. Estas diferencias son casi las mismas, sean ellas formadas por nuestras curvas "artificiales" o por nuestras "fórmulas" de interpolación. Estas dos familias de curvas demuestran en todo caso el aumento llamativamente fuerte del efecto de la absorción interestelar general con latitud galáctica decreciente.

En esta ocasión nos parece importante recordar una vez más un hecho observacional irreprochable. La cuña extraordinariamente fuerte de absorción interestelar general en nuestro sistema galáctico en el ecuador galáctico provoca que la cantidad de cúmulos globulares en las proximidades del ecuador galáctico disminuye completamente hasta cero entre dos máximas a ambos lados del ecuador.



La estadística de los cúmulos estelares abiertos demuestra igualmente dos máximos muy fuertes, uno a cada lado del ecuador y entre ambos un mínimo pronunciado, casi en 0° . Exactamente el mismo fenómeno lo muestran los recuentos estelares observados por Seares, van Rhijn, Joyner y Richmond, pero recién con las estrellas más débiles que 17^m y sólo de un modo leve. Con ayuda de los recuentos estelares "artificiales" en nuestros esquemas Kapteyn nosotros comprobamos el mismo interesante fenómeno de una manera inconfundible, para estrellas más débiles que $m = 20$. También esto es un resultado interesante.

Espectro colisional de galaxias con líneas de emisión

L. COSCIA Y H. GEROLA

Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Departamento de Física, Universidad Nacional de Buenos Aires

Abstract: The object of this work is to classify galaxies with emission lines according to these spectra, so as to determine the mean electron temperature and density of the gas of the nucleus.

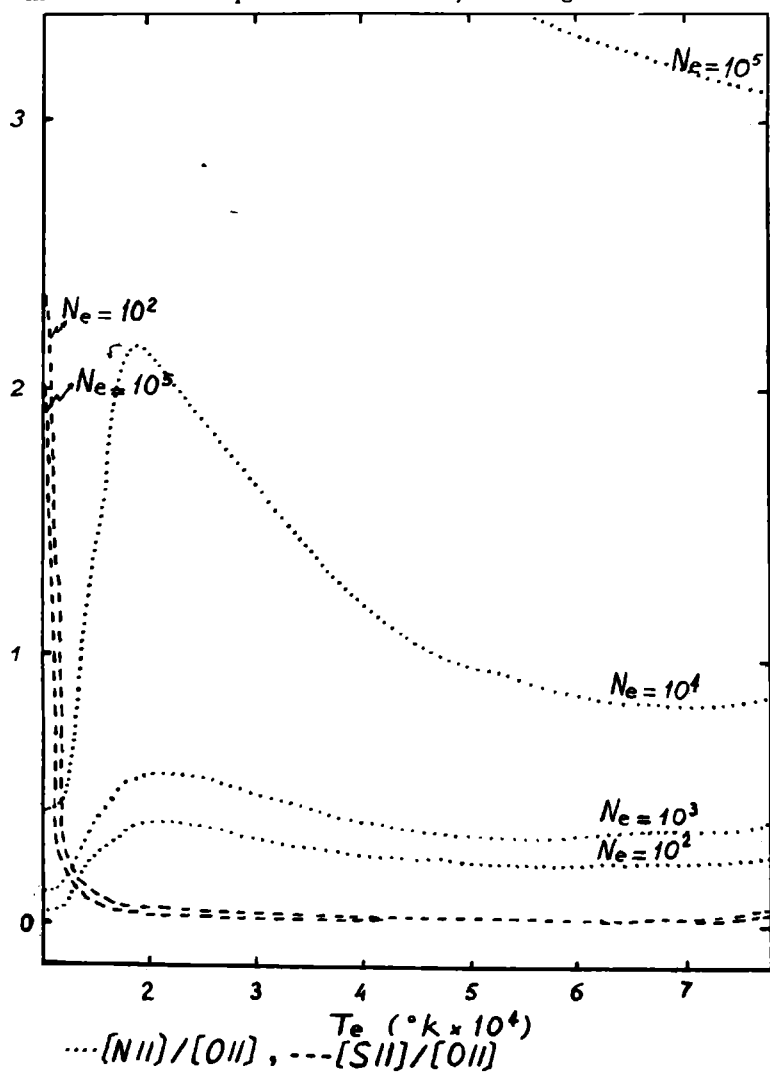


Figura 1: Intensidades relativas de: a) ... N II O II; b) ... S II O II.

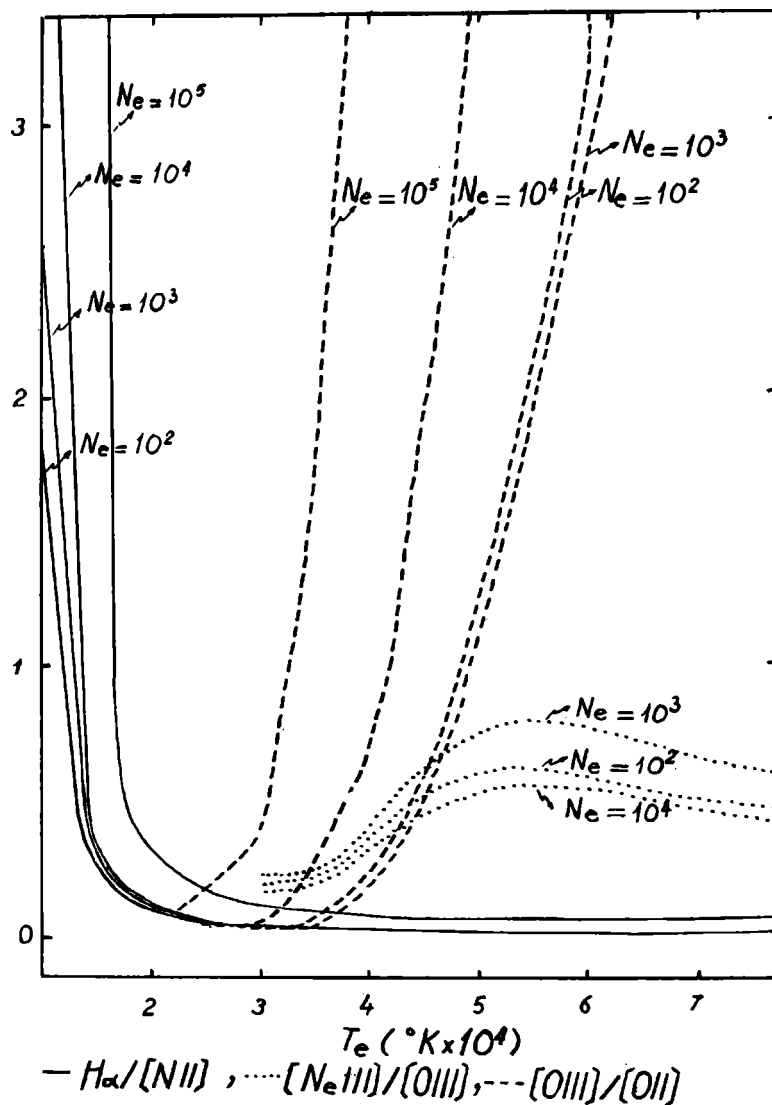


Figura 2: Intensidades relativas de: a) ... H N II b) ... N_e III O III, c) ... O III O II.

The theoretical emission spectra is calculated assuming collisional excitation and ionization, and is compared with observational data; each galaxy is then placed in one of ten groups, according to its emission lines. The main result is that the high excitation group cannot be explained on the assumption of collisional excitation or ionization. It is expected that these galaxies are partly or wholly excited by radiative processes, as they contain a larger proportion of hot stars than galaxies of lower excitation.

La observación de líneas de emisión en los núcleos de las galaxias demuestra la existencia de gas ionizado en dicha región.

Itoh y Kogure⁽¹⁾ proponen un esquema de clasificación de las mismas en base al espectro de emisión del gas nuclear.

Para el cálculo de las líneas de Balmer del hidrógeno, toman un átomo de cinco niveles discretos y continuo. Esta simplificación altera en forma apreciable la intensidad de las líneas como función de la temperatura electrónica T_e .

En el presente trabajo se ha tomado un átomo de hidrógeno de 30 niveles discretos y continuo según el modelo de Gerola, Salem y Panagia.⁽²⁾ Los parámetros libres son T_e , N_e , y R , radio de una esfera homogénea que contiene el H excitado colisionalmente.

Como la profundidad óptica en Ly α es proporcional a $N_e \times R$, considerando que los radios típicos de núcleos de galaxias son del orden de 50 a 100 parsecs, se adoptaron radios de 10^{16} y 10^{18} cm (suponiendo que la radiación atraviesa espesores de gas ionizado del orden de 1 pc.), lo que da profundidades ópticas que oscilan entre 10^7 y 10^{12} .

Las líneas prohibidas consideradas son:

[OII] $\lambda\lambda$ 3726 + 3728 ; [OIII] $\lambda\lambda$ 5007 + 4959

[NII] $\lambda\lambda$ 6583 + 6548 ; [SII] $\lambda\lambda$ 6716 + 6730

[N_e III] $\lambda\lambda$ 3868 + 3967

Para calcular sus intensidades se procede de la misma forma que Itoh y Kogure, considerando un ion a tres niveles. Los datos atómicos fueron obtenidos de fuentes más recientes. (Probabilidades de transición: Garstang⁽³⁾, coeficiente de fuerza colisional: Czyzak⁽⁴⁾; abundancias iónicas relativas para el O y N_e: Allen & Dupree⁽⁵⁾; para el N y S, así como las abundancias relativas de los elementos: Cox & Tucker⁽⁶⁾.)

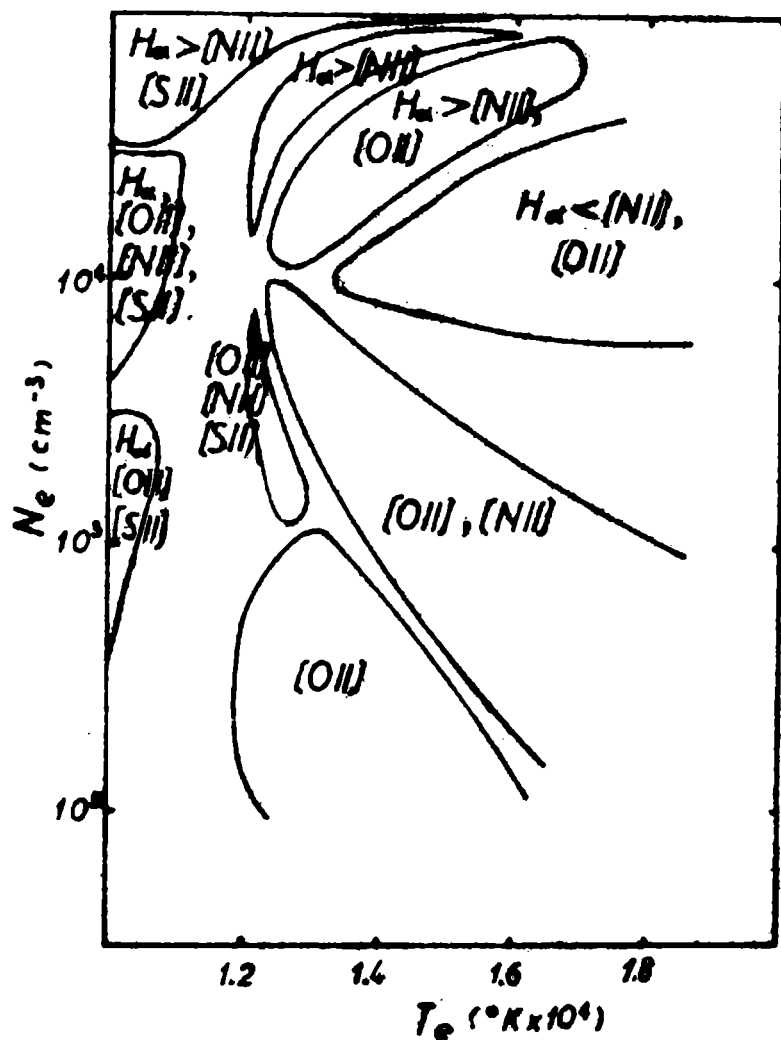


Figura 3: Zonas de T_e y N_e correspondientes a la clasificación de galaxias comparando datos observacionales de intensidades relativas de líneas.

Resultados

Se consignan los valores de las intensidades relativas de líneas en los gráficos 1 y 2.

Comparación con datos observativos

Para comparar los resultados anteriores con las observaciones se toman datos de intensidades relativas de líneas correspondientes a núcleos galácticos o regiones nucleares en la bibliografía existente^{(7), (8), (9) y (10)}.

Se agrupan los resultados observacionales en la siguiente tabla:

Grupo	
1	[OII]
2	[OII] , [NII]
3	[OII] , [NII] , [SII]
4	H α , [NII] , [SII] ($H\alpha / [NII] \leq 1$)
5	H α , [NII] , [SII] ($H\alpha / [NII] > 1$)
6	H α , [NII] (Siempre $H\alpha > NII$)
7	H α , [OII] , [NII] ($H\alpha / [NII] \leq 1$)
8	H α , [OII] , [NII] ($H\alpha / [NII] > 1$)
9	[OII] , [NII] , H α , [SII]
10	Galaxias de alta excitación en las que aparecen por lo menos [OIII] o [NIII]

Según los resultados teóricos obtenidos se construyen en el gráfico 3 las zonas de T_e y N_e correspondientes a los grupos anteriores.

Hay una fuerte discordancia con los resultados de Itoh y Kogure, ya que las zonas graficadas en el G.8 están comprendidas en un intervalo de temperaturas electrónicas de 1×10^4 °K y 2×10^4 °K, mientras que en el trabajo mencionado se extienden en el intervalo 2×10^4 a 6×10^4 °K.

Conclusiones

Se observa primeramente que las galaxias de alta excitación no pueden ser incluidas suponiendo excitación colisional del gas de los núcleos.

Tampoco es posible encontrar una correspondencia entre el grupo 4 y el espectro colisional, sin que aparezca la línea prohibida de [OII].

En contraposición aparece un nuevo grupo, dentro del cual deberían observarse simultáneamente H α , [OII] y [SII]. Dentro de la bibliografía mencionada no se han encontrado galaxias correspondientes a dicho grupo.

La explicación de esta falta de correlación entre el espectro teórico colisional y observaciones puede darse de dos formas:

- 1) Fuerte inhomogeneidades en las zonas de emisión.
- 2) El mecanismo de excitación e ionización no es exclusivamente colisional.

En el caso de las galaxias de alta excitación se prefiere adoptar la segunda causa, ya que en su gran mayoría los núcleos de estas galaxias presentan una población estelar de tipo I, con estrellas de tipo A y F. Esto puede implicar que el tipo de mecanismo predominante para producir el espectro de emisión sea el radiativo.

- (1) Itoh, S. y Kogure, T., Reprint N° 27, Kyoto University Dept. of Astronomy, 1967.
- (2) Gerola, H., Salem, M. y Panagia, N., en prensa.
- (3) Garstang, R. H., Planetary Nebulae, IAU Symposium N° 34, 143, 1969.
- (4) Czyzak, T. K., ídem pág. 138.
- (5) Allen, J. y Dupree A., Ap. J. 155, 27, 1969.
- (6) Cox, D. y Tucker, W., Ap. J. 157, 1157, 1969.
- (7) Seyfert, C. K., Ap. J. 97, 28, 1943.
- (8) Spinrad, H., Ap. J. 135, 715, 1962.
- (9) Burbidge, E. M. y Burbidge, G. R., ídem pág. 366 y 694.
- (10) Burbidge, E. M., Ap. J. 142, 634, 1965.

INFORMES DE TRABAJO

Parámetros cinemáticos de grupos estelares

A. E. GÓMEZ

Observatorio Astronómico, La Plata y C.N.I.C.T., Buenos Aires

Resumen: Prosiguiendo con el trabajo presentado en la 15ª reunión de la Asociación, se determina el movimiento solar y el elipsoide de velocidades para los siguientes grupos de estrellas fuera de secuencia principal: cefeidas clásicas, estrellas de carbón (R-N), variables de largo período (M_e), enanas blancas y subenanas. Se comparan los resultados con los obtenidos para las enanas tipo V y gigantes tipo III.

COMUNICACIONES

Sobre la determinación de fuerzas no gravitatorias que actúan sobre los cometas

P. E. ZADUNAISKY

Instituto Torcuato Di Tella, Buenos Aires y Facultad de Ciencias Exactas, Universidad Nacional de La Plata

Abstract: Some recent investigations on the existence and nature of "non-gravitational" forces acting on comets have required the application of a good deal of high precision numerical procedures. In this paper these procedures are examined critically; special attention is given to cases where some difficulties may appear when the comet makes a close approach either to a planet or to the sun.

1. Introducción

En tiempos recientes se han hecho importantes progresos en el estudio de las irregularidades en el movimiento de los cometas, los que evidencian la existencia de fuerzas no gravitatorias que actúan sobre ellos. B. G. Marsden ⁽¹⁾, siguiendo la teoría de F. L. Whipple sobre la naturaleza física del núcleo de los cometas y el origen de dichas fuerzas, introduce éstas en las ecuaciones de movimiento bajo la forma

$$F = A \exp(B\tau) \cdot \exp(-r^2/C) r^{-\alpha}$$

donde τ es el tiempo desde la época inicial de osculación y r el radio vector heliocéntrico. Las constantes A , B , C , α se determinan conjuntamente con un sistema de elementos osculadores de la órbita por un proceso de corrección diferencial utilizando observaciones de varios retornos del cometa simultáneamente. De esta manera ha logrado representar el movimiento de numerosos cometas; sin embargo en algunos casos, particularmente en el de los cometas P/Schaumasse, P/Perrine-Mrkos, aparecen todavía considerables errores sistemáticos en los residuos.

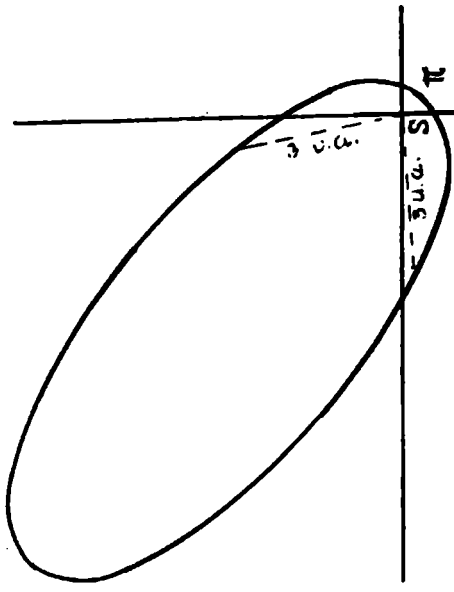
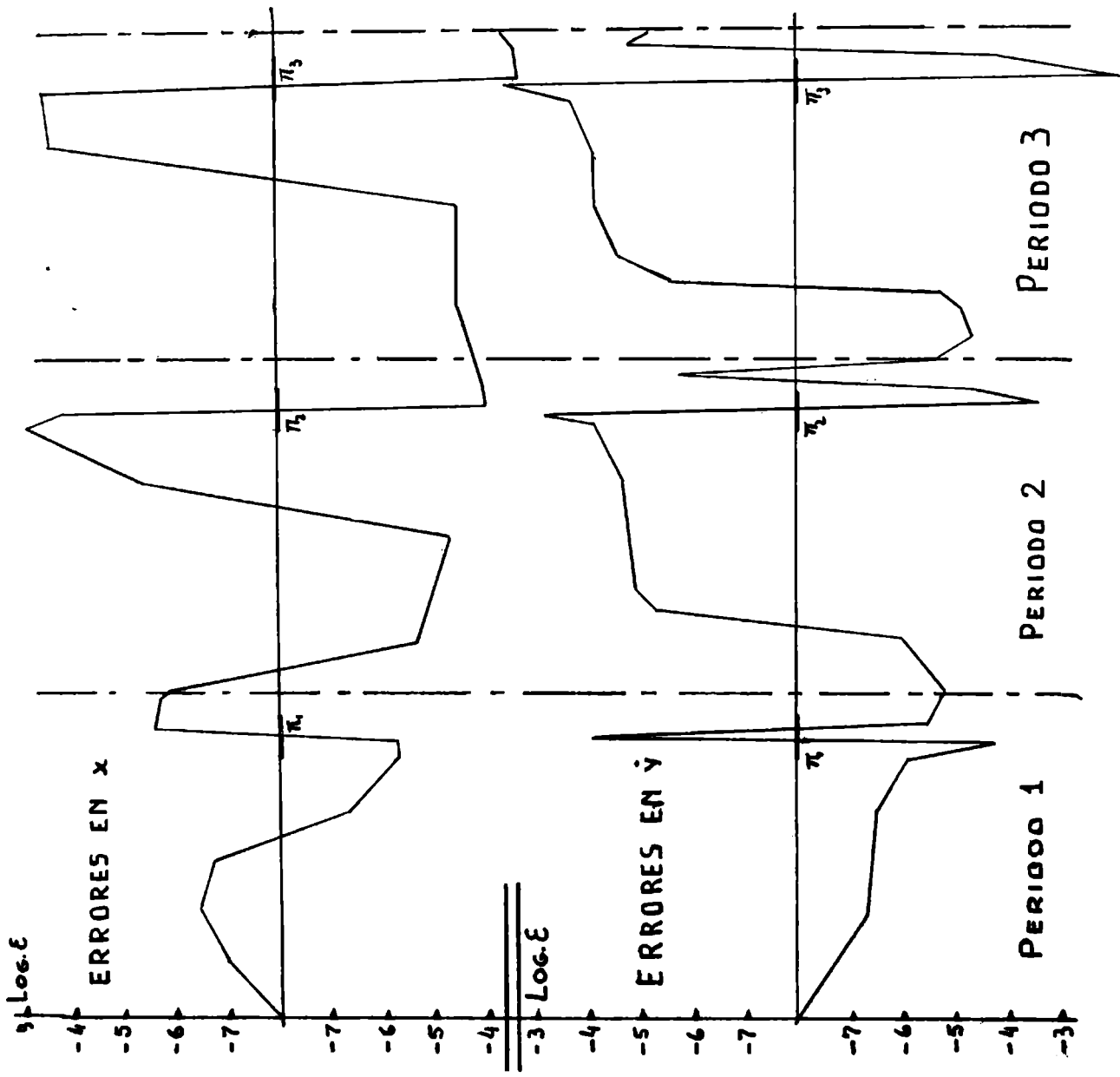
Nuestra hipótesis es la de que estas anomalías se originan en gran parte en los procedimientos de cálculo. En un paso del cometa muy próximo al sol o a algún planeta,

puede ocurrir una importante acumulación de errores de truncamiento en la integración numérica de las ecuaciones de movimiento. Luego estos errores se reflejan y pueden aparecer considerablemente amplificados en el proceso de corrección diferencial. En las secciones siguientes examinamos en orden estos procesos numéricos.

2. Integración numérica de las ecuaciones de movimiento

Como ejemplo típico de una órbita cometaria, hemos considerado el siguiente, de un cometa hipotético perturbado sólo por la atracción de Júpiter y cuya órbita periódica tiene los parámetros que se indican en la figura. Para la integración numérica de las ecuaciones de movimiento hemos usado el método de Runge-Kutta-Gill, controlando siempre la magnitud del paso de integración para mantener el error de truncamiento local inferior a 10^{-8} y empleando 9 cifras significativas. Para la estimación de los errores totales acumulados a lo largo del proceso de integración hemos aplicado un método que habíamos desarrollado anteriormente ⁽²⁾; de los resultados obtenidos se indican en la figura los correspondientes a una de las coordenadas cartesianas heliocéntricas del cometa y a una de las componentes de la velocidad.

Se observa claramente cómo los errores tienen una variación oscilante, lo que se debe a que tanto la órbita como el método de integración empleados son estables. Hemos calculado tres períodos completos del movimiento y la amplitud de los errores acumulados supera notablemente a la de los errores locales tolerados, especialmente en las regiones vecinas ($r < 3$ U.A.) a los pasos por el perihelio. Estos errores aparecen como perturbaciones en las ecuaciones de condición en las que se basa el proceso de corrección diferencial. En las siguientes secciones veremos cómo estas perturbaciones pueden afectar a dicho proceso, que esencialmente es inestable y puede amplificar el efecto de las mismas.



ELEMENTOS OSCULADORES

- a = 5.20 u.a.
- P = 11.86 años
- q = 0.45 u.a.
- e = 0.91

ERRORES LOCALES

Redondeo : 10^{-9}
 Truncamiento : 10^{-8}

η₁₅

3. Proceso de corrección diferencial

3.1. Convergencia y estimación de los errores

En el proceso usual de corrección diferencial se trata de resolver un sistema de ecuaciones no lineales de la forma $f_i(a_1, a_2, \dots, a_k) = y_i$ donde a_1, a_2, \dots, a_k son parámetros a determinar en modo de satisfacer las observaciones y_i según el criterio de cuadrados mínimos. El sistema se linealiza asumiendo que se conoce una solución aproximada

$$A_0 = [(a_1)_0, (a_2)_0, \dots, (a_k)_0]$$

y resolviendo el sistema lineal $M \cdot \Delta A = B$ donde M es la matriz jacobiana $(\partial f_i / \partial a_j)$ de n filas y k columnas; ΔA es el vector de las correcciones de los parámetros y B es el vector de los residuos. La solución por cuadrados mínimos es

$$\Delta A = N^{-1} M^T B = (M^T M)^{-1} M^T B$$

donde $N = M^T M$ es la matriz normal y M^T es la transpuesta de M . A partir de una primera aproximación A_0 supuesta conocida, el proceso puede reiterarse en base a las fórmulas

$$A_{r+1} = \phi(A_r) \\ \phi(A_r) = A_r + N^{-1}(A_r) M^T(A_r) B(A_r)$$

En el lenguaje del Análisis Funcional este proceso equivale a la búsqueda de un "punto fijo" de la función $\phi(A)$. Cuando existe una "constante α de Lipschitz" tal que $0 < \alpha < 1$, el proceso converge hacia una solución A^* y existe una acotación superior del error en A_r de la forma

$$\|A^* - A_r\| \leq \frac{\alpha}{1 - \alpha} \|A_r - A_{r-1}\|$$

Por lo tanto el factor α juega un papel decisivo en la precisión y rapidez de convergencia del proceso de corrección diferencial.

Anteriormente hemos estudiado este problema y hemos hallado ^[10], (ver también ⁽²⁾) que α puede expresarse aproximadamente por la fórmula

$$\alpha = \|N^{-1}(A_r)\| \cdot \|\Omega(A_r)\| \cdot \|B(A_r)\|$$

El primer factor es la norma de la inversa de la matriz normal y por tanto mide su grado de singularidad; de este aspecto nos ocuparemos en la sección siguiente. El segundo factor es la norma de la matriz cuyos elementos se definen por la expresión

$$\Omega_{pq} = \max_i (\partial^2 f_i / \partial a_p \partial a_q)$$

que evidentemente se reduce a cero si las funciones f_i son lineales; luego este factor mide la influencia de los términos no lineales de f_i que en el proceso de linearización se han despreciado. El tercer factor es la suma de los cuadrados de los residuos, que se trata de minimizar y cuya magnitud depende tanto de una elección adecuada de las funciones f_i como de la buena cualidad de las observaciones.

3.2. Estabilidad numérica del proceso

Hemos indicado anteriormente que el factor $\|N^{-1}\|$ que aparece en la expresión del parámetro α mide el grado de singularidad de la matriz normal del sistema lineal. En los cálculos usuales se admite implícitamente que la matriz M (de n filas y k columnas) tiene rango $r = k$, es decir que todas las columnas son linealmente independientes. En

ese caso la matriz $N = M^T M$ no es singular y la solución por cuadrados mínimos requiere el cálculo de la matriz $(M^T M)^{-1} M^T$ que se denomina la pseudo-inversa o inversa generalizada de la matriz M y usualmente se indica con el símbolo M^+ . Cuando el rango r de M es menor que k la matriz normal es singular pero igualmente se pueden obtener dos tipos diferentes de soluciones de cuadrados mínimos del modo siguiente ^{(3), (5)}. Para simplificar la notación escribimos el sistema lineal en la forma $Ax = b$, donde A es una matriz de n filas y k columnas y x y b son vectores de k y n dimensiones respectivamente. Si el rango de A es $r < k$, dicha matriz se puede particionar en la forma (B, \bar{B}) donde B es una matriz formada por las r columnas independientes de A y \bar{B} está formada por las $k-r$ columnas de A linealmente dependientes de las anteriores. La matriz normal $(B^T B)$ ahora no es singular y la pseudo-inversa de B es $B^+ = (B^T B)^{-1} B^T$. Entonces se puede demostrar que poniendo $C = B^+ A$ se obtiene como pseudo-inversa de A la matriz $A^+ = C^T (C C^T)^{-1} B^+$ y que el vector $x_m = A^+ b$ satisface la condición de cuadrados mínimos y tiene módulo mínimo. Por otra parte se demuestra que si se forma la matriz

$$A^* = \begin{pmatrix} B^+ \\ \dots \\ 0 \end{pmatrix}$$

donde las primeras r filas constituyen la matriz B^+ y las restantes $k-r$ filas son nulas, el vector $x_b = A^* b$ también satisface la condición de cuadrados mínimos y tiene a lo sumo r componentes no nulos. x_m se denomina una solución aproximada *mínima* y x_b una solución aproximada *básica*.

Las matrices B y $(B^T B)^{-1}$ se determinan por un proceso recursivo que permite al mismo tiempo determinar las columnas de A que son linealmente independientes. Todo el proceso puede realizarse también por filas en lugar de columnas. Si el sistema $Ax = b$ representa un modelo lineal de un proceso físico, el análisis por columnas de una indicación de si los parámetros a_1, a_2, \dots, a_k han sido bien elegidos en el sentido de que no existen fuertes correlaciones entre ellos y algunos al menos sean redundantes. Por otra parte el análisis por filas va indicando la influencia que cada nueva ecuación de condición, es decir cada nueva observación, tiene en el modelo.

Todas estas consideraciones son válidas en la medida que se admita que el rango r de A está claramente determinado. Esta determinación a veces puede hacerse difícil debido a los inevitables errores de redondeo en los cálculos numéricos. En este caso el proceso de selección de columnas o filas descrito anteriormente puede no ser suficiente pues si bien la matriz normal $(B^T B)$ resulta no singular puede ser "casi" singular. En ese caso un error en A o en b producido por ejemplo por las causas descritas en la sección 2 puede ser considerablemente amplificado en el proceso de corrección diferencial. Entonces el proceso de selección de columnas o filas debe completarse en modo de obtener una pseudo-inversa que reduzca dicha amplificación al mínimo posible. Esto puede hacerse sistemáticamente y para los detalles del proceso se puede ver el N° 4 de la bibliografía.

4. Conclusiones

Hemos mostrado cómo el proceso de integración numérica de las ecuaciones de movimiento puede introducir en las ecuaciones de condición perturbaciones que pueden ser pequeñas pero no despreciables. Estas perturbaciones a su vez pueden amplificarse considerablemente en el proceso de corrección diferencial. Consideramos que ésta es una explicación plausible para las anomalías que se presentan en el cálculo de aquellos cometas que registran pasos muy próximos al Sol o a algún planeta. Las conclusiones que se obtengan acerca de las fuerzas no gravitatorias que actúan sobre los cometas no pueden considerarse como definitivas si no se ha hecho un análisis de los errores sistemáticos de cálculo para eliminarlos o al menos obtener una estimación correcta de ellos.

Nos proponemos realizar en el próximo futuro una serie sistemática de experimentos numéricos con órbitas y modelos de cometas típicos aplicando las técnicas resumidas en el presente informe.

- (1) Marsden, B. G., A. J. 73, 1968.
Marsden, B. G., A. J. 74, 1969.
Marsden, B. G., A. J. 75, 1970.
- (2) Pereyra, V., Siam Journal Num. Anal. 4, 1967.
- (3) Pereyra, V. y Rosen, J. B., Stanford Un CS 13, 1964.
- (4) Pereyra, V., Aequationes Mathematicas 2, 1969.
- (5) Rosen J. B., J. Soc. Indust. Appl Math., 12, 1964.
- (6) Zadunaisky, P. E., Proc. I.A.U. Symp. N° 25, 1964.
- (7) Zadunaisky, P. E., Proc. Symp. on "Periodic Orbits Resonance and Stability", S. Paulo, Brasil, 1969 (Reidel Publ. Co.).
- (8) Zadunaisky, P. E., y Pereyra, V., Proc. Internat. Federation Inform. Processing Symposium, N. York, 1965, Vol. 2.

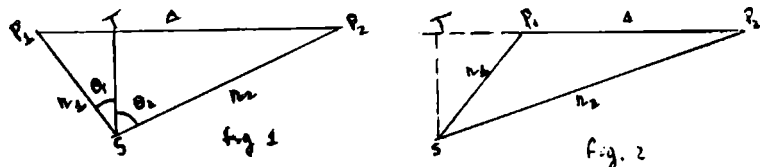
On a new form the main part of the disturbing function in the three-body problem

C. A. ALTAVISTA

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: A new form for the disturbing function is given in terms of the heliocentric distances r_1 and r_2 and two auxiliary angles θ_1 and θ_2 . An outline is given for obtaining expressions of these angles in terms of known quantities.

1. — Let be given three point masses $m_0(S)$, the Sun, $m_1(P_1)$ and $m_2(P_2)$ the planets. Let r_1 and $r_2 > r_1$, be the heliocentric distances of P_1 and P_2 . Writing Δ for the mutual distance P_1P_2 , and taking in figs. 1 and 2 ST perpendicular to P_1P_2



Figs. 1 and 2 show two possible configurations of the three-body problem, excluded the collinear case.

it is easily seen from triangles STP_1 and STP_2 that:

$$P_2T - P_1T = \frac{r_2^2 - r_1^2}{\Delta}$$

from which we obtain:

$$\frac{1}{\Delta} = \frac{1}{r_2^2} \frac{P_2T - P_1T}{1 - \frac{r_1^2}{r_2^2}}$$

It is evident that:

$$P_1T = r_1 \sin \theta_1, \quad P_2T = r_2 \sin \theta_2$$

2. — In order to put angles θ_1 and θ_2 in terms of orbital elements, let us take the projections of the orbits on the celestial sphere (fig. 3).

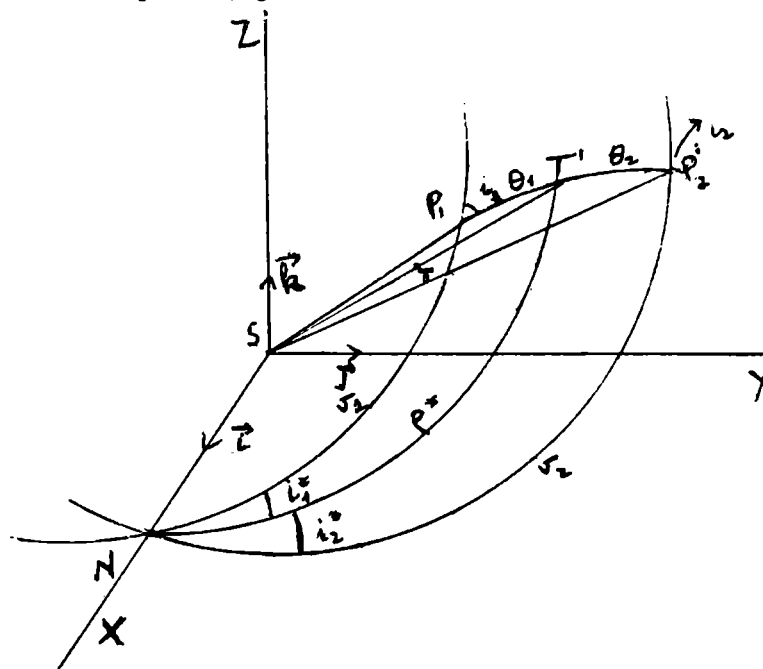


Fig. 3 — The set XYZ is centered in the Sun, the X axis being nodal line of the orbital planes of P_1 and P_2 .

Let T' be the projection of T on the Celestial Sphere. We shall consider the great circle passing through N and T' , upon which the auxiliary quantity q^* will be computed. We indicate with i_1^* and i_2^* resp. the variable angles between the great circle and the orbital planes of P_1 and P_2 ; i_1 and i_2 are resp. the inclinations of the moving plane SP_1P_2 with respect to these same planes. We suppose that approximate values of the orbital elements of both planets are known. Then, variable quantities can be determined in a first approximation by means of keplerian elements of P_1 and P_2 .

From spherical triangles $T'NP_1$ and $T'NP_2$ we get:

- 1) a) $\cos \theta_1 = \cos v_1 \cos q^* + \sin v_1 \sin q^* \cos i_1^*$
b) $\cos \theta_2 = \cos v_2 \cos q^* + \sin v_2 \sin q^* \cos i_2^*$
- 2) a) $\sin i_1^* \sin q^* = \sin i_1 \sin \theta_1$
b) $\sin i_2^* \sin q^* = \sin i_2 \sin \theta_2$
- 3) a) $\sin q^* \cos i_1^* = \cos \theta_1 \sin v_1 - \sin \theta_1 \cos v_1 \cos (180^\circ - i_1)$
b) $\sin q^* \cos i_2^* = \cos \theta_2 \sin v_2 - \sin \theta_2 \cos v_2 \cos (180^\circ - i_2)$

Angles θ_1 and θ_2 must be expressed in terms of known approximate quantities. We first observe that:

$$\vec{SN} = X \vec{i} \quad , \quad \vec{ST} = \xi \vec{i} + \eta \vec{j} + s \vec{k}$$

$$\cos \varrho^* = \frac{\xi}{|\vec{ST}|} \quad , \quad \sin \varrho^* = \frac{a}{|\vec{ST}|}$$

where:

$$a = \sqrt{\eta^2 + s^2}$$

The components ξ , η , s can be got, for instance, in the following form:

$$\xi - x_1 = \lambda (x_2 - \xi)$$

$$\eta - y_1 = \lambda (y_2 - \eta)$$

$$s - z_1 = \lambda (z_2 - s)$$

λ is a variable parameter depending on the relationship between P_1T and P_2T . λ is such that:

$$\lambda = \frac{|P_1T|}{|P_2T|} = \frac{r_1 (r_1 - r_2 \cos H)}{\left(r_2^2 - 1 - \frac{r_1}{r_2} \cos H \right)}$$

(fig. 1) where $H = \sphericalangle (r_1, r_2)$

Formulae 2a,b, and 3a,b give

$$\operatorname{tg} i_j^* = \frac{\sin \theta_j \sin i_j}{\cos \theta_j \sin v_j + \sin \theta_j \cos v_j \cos i_j} \quad , \quad (j = 1, 2)$$

Inclinations i_1^* , i_2^* , i_1 and i_2 are small in general. Time series of the form

$$i = i^{(0)} + i^{(1)} + i^{(2)} + \dots \quad , \quad (i = i_1, i_2, i_1^*, i_2^*)$$

can be ordinarily obtained from Taylor's expansions.

Formulae 1a,b can be solved by putting in a first approximation $i_1^* = i_2^* = 0$. Once the i^* 's have been computed from formulae (4) new values of θ_1 and θ_2 can be got.

These results can be improved after the integration of the corresponding sets of differential equations.

ASTRONOMIA SOLAR

COMUNICACIONES

Fulguración cromosférica del 27 de febrero de 1969

H. GROSSI GALLEGOS

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: It was studied this flare and the associated phenomena, entailing it to the active region in which was localized. Previous hypothesis were verified.

El 27 de febrero de 1969 fue registrada una fulguración cromosférica intensa por medio del filtro monocromador LYOT, montado sobre un telescopio SECASI de 140 mm de abertura, dotado de seguimiento automático, perteneciente al Observatorio de Física Cósmica de San Miguel (lámina IIIa).

Al mismo tiempo, se registró una radiofuente solar en 408 MHz en el radiotelescopio del mismo Observatorio, un paraboloide de 5 metros de diámetro.

El fenómeno fue acompañado por un registro de rayos X ($2 < \lambda < 12 \text{ \AA}$) de los satélites Explorer 33 y 35, con un flujo máximo de $0.030 \text{ erg. cm}^{-2} \text{ seg}^{-1}$, a las 1412 (tiempo universal), con una relación de pico al sol tranquilo de 70. El Explorer 34 registró una llegada de protones en los rangos mayores de 10, 30 y 60 MeV, observándose también perturbaciones ionosféricas (SID) desde las 1356 TU hasta las 1535 TU.

1. Datos ópticos

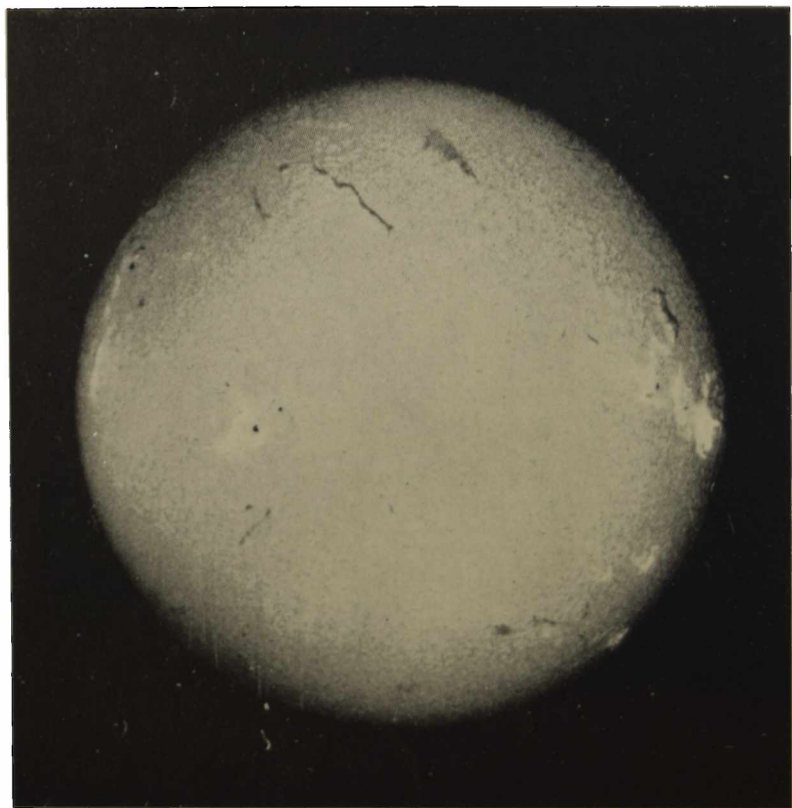
La fulguración se produjo en la región centrada en el punto de coordenadas heliográficas N13 W66, con una distancia al centro de 0.931. La observación en la línea H alfa fue parcial. El primer registro, obtenido a las 1411 TU, sorprendió a la fulguración ya comenzada, estimándose que alcanzó su área máxima a la 1412 TU, con un valor de 596×10^{-6} hemisferio. Esta fulguración fue clasificada

como de importancia 2n por nuestro Observatorio. Boulder, Sacramento Peak y Huancayo, entre otros, le asignaron una importancia 2b. La consideraremos como tal entonces. Su duración fue mayor de una hora.

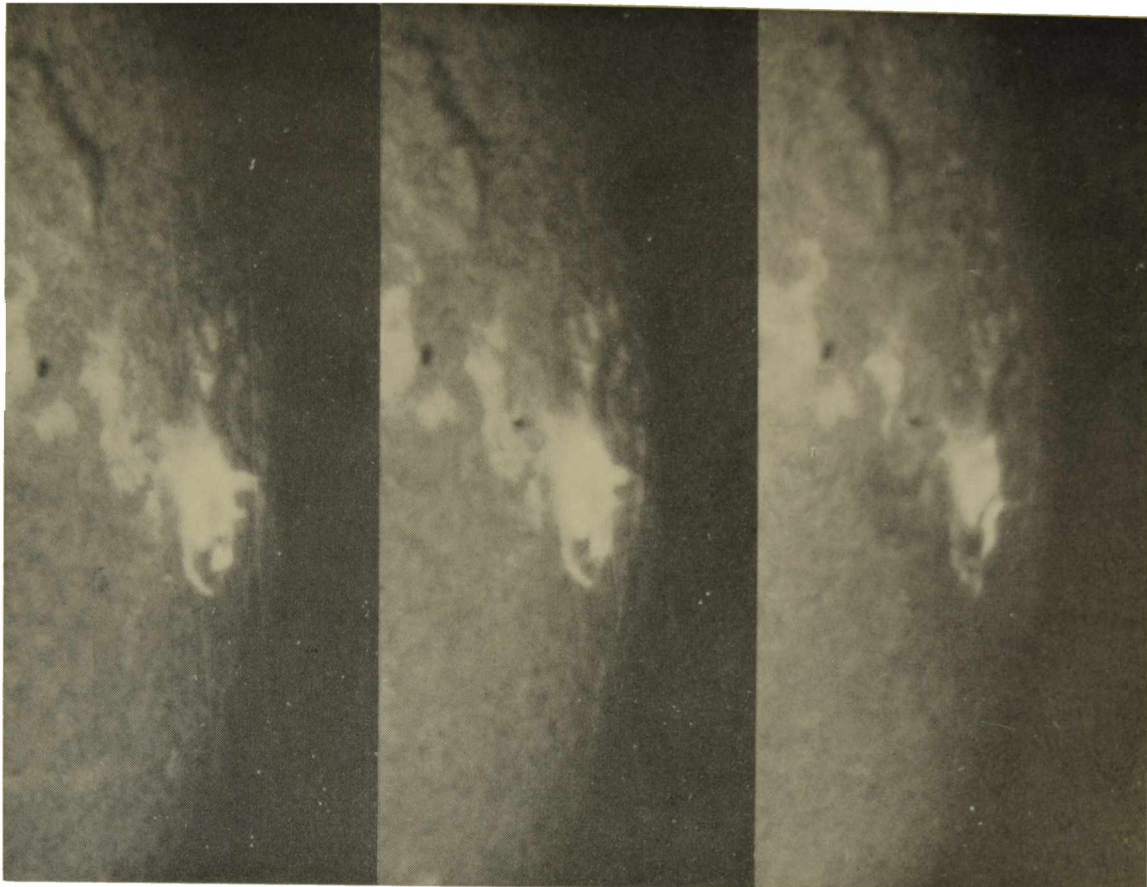
Lámina III - a, b, c

Fulguración cromosférica del 27/2/69

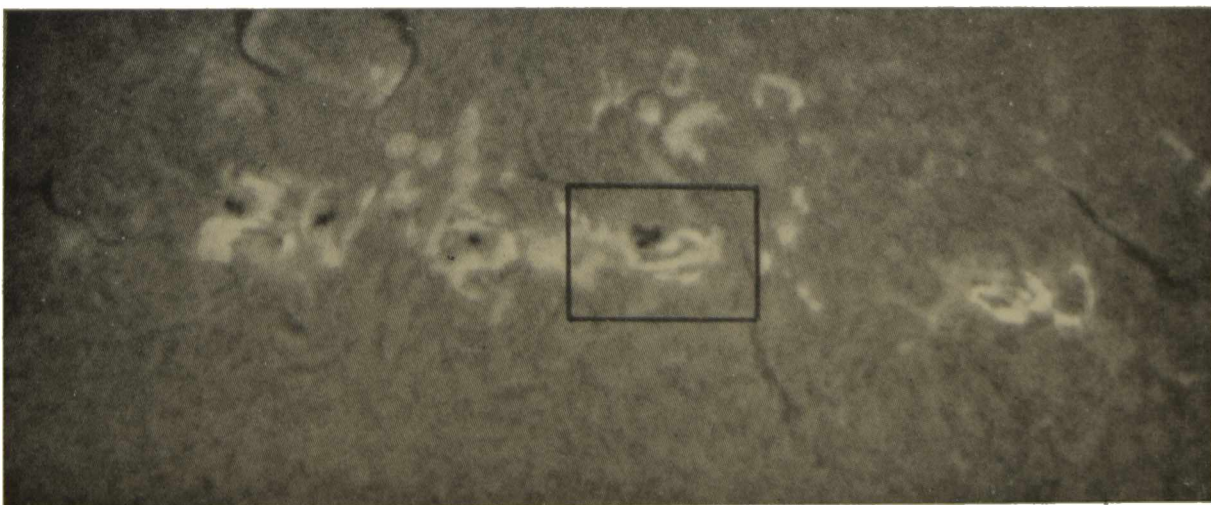
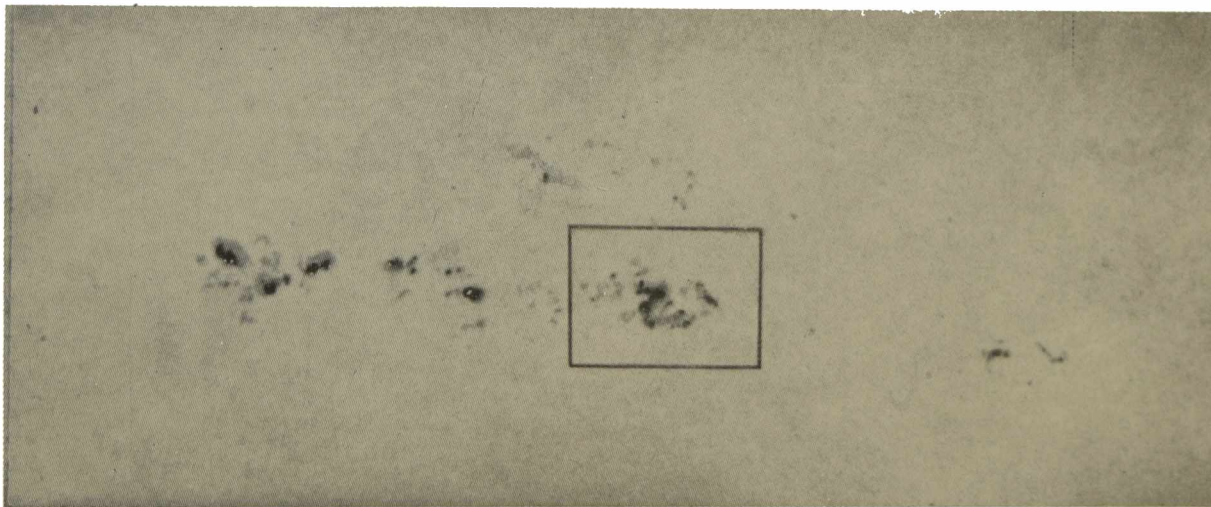
H. Grossi Gallegos



a — Imagen en H α de la fulguración cromosférica del 27/2/69



b — Diferentes aspectos del desarrollo de la fulguración. Filtrogramas en la línea H α : a) 1411 TU; b) 1420 TU; c) 1435 TU.



c — Imágenes en luz blanca y en H α de la región estudiada.

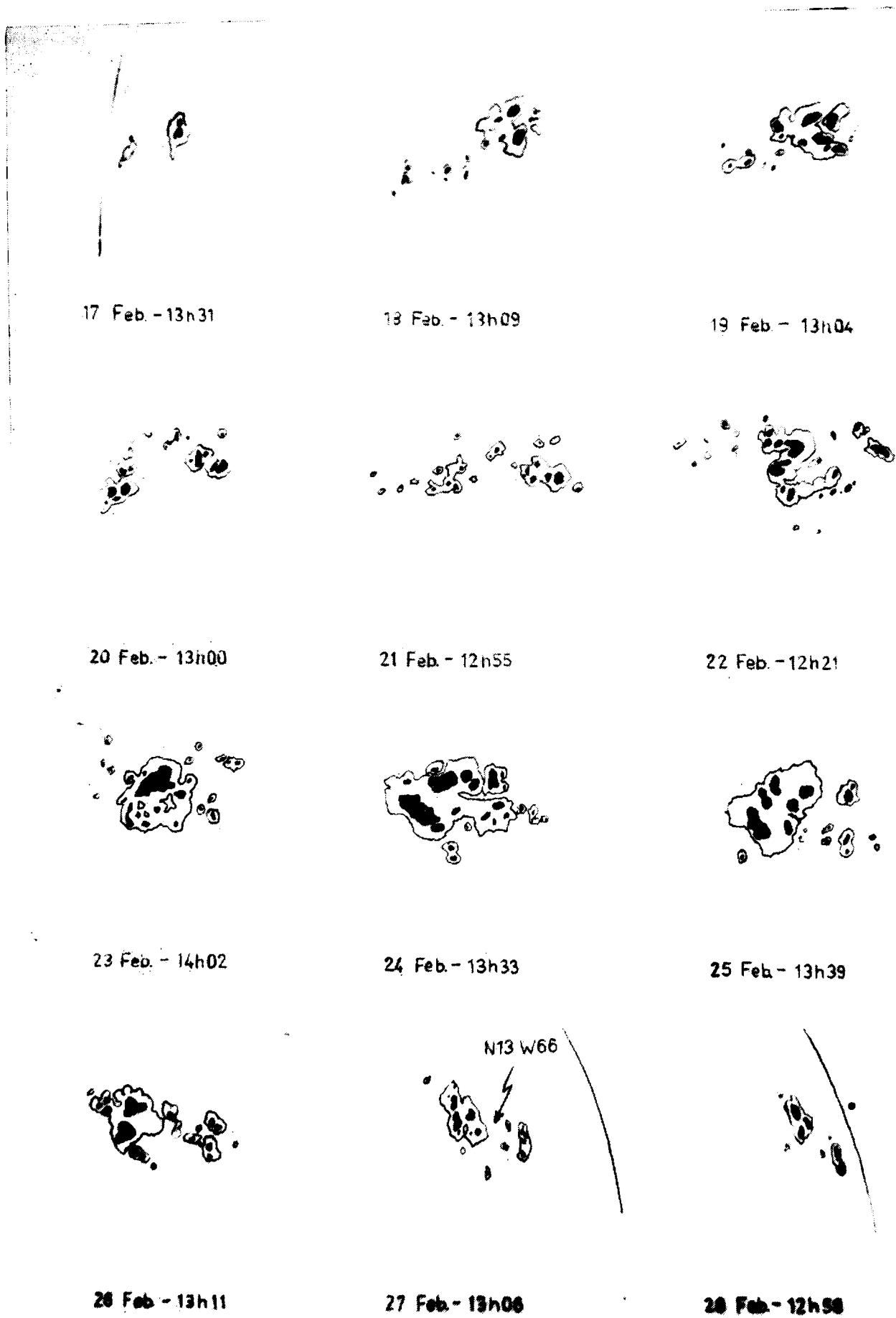


Fig. 1 — Desarrollo de las manchas de la zona activa estudiada durante su pasaje a través del disco.

1.1. Condiciones de observación

El fenómeno fue observado con tiempo relativamente bueno, aunque por momentos la turbulencia local afecta a la imagen. El sol fue fotografiado desde las 1300 TU hasta las 1335 TU, y desde las 1411 TU a las 1640 TU, a razón de una fotografía cada 15 segundos, con película Microfilm Kodak, revelado durante 2 minutos con revelador D8, a 22° C.

1.2. Detalles del fenómeno

La fulguración se desarrolla en el seno de un grupo de manchas que cubría un área de 511×10^{-6} hemisferio en esa fecha, estando decayendo. Fue acompañada por un "dark surge", como lo señala Mc Math Observatory, que no fue registrado en San Miguel. Pasó por varios máximos de intensidad a través de su desarrollo. Se puede apreciar claramente el movimiento de masa en la zona de la fulguración en la lámina III b.

Conviene estudiar el desarrollo de las manchas de esta zona activa durante su pasaje a través del disco. En la lámina III c se indica la región estudiada en un recuadro.

Se puede ver el aspecto de la zona activa el día 22 de febrero, en luz blanca y H alfa.

Los registros en luz blanca fueron obtenidos con un telescopio ZEISS de 110 mm de abertura.

Aparece el día 17 de febrero en N13 E70 (figura 1), y a medida que transcurre el tiempo va aumentando su complejidad y extensión. El día 22 comienza a tener importancia el grupo de cabeza, el cual pasa frente al meridiano a las 1400 TU de ese día.

Las manchas representan la distribución de picos de la intensidad total del campo magnético; se verifica que las variaciones del flujo siguen las variaciones de la superficie cubierta de manchas.

El fenómeno más destacado en la evolución de los centros activos jóvenes es la formación continua de nuevas manchas (y, en consecuencia, de nuevas polaridades magnéticas) durante la mayor parte de la vida del centro (M. J. Martres, *et al*, 1968).

La ocurrencia de fulguraciones parece ser más frecuente cuando el campo magnético total, o sea, la superficie cubierta por manchas es mayor (ver día 25 de febrero en

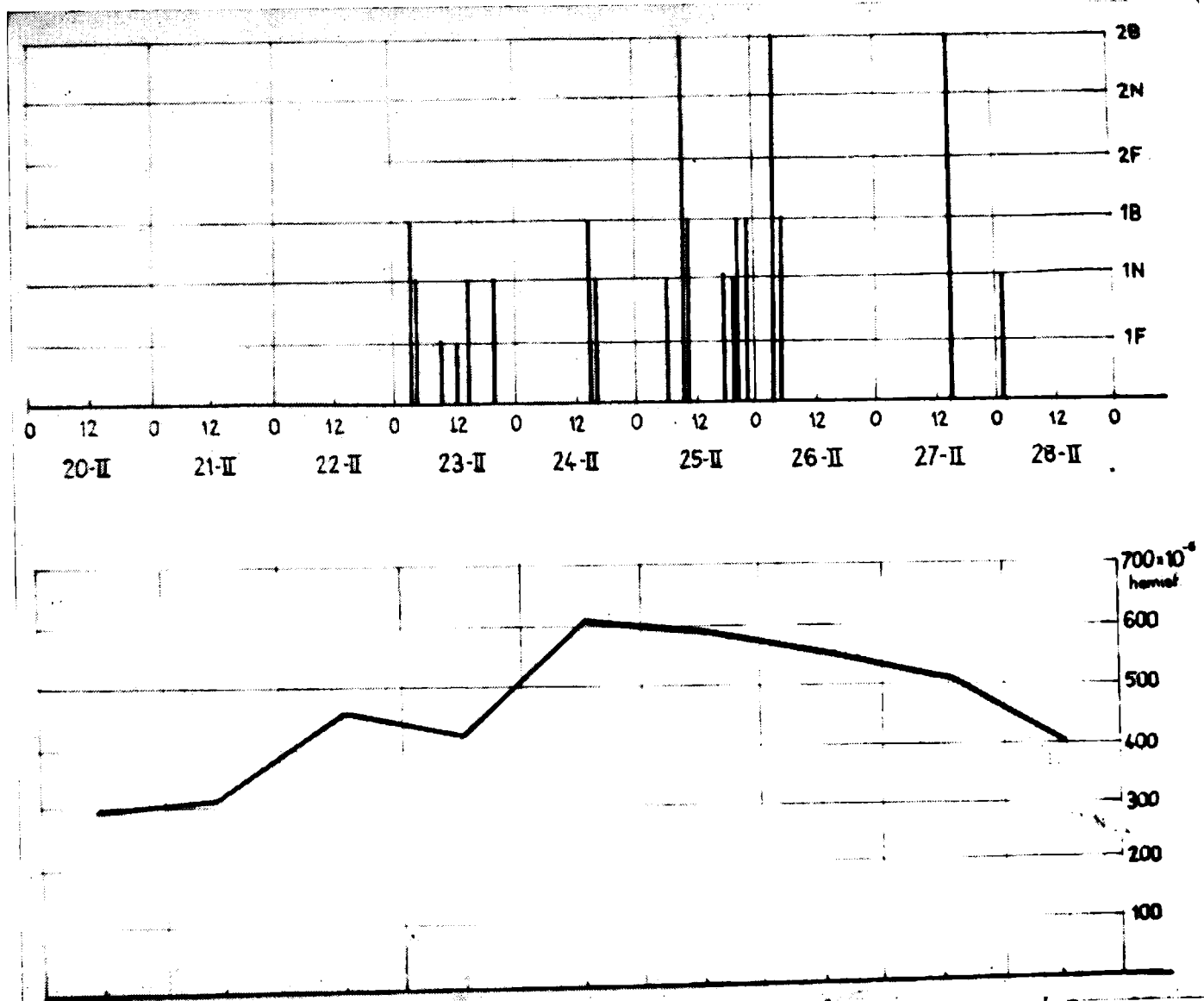


Fig. 2 — Variación del área cubierta por manchas en el grupo estudiado y fulguraciones de importancia ≥ 1 .

la figura 2), Se han graficado la variación del área del grupo estudiado, como asimismo todas las fulguraciones de importancia ≥ 1 que se localizan en su zona. Dos de ellas, la del 25 y la del 27, de importancia 2b, fueron acompañadas por "dark surge" y llegada de protones.

De acuerdo con lo que dice Gopasyuk *et al* (1963), la fulguración aparece donde la configuración de manchas cambia rápidamente.

Según Martres, el número de fulguraciones aumenta con la complejidad de la región activa. En total, a través del tránsito de la zona activa completa (Nº 9946 de la clasificación de Mc Math, reaparición de las 9903 y 9902) por el hemisferio visible (desaparece el día 28), ocurrieron 49 fulguraciones confirmadas, de las cuales 37 corresponden a zonas adyacentes a las que se produjo este evento del 27 de febrero, siendo 19 de ellas de importancia mayor o igual que 1.

2. Observaciones radioeléctricas en 408 MHz

La figura 3 está extraída de los registros continuos efectuados en el Observatorio de San Miguel. La intensidad de la radiación solar (densidad de flujo) está graduada

en unidades MKS (10^{-22} watt. m^{-2} Hz^{-1}). Sobre un nivel calmo (35 unidades), con algunas ondulaciones previas, apareció a las 1403 TU un fenómeno intenso, de tipo 47 (great burst) de acuerdo al código de "Solar Geophysical Data" Descriptive Text-February 1967-ESSA-Boulder, alcanzando rápidamente un primer máximo a las 1404.6 TU, de intensidad superior a 2500 unidades, y un segundo máximo a las 1406 TU, que pueden ser asociados con el "dark surge". A las 1409 TU, coincidiendo aproximadamente con el máximo óptico, aparece un gran pico, que lamentablemente el graficador de la segunda escala no registró, y un cuarto pico poco antes de las 1415 TU, con una intensidad mayor de 140 unidades. A las 1432 TU aparece un nuevo incremento de flujo, que completa el fenómeno. Su duración fue de 77.1 minutos, con un flujo promedio de 38.5 unidades. La segunda escala tiene una amplificación de 30.4.

Martres, M. J.; Michard, R.; Soru-Iscovici, I., y Tsap, T. T., *Solar Physics*, 5, 187, 1968.

Gopasyuk, S.; Ogir, M.; Severny, A. B., y Shaposhnikova, E., *Izv. Krymsk. Astrofiz. Observ.*, 29, 15, 1963.

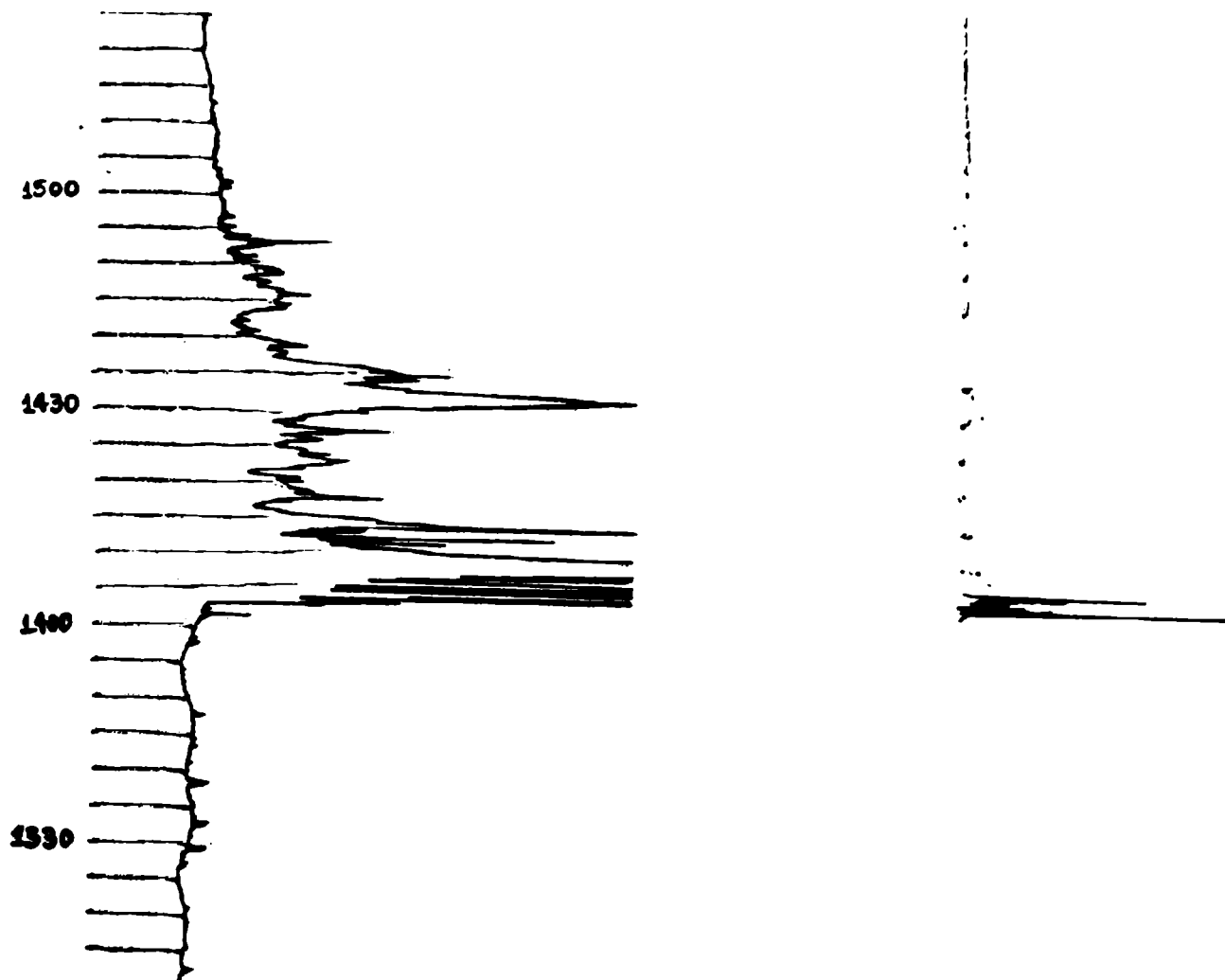


Fig. 3 — Registro del fenómeno en 408 MHz.

Desaparición brusca de un filamento asociado a la fulguración del 8 de marzo de 1970

M. ROVIRA Y M. MACHADO

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: The violent ejection of mass in the center of the H α line and in both sides, has been studied. The coincidence of this phenomenon with the growth in the integrated flux in 73 cm can be distinguished.

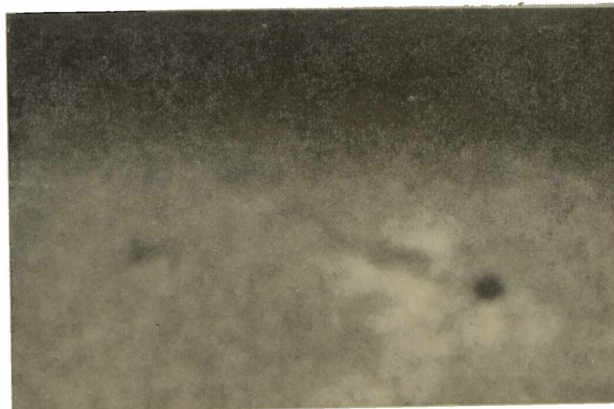
Para estudiar el movimiento de masa en la atmósfera solar obtenemos filtrogramas en el centro de H α y a 0.5 Å a ambos costados por medio de un mecanismo de corrimiento de línea, colocado en el telescopio SECASI de 140 mm de abertura que toma una fotografía cada 15 seg.

Lámina IV
Desaparición brusca de un filamento
Rovira - Machado

H α — 0.5 Å



H α (centro)



H α + 0.5 Å



Lámina IV — Filtrogramas en el centro y a ambos costados de H α .

En el film del 8 de marzo de 1970 se observa aproximadamente a las 15.30 UT la eyección de un extenso filamento (lámina IV) hacia la zona superior de la corona solar asociado a una fulguración de importancia 1N.

Se observa también, a las 15.14 UT la desaparición de un pequeño filamento cercano al anterior y más tarde una eyección de materia en la zona en la que se produjo la desaparición del filamento más extenso.

Otro hecho digno de destacar es el crecimiento en el flujo integrado en 73 cm registrado por el radiotelescopio del Observatorio de San Miguel coincidente con la evidencia óptica de la desaparición del filamento. Esto coincidiría con los resultados obtenidos por Westin y Liszka (1970), según los cuales un alto porcentaje de prominencias eruptivas están asociadas con emisión en ondas de radio.

Westin H., Liszka, *Solar Physics*, Vol. 11, 409, 1970.

Algunas características de los perfiles de la línea K del Ca II en fulguraciones sobre manchas solares

J. R. SEIBOLD

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: From the spectral material obtained in the spectroheliograph of San Miguel, between June 1969 and April 1970, 33 flares with emissions in the umbra and/or penumbra of solar spots have been selected. It has been studied the behaviour of the K line of Ca II. It is indicated a classification of the observed cases. Particularly, in the emission on the umbras it can be noticed a net pick in emission centered in K3, the disappearance of the double inversion K2 and the narrowing of the profile observed in faculas.

Linsky y Avrett (1970) en un "review" casi exhaustivo sobre las líneas H y K solares consideran los diversos aportes que se han ido sucediendo desde las primeras observaciones de Young en 1872 hasta nuestros días en el conocimiento de tales líneas. Al consultar dicho trabajo y la bibliografía específica sobre la línea K del Ca II llama la atención la ausencia significativa de observaciones sobre el comportamiento de dicha línea en fulguraciones sobre manchas solares. Por el contrario abundan las observaciones de las líneas H y K del Ca II en la atmósfera normal, en fáculas, en manchas, sobre el limbo en protuberancias e incluso existen diversos estudios sobre la variación centro-limbo. También existen algunos trabajos sobre fulguraciones aunque no son tan generales como los anteriores. Este hecho nos ha llevado a interesarnos particularmente en el estudio del comportamiento de la línea K del Ca II en fulguraciones situadas sobre manchas solares. Dicho comportamiento en condiciones altamente excitadas y en un medio magnético como es el de las manchas solares puede aportar nuevos elementos a la elucidación teórica de la formación de las líneas H y K del Ca II. Este trabajo se limita a presen-

tar los primeros resultados observacionales desde un punto de vista cualitativo. Determinaciones cuantitativas y un estudio más detallado serán presentados en un próximo trabajo.

Es bien conocido que las fulguraciones solares están íntimamente relacionadas a las manchas y activas que ellas configuran. Esto hace que no pocas veces partes brillantes de alguna fulguración se sitúen sobre la umbra y/o penumbra de manchas tal como lo muestra por ejemplo la lámina I. Del material espectral obtenido en el Espectroheliógrafo de San Miguel entre junio de 1969 y abril de 1970 hemos seleccionado 33 fulguraciones con emisiones en la umbra y/o penumbra de manchas solares. Los espectros han sido tomados en el 4º orden sobre el blaze con una dispersión de $0,8 \text{ \AA/mm}$ y una exposición media de $1,6$. Los perfiles de la línea K se obtuvieron gracias al microdensitómetros de la línea K se obtuvieron gracias al Microdensitómetro MD 3 (Compagnie des Compteurs - Francia) de nuestro observatorio.

Hemos procedido a clasificar provisoriamente los espectros obtenidos en cinco clases (lámina VI). La clase I reúne a todos los espectros cuya emisión se sitúa sobre las manchas solares. La clase II clasifica a las emisiones situadas a ambos lados de las manchas. La clase III, a la emisión situada entre dos manchas. La clase IV es un tipo especial que no tiene en cuenta su ubicación preferencial de la emisión respecto a las manchas pero cuyo espectro presenta diversas asimetrías. La clase V finalmente clasifica aquellas emisiones situadas al costado de una mancha tomando mayormente la penumbra de las mismas. Como puede observarse no es una clasificación homogénea ya que la clase IV no está incluida de acuerdo al criterio de posición de la emisión respecto de las manchas sino a un criterio más bien espectral como es el de las asimetrías observadas.

En la figura 1 se muestran tres perfiles típicos de la línea K en fáculas y en la umbra y penumbra de manchas (Engvold, 1967). Estos perfiles nos muestran que en las tres situaciones se da la doble inversión de los picos K_2 aunque en diverso grado. En la medida que nos vamos a la umbra la distancia entre los picos K_2 disminuye sensiblemente.

Por otro lado es sabido (Kazachevskaya, 1958; Svestka y otros, 1961; Smith y Smith, 1963) que en las fulguraciones cerca del centro del disco son frecuentes en la línea K un pico simple de emisión, mientras que en fulguraciones hacia el limbo se encuentran las clásicas dobles inversiones de la línea. Estos dos tipos de emisión son observados también a veces en diversas regiones de una misma fulguración (Mckim Malville y otros, 1969).

En la lámina VIIa observamos los perfiles de la línea K del Ca II en una fulguración de la clase I con su neta emisión sobre la umbra. Es notable la desaparición de los picos K_2 en la emisión sobre la umbra. Cuando se penetra

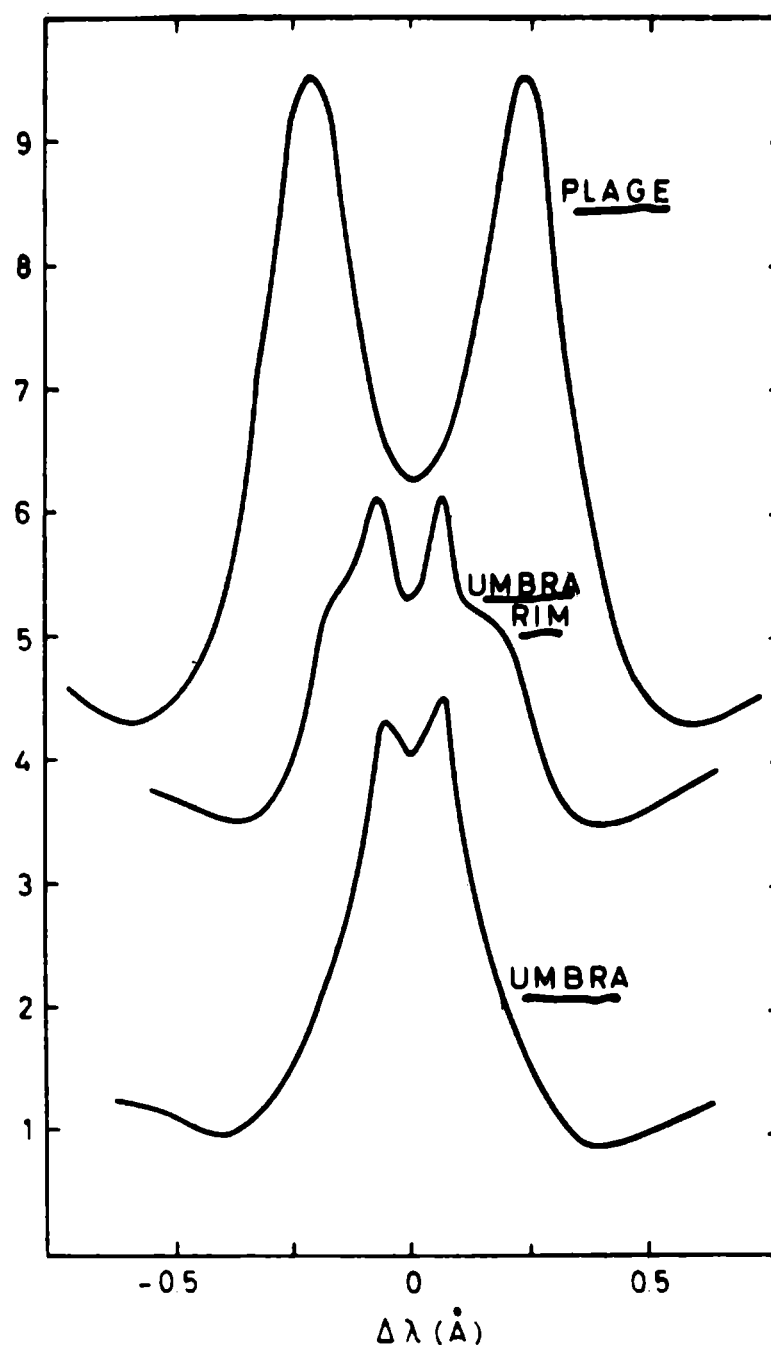
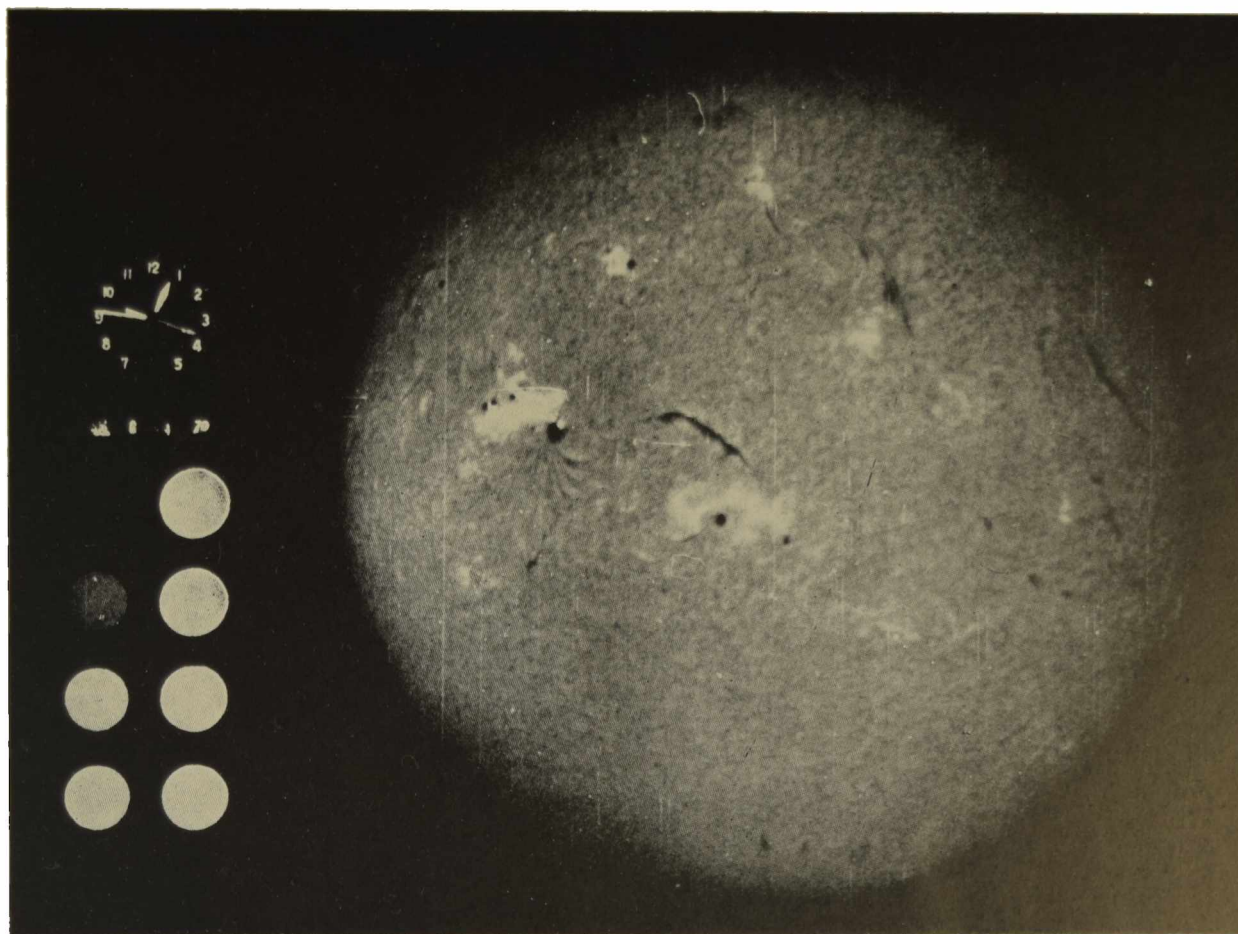
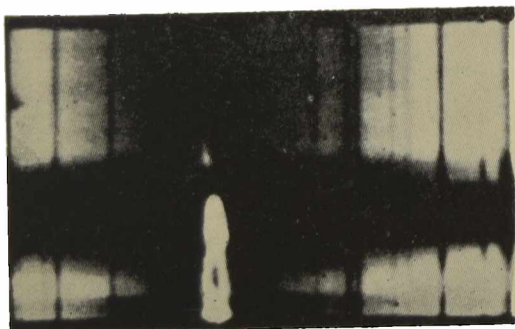


Fig. 1 — Perfiles de la línea K en fáculas y manchas según Engvold (1967). La intensidad es dada en porcentaje del continuo.

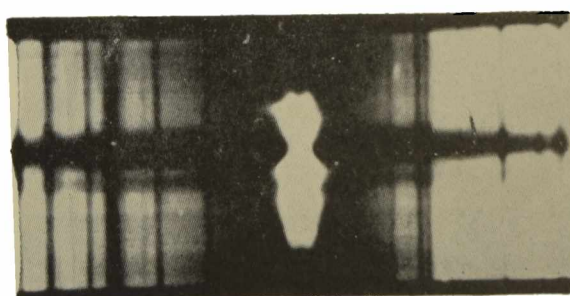
en la penumbra comienza a aparecer el doble pico K_2 hasta hacerse bien neto sobre la fácula adjunta. La emisión se ha estrechado significativamente y medidas del ancho a media intensidad muestran que el ancho de la emisión es mínimo en la parte más profunda del espectro de la umbra. También para este tipo de perfiles se nota una simetría bastante notable sobre todo en la parte umbral. En la lámina VIIb vemos los perfiles correspondientes a la clase III. La máxima intensidad corresponde a la emisión entre las manchas. Los perfiles extremos corresponden a regiones faculares. Las dos manchas en realidad son dos penum-



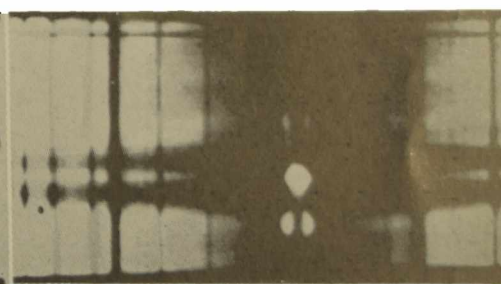
Fulguración 2b en S13 E37 del 6/4/1970 a las 1246 UT.



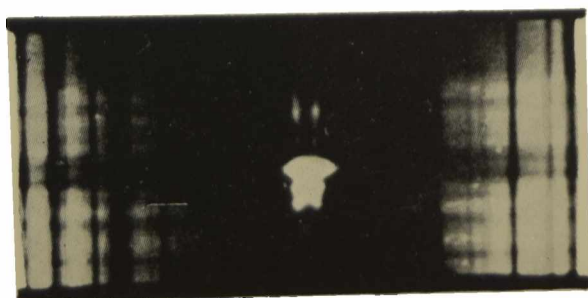
CLASE I



CLASE II



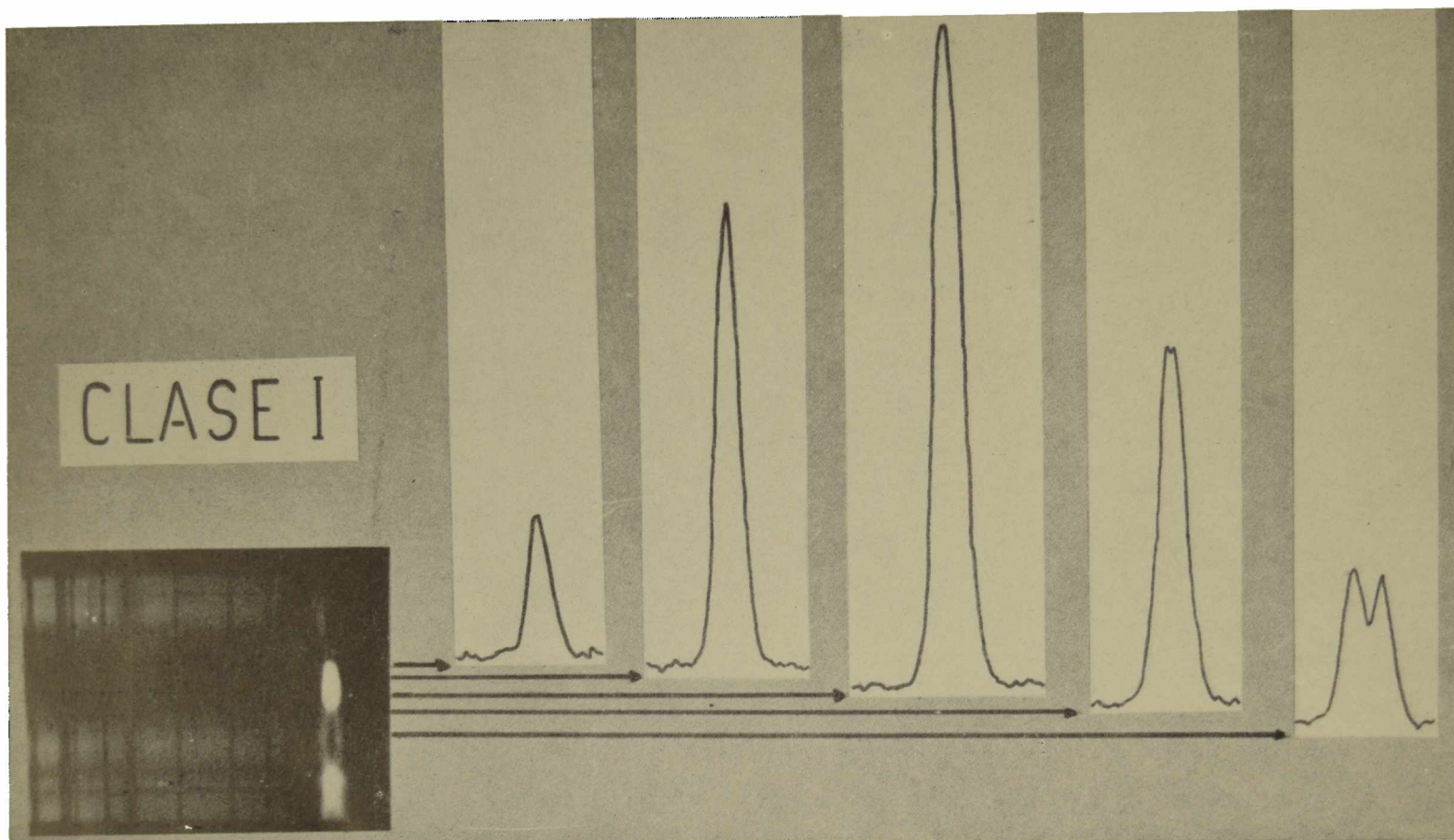
CLASE III



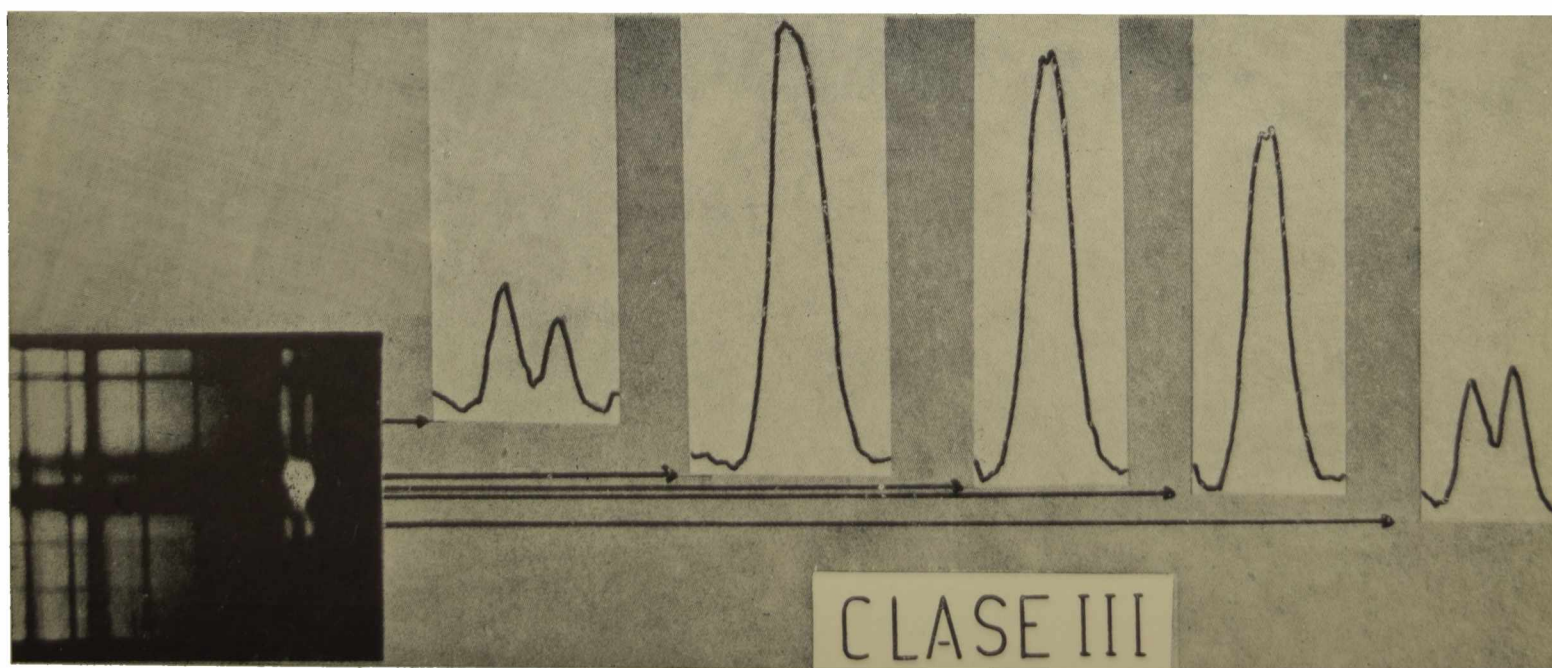
CLASE IV



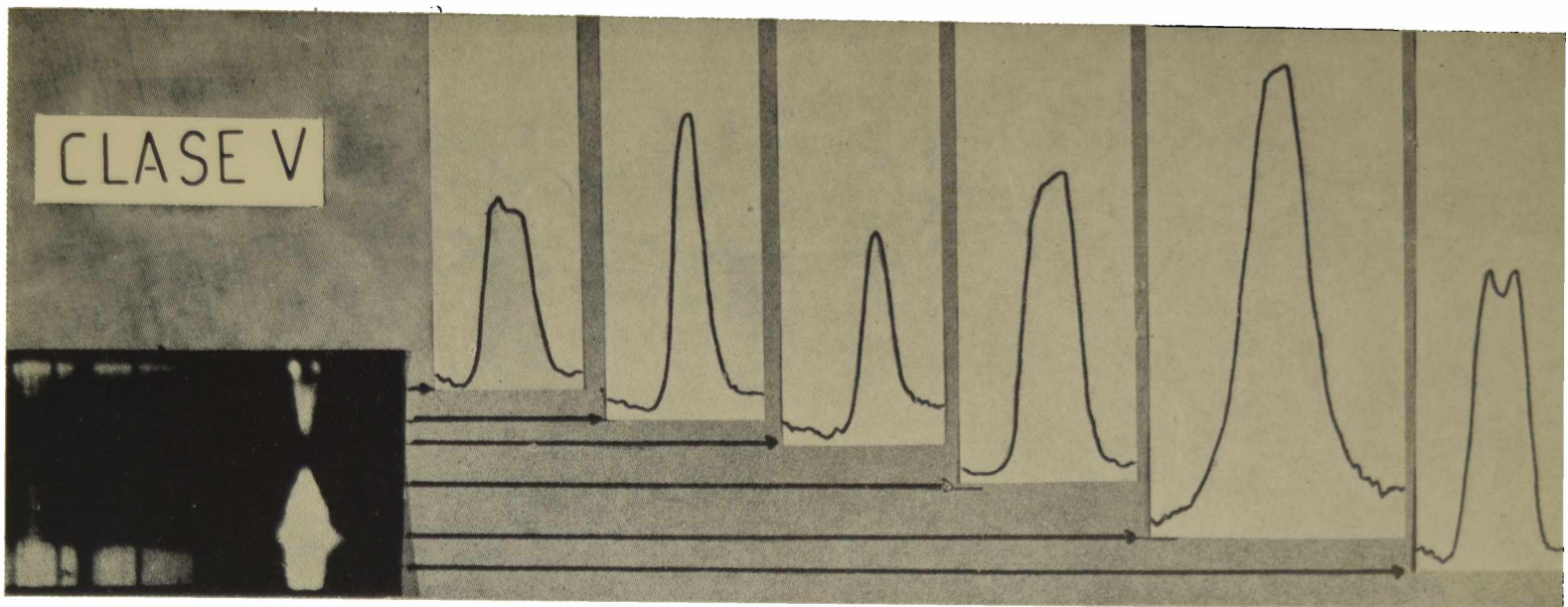
CLASE V



a — Perfiles de la línea K del Ca II en una fulguración de la clase I.



b — Perfiles de la línea K del Ca II en una fulguración de la clase III.



c — Perfiles de la línea K del Ca II en una fulguración de la clase V.

bras cercanas. Los perfiles en ellas no llegan a presentar un neto pico K_3 como en la lámina anterior pero sí los dos picos K_2 bastante cercanos entre sí y muy semejantes a uno de los perfiles de la lámina anterior. Nótese de paso como se estrecha la emisión cuando se penetra una mancha. La lámina VIIc muestra finalmente los perfiles correspondientes a la clase V de una fulguración al borde de una mancha. Es evidente el progresivo estrechamiento de la emisión en la medida en que se va al centro de la mancha. Allí a pesar de que la intensidad pasa por un mínimo incluso inferior al de la región facular de los extremos se nota un pico en K_3 en perfecto acuerdo a los perfiles sobre las umbras. El ancho a media intensidad es allí mínimo. Hacia la penumbra externa los perfiles se van engrosando y la intensidad aumenta ya que allí se situó la emisión. A pesar de que no están bien resueltos los picos K_2 sin embargo se nota su presencia por la asimetría de los perfiles.

De un análisis de estos perfiles y del material seleccionado podemos concluir lo siguiente sobre los perfiles de la línea K en fulguraciones sobre manchas:

1. — La desaparición de la doble inversión K_2 y la aparición de un neto pico K_3 en la emisión de fulguraciones situadas sobre la umbra de las manchas solares. Esto es un nuevo resultado respecto a los perfiles obtenidos en fáculas y sobre manchas donde siempre está presente la doble inversión K_2 .

2. — Las emisiones sobre las umbras se presentan por lo general altamente simétricas. Las asimetrías tienden a presentarse en la medida en que se va hacia la penumbra externa. A veces se producen fuertes asimetrías como en las fulguraciones de la clase IV pero estas asimetrías siempre están situadas sobre penumbras por lo menos en los casos observados por nosotros.

3. — Se da un angostamiento del perfil de la línea K en la medida en que se va hacia el centro de la umbra, en

completo acuerdo a la indicación de Svestka y otros (1961). El ancho de la línea a media intensidad es mínimo sobre el centro de la umbra.

Agradecemos al personal técnico del Departamento de Óptica Solar de nuestro observatorio su constante ayuda en la obtención y elaboración fotográfica de los espectros.

Engvold, O., *Solar Physics*, 2, 234, 1967.

Kazachevskaya, T. V., *Izv. Krymsk. Astrofiz. Observ.*, 20, 80, 1958.

Linsky, J. L. y Avrett, E. H., *Pub. Astr. Soc. of Pacific*, 82, 169, 1970.

Smith, H. J. y Smith, E. v. P., *Solar Flares*, Macmillan, N. York, p. 158, 1963.

Svestka, Z., Kopecky, M., y Blaha, M., *BAC*, 12, 229, 1961.

Sobre el problema de oscilación de filamentos

GROSSI GALLEGOS, H., MACHADO, M., y PERALTA, M.

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: We analyzed the images obtained in the center and wings of H with the purpose of studying the filament motions. We determined the characteristics of the oscillations for different cases.

En general se ha aceptado el modelo de filamentos propuesto por Kippenhahn y Schlüter (*Z. f. Ap.* 43, 36) en el cual se define al filamento tal como lo muestra la figura 1, en la que vemos que se encuentra sostenido en un campo magnético por las líneas de fuerza, que le son transversales. En este caso, la materia que cae del filamento lo hace por los costados a lo largo de las líneas de fuerza. En el presente trabajo, en base a datos observacionales obtenidos en San Miguel a los que agregamos datos referentes al movimiento en protuberancias y a la morfología de las mismas, se pretende sugerir que las observaciones se pueden explicar con un modelo muy distinto al mencionado.

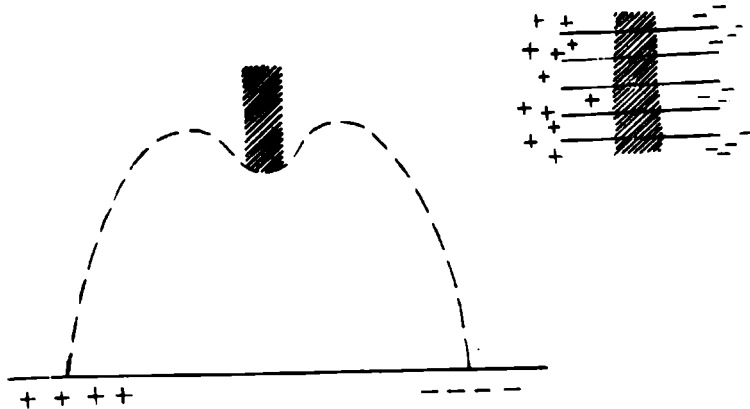


Fig. 1 — Modelo de filamento de Kippenhahn y Schlüter.

En la lámina VIIIa se observa un filamento cerca del limbo solar visto en un filtrograma obtenido en el centro de $H\alpha$. La VIIIb muestra al mismo filamento en un filtrograma en $H\alpha + 0.5$; se debe notar que la zona que aparece notablemente intensificada corresponde a un extremo del filamento que observábamos antes en el centro de $H\alpha$. La correspondiente fotografía en $H\alpha - 0.5$ (VIIIc) no muestra ningún detalle en particular.

La lámina siguiente muestra un filamento que aparece sobre una zona activa solar. La IX-a corresponde a la imagen en $H\alpha$; este mismo filamento visto en $H\alpha + 0.5$ muestra la siguiente característica (IXb): aparece sobre una zona activa solar. La IXa corresponde que en tales lugares el material cae sobre la fotosfera.

La lámina siguiente muestra la misma zona, aproximadamente dos horas más tarde, en el comienzo de una actividad mucho más violenta; se nota en la primera (Xa) que corresponde a $H\alpha + 0.5$, que la estructura puntiforme anterior ha desaparecido prácticamente mientras que aparece una zona que antes no habíamos notado. La Xb está tomada en $H\alpha - 0.5$ y refleja el movimiento ascendente del filamento vertical mientras que la otra parte es mucho menos visible. Otra cosa importante de notar es que el único "punto" que quedaba en filamento vertical en la lámina Xa se corresponde con un vacío que se puede observar en ésta. La lámina Xc muestra la desaparición casi total del filamento en $H\alpha + 0.5$, 13 minutos después de las anteriores, mientras que todavía se nota el movimiento ascendente del horizontal en $H\alpha - 0.5$ (Xd).

Este tipo de fenómeno y la estructura que se podía observar en las dos primeras fotografías difícilmente pueden ser explicados por la teoría de Kippenhahn y Schlüter. A esto se debe sumar las observaciones de protuberancias

"quiescent" realizadas en Sacramento Peak en las que se observan movimientos del tipo que muestra la lámina XIa a lo largo de las mismas. Es útil también reproducir la fotografía que ilustra el trabajo de Kippenhauer sobre Solar Activity, en *The Sun*, editado por Kuiper (1953) (XIb).

De acuerdo a estos datos pasaremos a enunciar un modelo que ha sido sugerido por el Dr. J. Kleczek (no publicado todavía) que explica este tipo de observaciones. Se ha sugerido (figura 2a) que los filamentos están formados por materia ubicada a lo largo de las líneas de fuerza con diversos pies (I), (II), (III), (IV) en la fotosfera solar. Sobre estos puntos se acumula materia que cae de las partes superiores del loop. Por un proceso que está siendo estudiado, la fuerza magnética en los puntos de doble polaridad aumenta, superando a la fuerza gravitacional que provocaba la caída del material, desarrollándose una zona de actividad con la posterior elevación del material acumulado en estos puntos, formándose un único filamento (figura 2b) o, si la energía es suficiente, provocando la eyección del material hacia las zonas superiores de la corona solar.

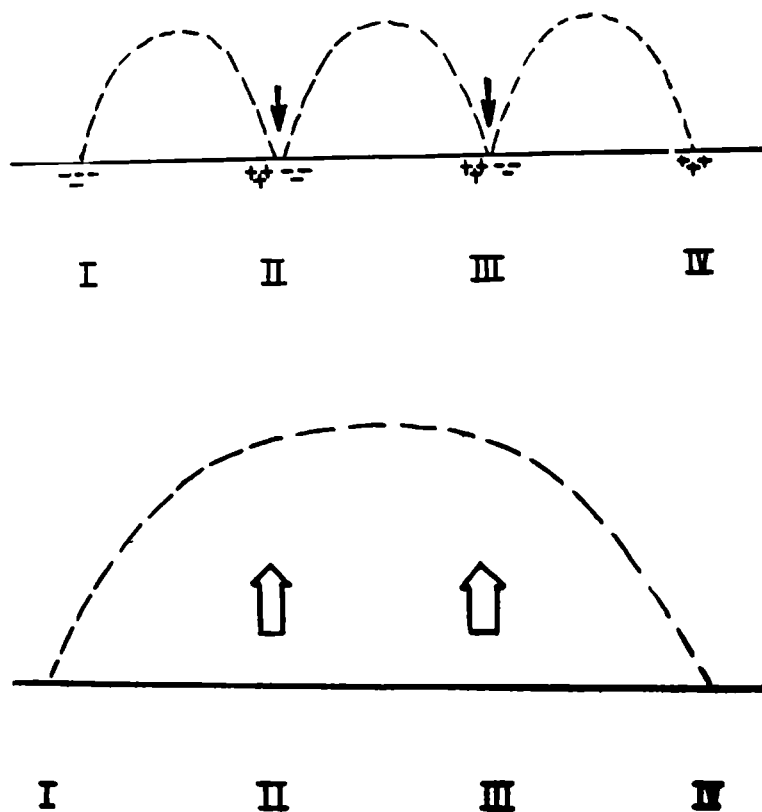


Fig. 2 — Modelo propuesto en este trabajo.

Fenómenos homólogos en 408 MHz

M. FERRARI Y V. ESTERKIN

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: In the present work, we discuss two phenomena of 25 feb. 1969, measured at 408 MHz with the radiotelescope of the Observatorio Nacional de Física Cósmica de San Miguel. Both events are of spectral type IV and they originate on the same center of activity.

We analyze the radioevents at various frequencies and conclude that they are homologous.

Finally, we suggest and discuss some ideas about certain characteristics of invariance of the active region.

1. — En el año 1960, Ellison, Mc Kenna y Reid ⁽¹⁾, introdujeron el concepto de flares-homólogos y los definieron como aquellos que ocurren sucesivamente en la misma región activa, corresponden a una misma posición con respecto a las manchas locales y muestran una estructura y desarrollo similares.

Fokker ⁽²⁾, extendió este mismo concepto a los eventos radioeléctricos. Dos radioeventos que presentan las mismas características, presumiblemente se han originado por el mismo mecanismo de generación, que actuó en iguales condiciones de la atmósfera solar. Su estudio puede llevarnos a importantes conclusiones acerca de la estabilidad de ciertas condiciones físicas en las regiones activas.

En el presente trabajo, se tomaron dos fenómenos del 25/2/69, registrados en la frecuencia 408 MHz, con el objeto de estudiar su posible homología.

Los demás datos fueron tomados del "Solar Geophysical Data".

2. — Lo primero que nos indujo a suponer que los fenómenos del 25/2/69 podrían ser homólogos, fue su forma registrada en la frecuencia de 408 MHz (ver figs. 1 y 2).

El primer evento comenzó a las 1650 UT y terminó a las 1705, habiéndose registrado el valor máximo de flujo a las 1657,6 en tanto que el segundo comenzó a las 1935 y terminó a las 1952. En este caso, debido a que en la segunda escala de amplitudes el registro no es suficientemente preciso, no se pudo determinar con exactitud el momento de máximo, pero se estima que ocurrió aproximadamente a las 1942.

Los valores máximos de flujo de los dos eventos estudiados se diferencian en un factor de 1,2.

El análisis detallado de las formas muestra que el flujo se comportó de manera muy similar; así durante los primeros cinco minutos ambos fenómenos presentan dos picos netamente distinguibles, mostrando el primero de ellos (para ambos casos) una complejidad mayor que el segundo y una intensidad menor.

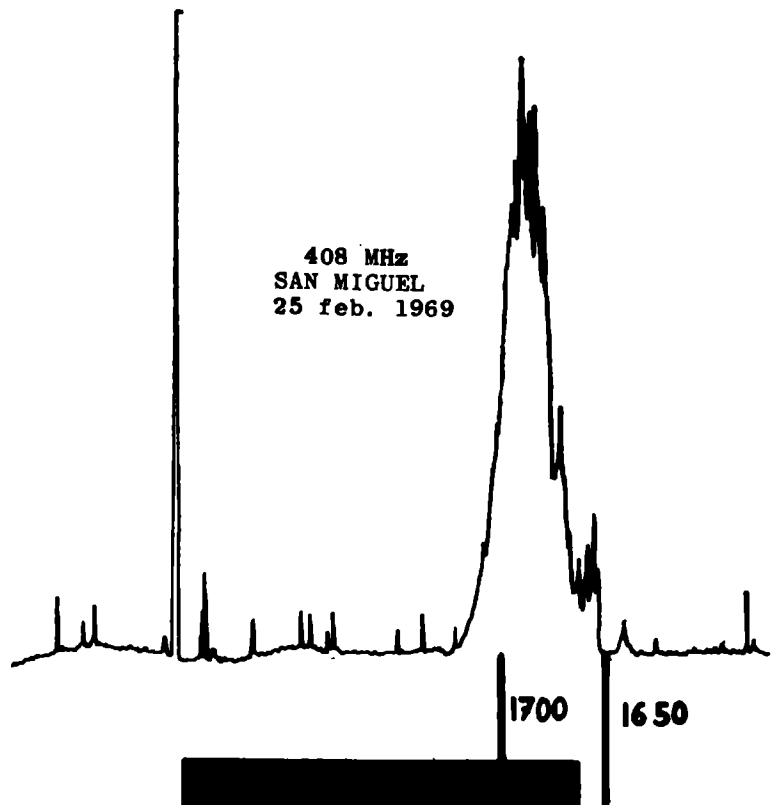


Fig. 1 — Registro obtenido con el radiotelescopio en 408 MHz de San Miguel. El trazo ancho debajo de la curva de flujo representa el flare asociado. Comienzo del radioevento: 16.50 Fase máxima del flare: 17.00

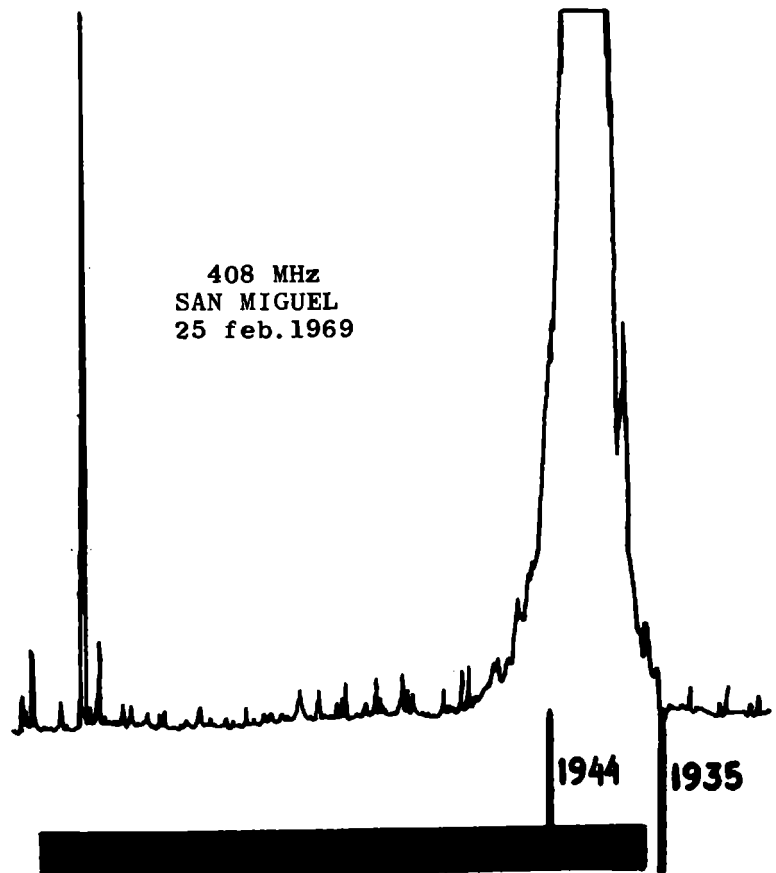


Fig. 2 — Registro obtenido con el radiotelescopio en 408 MHz en San Miguel. El trazo ancho debajo de la curva de flujo representa el flare asociado. Comienzo del radioevento: 19.35 Fase máxima del flare: 19.44

El tiempo de subida para el primer fenómeno es de 7,6 minutos, para el segundo es de aproximadamente 7 minutos y la duración total es de 15 y 17 minutos respectivamente.

El siguiente paso fue determinar el tipo espectral al cual pertenecen los fenómenos. Según datos del "Solar Geophysical Data" se estableció que los radioeventos considerados pertenecen al tipo IV, con respuesta en las bandas decimétrica y métrica. Los dos fenómenos corresponden a la misma clasificación de intensidad.

Como es sabido, la estadística muestra que este tipo espectral de radioeventos siempre está asociado con "flares" ópticos. Efectivamente, así ocurrió en nuestro caso. El primer y segundo fenómeno muestran una clara asociación con "flares" de intensidad 1N y 1B respectivamente. En el primer caso el radioevento comenzó 3 minutos antes que el "flare" y en el segundo caso el adelanto fue de 2 minutos. Las fases máximas de los "flares" tienen un retraso con respecto a los flujos máximos de los radioeventos que oscila alrededor de los dos minutos (señaladas en las figs. 1 y 2).

La posición de los "flares" es N12 W40 para el primero y N14 W43 para el segundo, perteneciendo los dos a la misma región de placas (Mc Math, 1946).

Dado que evidentemente, los radioeventos están asociados a los "flares", se concluye que provienen de la misma región activa.

Es necesario subrayar que el "flare" de menor brillo corresponde al fenómeno de menor intensidad y el de mayor brillo al de mayor intensidad.

Siguiendo las ideas de Fokker, analizamos las respuestas de los radioeventos en varias frecuencias fijas. De la tabla 1 se puede ver que los dos radioeventos tienen respuesta en las mismas frecuencias, y además están clasificadas (en cada una de ellas) como del mismo tipo, a excepción de la frecuencia de 10700 MHz.

En la frecuencia de 184 MHz no se cuenta con los valores de pico, pero los fenómenos tienen la misma clasificación de tipo e intensidad.

Es en base a este análisis que se concluyó que los dos radioeventos del 25/2/69 son homólogos.

3. — De acuerdo al modelo de Sturrock ⁽⁸⁾, el mecanismo de liberación de energía en los "flares", se puede explicar partiendo de una determinada configuración del campo magnético: una parte de las líneas del campo se cierra, ligando los polos de una región bipolar magnética,

en tanto que la parte restante permanece abierta y se extiende atravesando la corona. Una perturbación del campo magnético, puede producir una inestabilidad de tipo "tearing mode", resultando en la "aniquilación" de líneas de signo opuesto y en la liberación de energía. En este proceso se producen haces de electrones acelerados y ondas de choque que permiten explicar la generación de ondas radio-eléctricas.

Lo esencial de este modelo son las condiciones preexistentes en lo que se refiere a la estructura de los campos magnéticos. El hecho de que dos o más fenómenos sean homólogos, permitiría suponer que esta estructura se mantuvo invariante y que fue perturbada dos o más veces, produciendo el mismo efecto.

Dado que las emisiones en ondas centimétricas, ondas decimétricas y ondas métricas, son independientes (Takakura ⁽⁴⁾), limitaremos nuestro análisis a las dos primeras, ya que los datos de que disponemos son más precisos.

Para radioeventos de tipo IV en ondas centimétricas y ondas decimétricas, interesa la zona de líneas cerradas, porque en ella son inyectados los electrones que emiten en ese rango de frecuencia. Para el caso de los fenómenos analizados en este trabajo, podríamos decir que la estructura del campo magnético, en lo que se refiere a la existencia de líneas cerradas, se mantuvo invariante alrededor de 3 horas por lo menos, a pesar de haberse producido otros "flares" en la misma región activa durante ese intervalo.

La similitud en forma de los dos fenómenos registrados en 408 MHz podría indicar que hubo gran semejanza en los procesos de emisión de los electrones.

Concluyendo, como consecuencia de la inestabilidad se pueden producir electrones que al ser inyectados en una zona de campos magnéticos cerrados, emiten por mecanismo sincrotrón en las frecuencias observadas. La perturbación que produjo la inestabilidad dando lugar al segundo radioevento, fue de mayor amplitud y todo el fenómeno se desarrolló en forma más intensa.

Las hipótesis anteriores suponen que en el primer caso, la inestabilidad "tearing" no logró destruir la estructura básica de los campos. En el segundo, puede haberlo hecho, ya que la perturbación fue de mayor amplitud y no se observaron fenómenos a posteriori.

(1) Ellison, M. A.; Mc Kenna, S. N. T., y Reid, J. H., *Dunsink Obs. Publ.* 1, N° 1, 1960.

(2) Fokker, A. D., *Solar Physics*, 2, 1967.

(8) Sturrock, Peter A., *Oar Progress*, 1969.

(4) Takakura, T., *Solar Physics*, Vol. 1, N° 34, 1957.

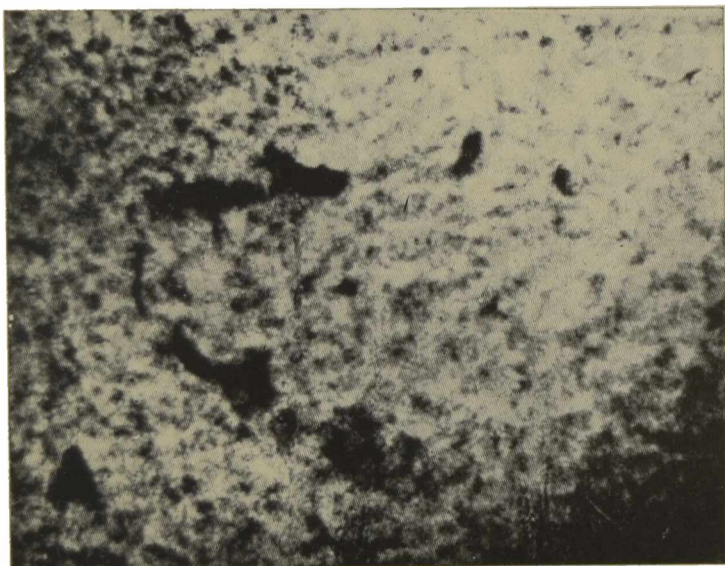
T A B L A 1

DATOS DEL PAR DE RADIOEVENTOS HOMOLOGOS DEL 25 DE FEBRERO DE 1969

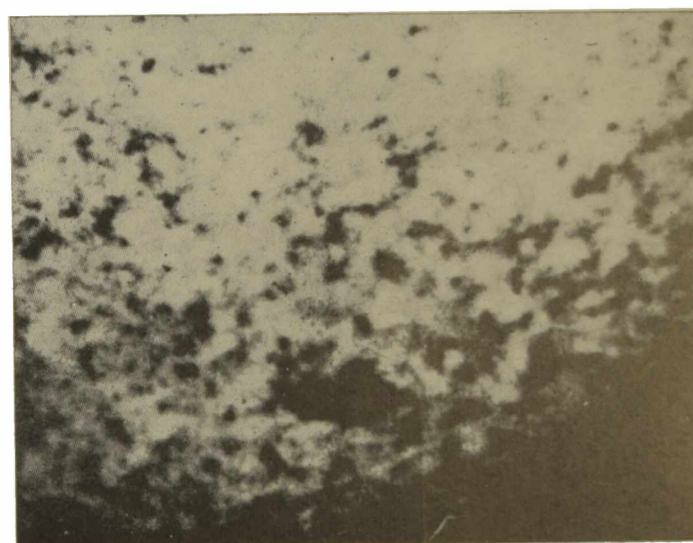
FLARES: 25 feb. 1969: 1653 — 1734 (max: 1700), N12 W40, región de Mc Math de placas: 9946, importancia 1N
 25 feb. 1969: 1937 — 2028 (max: 1944), N14 W43, región de Mc Math de placas: 9946, importancia 1B

Frecuencia (MHz)	Tipo	Comienzo	Máximo	Duración	Flujo pico	Flujo medio	Intensidad
10.700	47	1644.8	1658.7	21.4	688.0	70.9	
2.800	4	1648	1659.5	18	144.0	36.0	
2.700	3	1650.4	1658.7	14.8	105.0	30.2	
960	20	1650.4	1657.2	15	11.4	3.6	
408	45	1650	1657.6	15	102.0	38.5	
328	45	1652.4	1658.8	10.1	101.0	26.5	
184	48	1650	1700 U	12			3
10.700	3	1931.8	1942.4	15.4	251.0	83.0	
2.800	4	1933	1942.2	16	158.0	51.0	
2.700	3	1933	1942.4	14.2	126.0	41.7	
960	45	1935.1	1942.7	18.1	46.5	10.5	
408	45	1935	1942	17	123.0 D	46.0	
328	45	1938.6	1942.4	8.4	168.0	52.0	
184	48	1939	1939 U	7			3

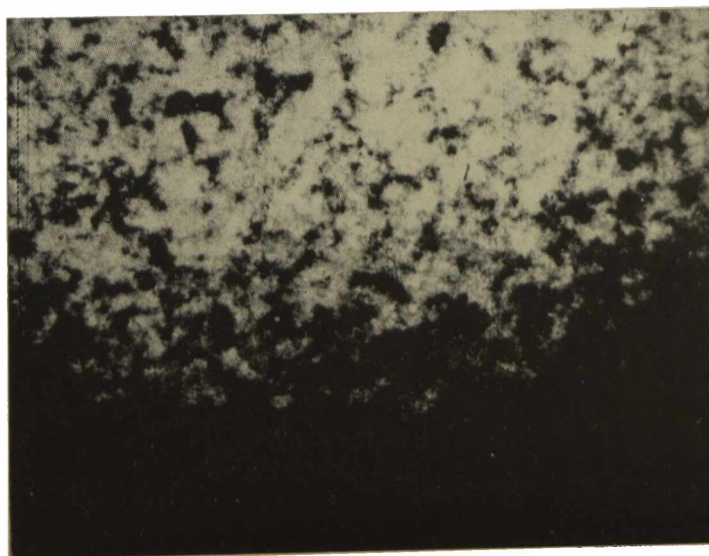
Lámina VIII - a, b, c
 Oscilación de filamentos
 Grossi Gallegos, Machado, Peralta



a — H α



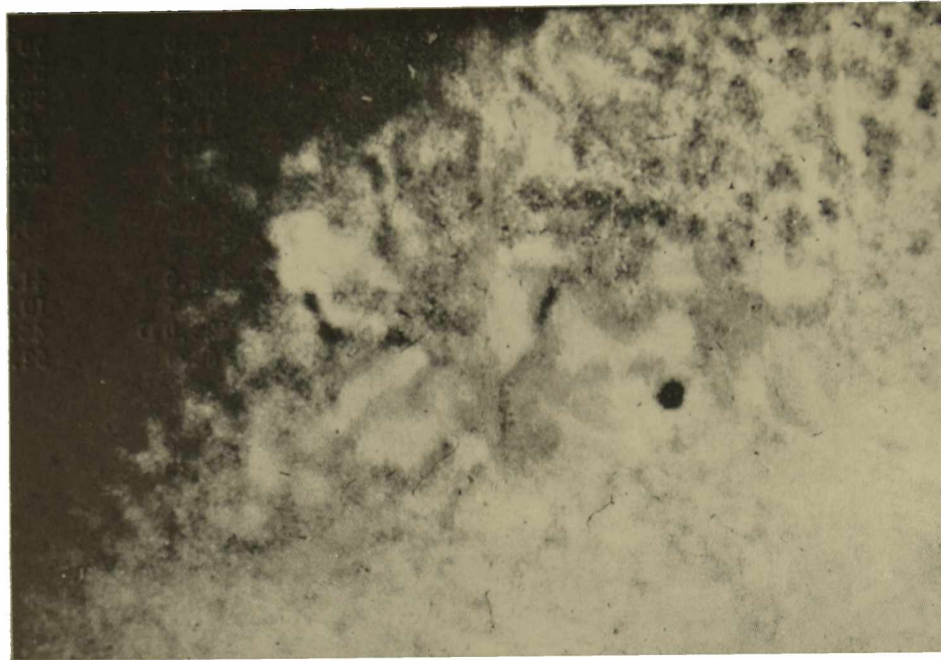
b — H α + 0.5



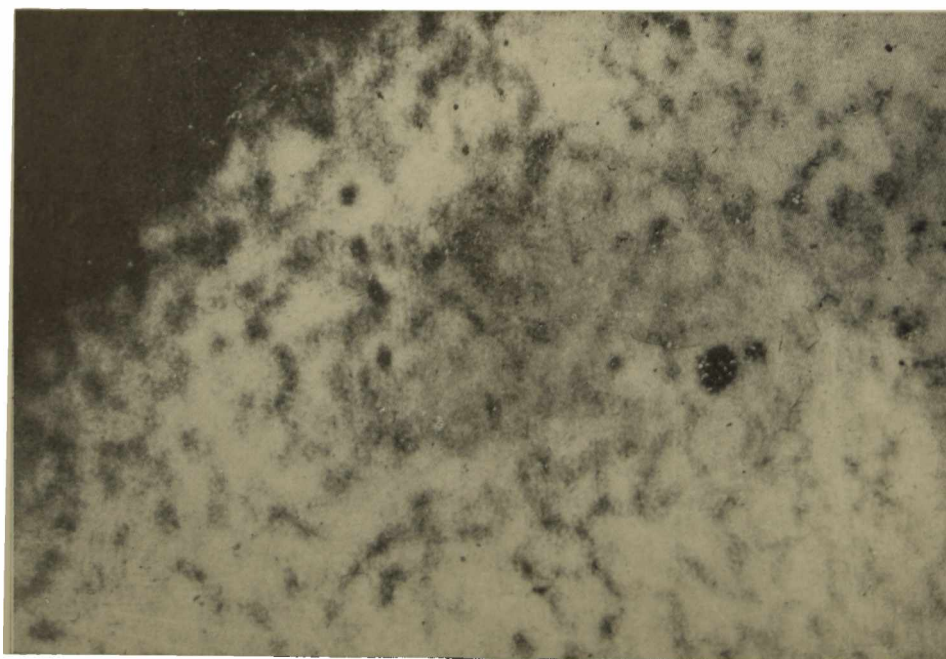
c — H α — 0.5

Imágenes en el centro y las alas de H de un filamento cercano al limbo solar.

Lámina IX - a, b
Oscilación de Filamentos
Grossi Gallegos, Machado, Peralta



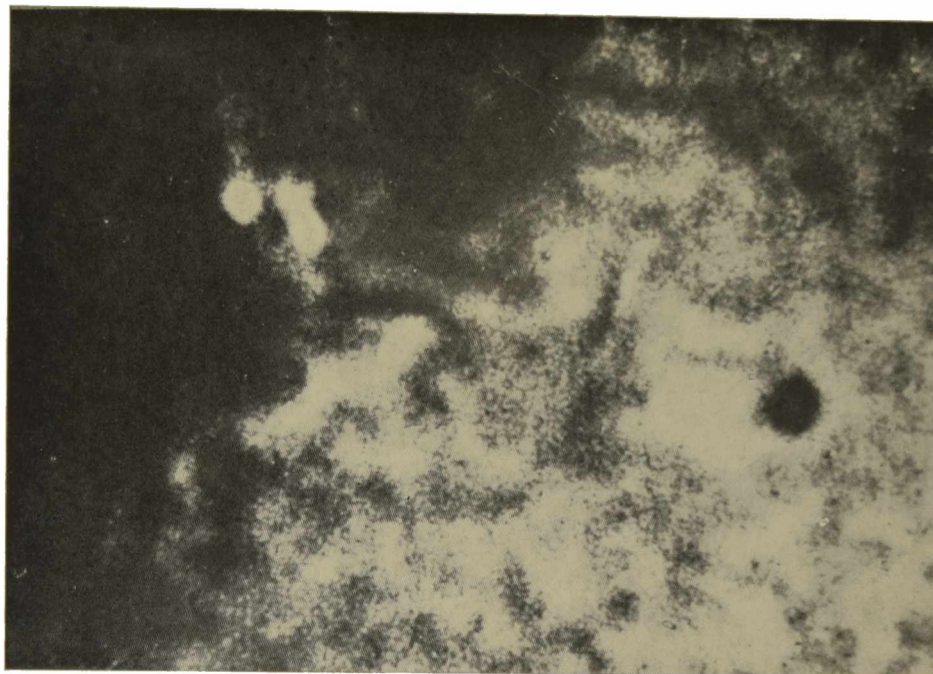
a — H α



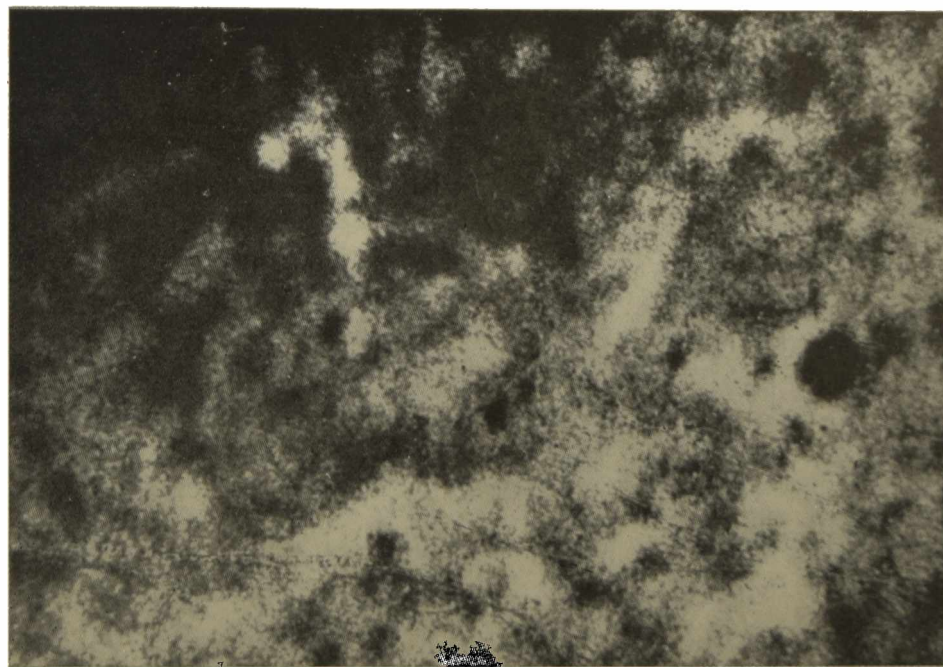
b — H α + 0.5

Filamento sobre zona activa solar

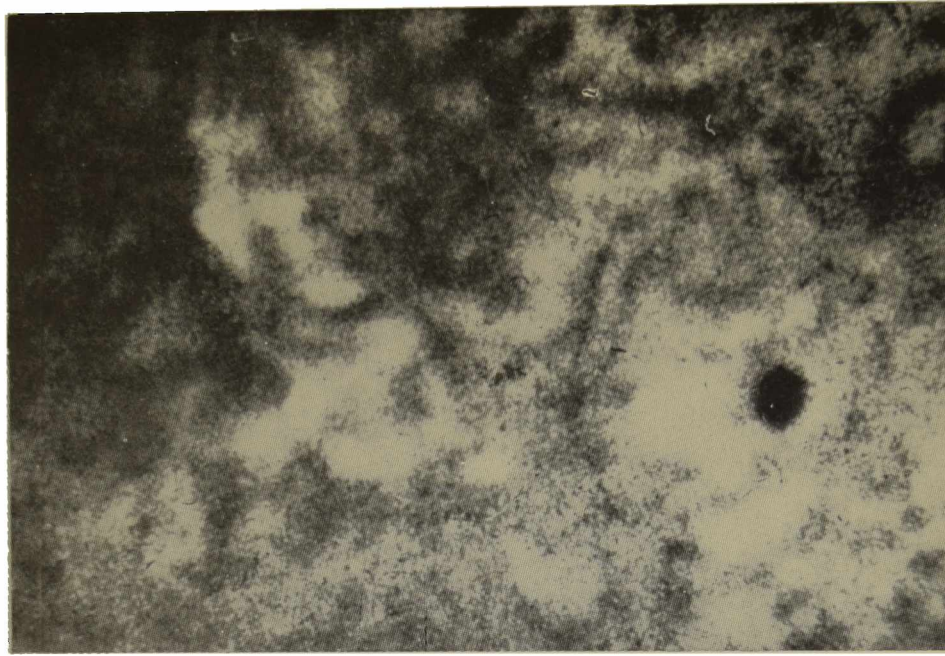
Lámina X - a, b, c, d
Oscilación de filamentos
Grossi Gallegos, Machado, Peralta



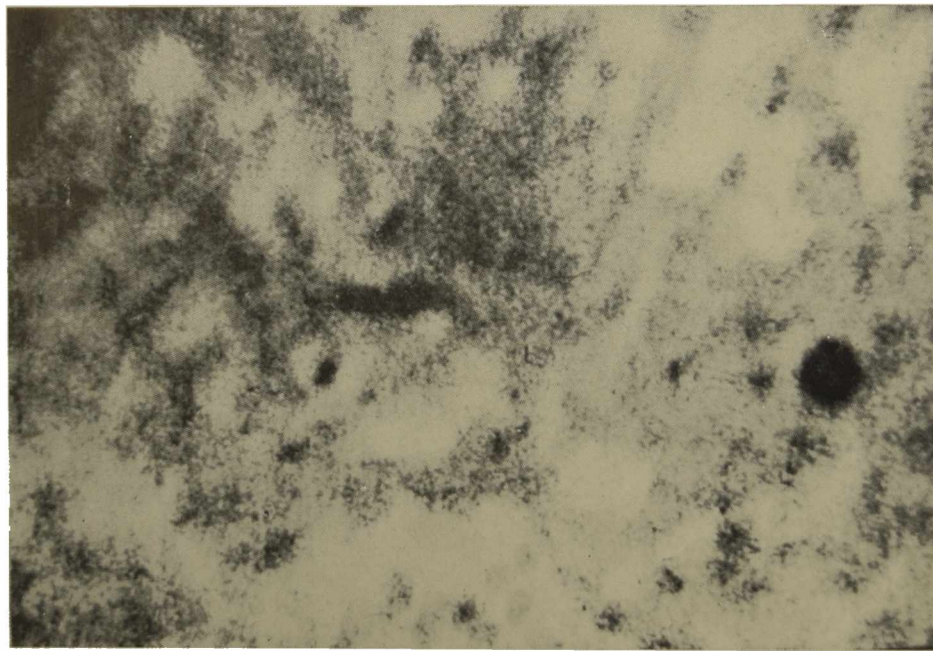
a — $H\alpha + 0.5$



b — $H\alpha - 0.5$



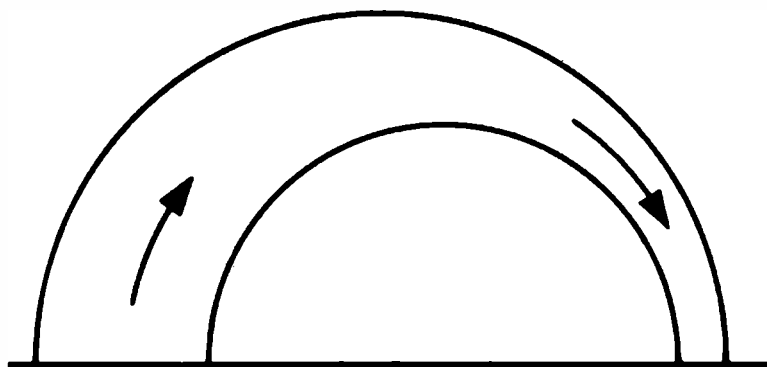
c — $H\alpha + 0.5$, 13 minutos más tarde



d — $H\alpha - 0.5$

Zona activa anterior, unas dos horas más tarde.

Lámina XI - a, b
Oscilación de filamentos
Grossi Gallegos, Machado, Peralta



a — Observaciones realizadas en Sacramento Peak



b — Imagen de una protuberancia mostrando los pies

INSTRUMENTACION

Estudio del celostato de Lipmann en coordenadas cartesianas

T. PANETH

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Nomenclatura. Los puntos se designan con letras mayúsculas y los subíndices indican la proyección considerada. Coordenadas que llevan como subíndice una letra mayúscula son coordenadas de un punto. Las letras minúsculas designan rectas, de llevar varios subíndices el orden es el siguiente: 1 ó 2, espejo al cual pertenecen; la mayúscula, el punto por el cual ha sido trazada y finalmente, el número indica la proyección considerada. Si bien "m" y "n" también se usan para designar rectas, cuando llevan como subíndice los datos de una recta, corresponden al coeficiente angular y la ordenada al origen respectivamente. Para el cálculo de "d" se tomó la terna "+x" horizontal hacia el este "+y", horizontal hacia el sud y "+z" hacia el cenit, apoyada en el primario. Además se consideraron coordenadas esféricas apoyadas en el eje de rotación del primario (este eje es paralelo al eje del mundo). El sistema adoptado simplifica los dibujos y la inversión de signos introducida al suponer móvil el secundario en vez del primario no afecta las fórmulas finales. En la segunda parte, al calcular la rotación de la imagen introducida por estar en posición lateral el primario respecto al meridiano que contiene al secundario, se usó una terna cartesiana idéntica a la anterior en el secundario.

α_{\odot} = ángulo horario del Sol, hora solar verdadera. 12^h corresponde a la culminación.

δ = declinación del Sol (+ hacia el norte);
 φ = latitud del lugar.

h = componente "z" de la distancia entre los dos espejos medida desde el primario.

d = componente "y" de la distancia entre los dos espejos medida desde primario.

s = componente "x" de la distancia entre los dos espejos medida desde el primario.

α_e = ángulo horario del espejo primario.

ω = ángulo de rotación de la imagen (+ = anti-horario visto desde arriba).

Fórmulas finales:

a) Posición centrada ($s = 0$)

$d = h[+\operatorname{tg}(\varphi + \delta)]$ o para "h" variable en lugar de "d" $h = d[-\operatorname{ctg}(\varphi + \delta)]$

$\alpha_e = 1/2 \alpha_{\odot} + 6^h$

b) Posición descentrada. Llamaremos:

$F(s) = (s/h)^2 \cos^2 \delta + 1$;

[para $s = 0$ resulta $F(s) = 1$]

$G(s) = +\sqrt{\operatorname{sen}^2 \delta \operatorname{sen}^2 \varphi - [F(s)] (\operatorname{sen}^2 \delta \operatorname{sen} \varphi - \cos^2 \delta \cos^2 \varphi)}$;

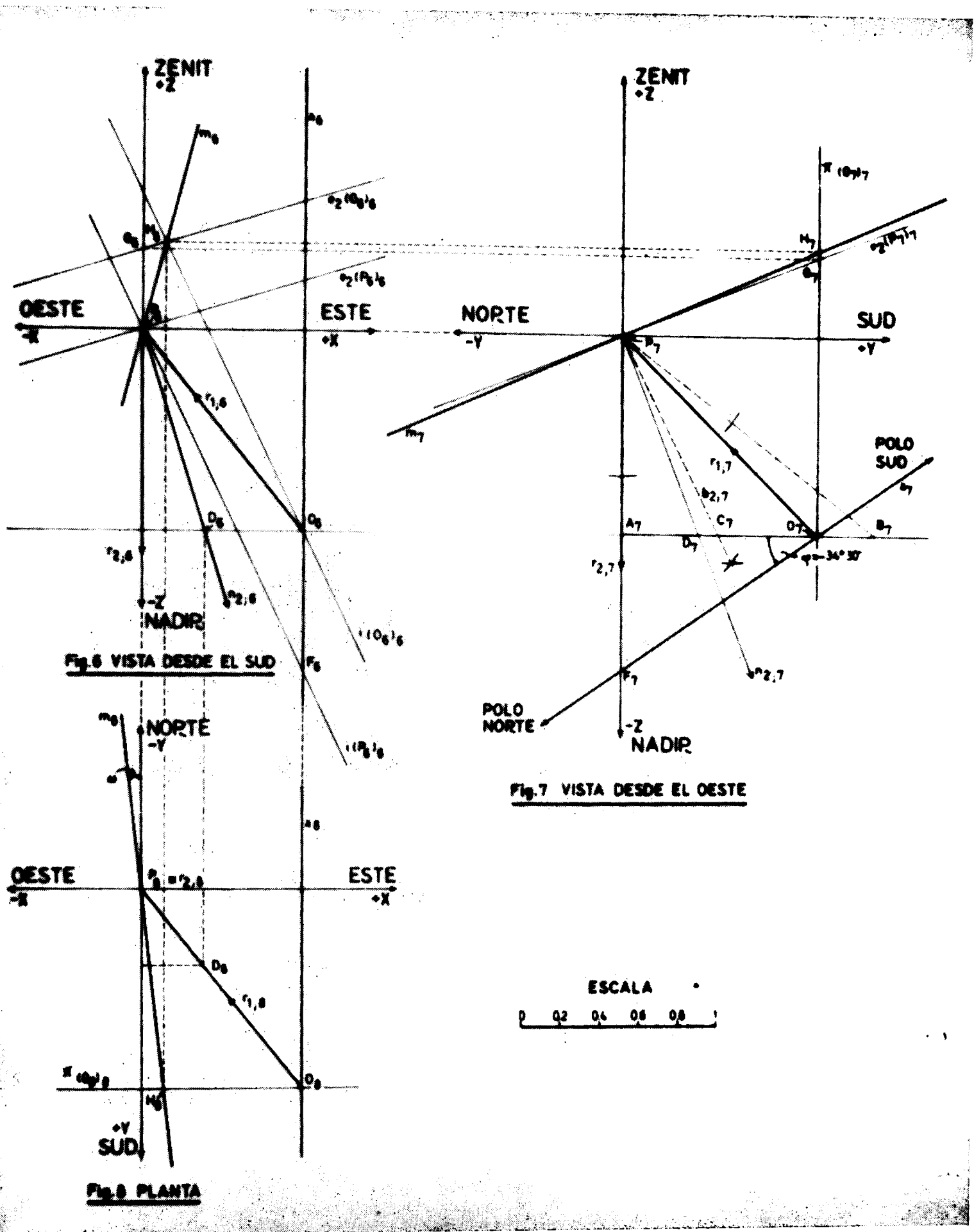
[para $s = 0$, $G(s) = \cos \delta \cos \varphi$]

$d = h \{ [F(s) - \operatorname{sen}^2 \varphi] \operatorname{sen} \delta + [G(s)] \operatorname{sen} \varphi \} / \{ [G(s) - \operatorname{sen} \delta \operatorname{sen} \varphi] \cos \varphi \}$

$\omega = \operatorname{arc} \operatorname{tg} \{ [-sd + s(h + \sqrt{h^2 + d^2 + s^2}) \operatorname{tg} \varphi] / [-s^2 + (h + \sqrt{h^2 + d^2 + s^2})(-h - d \operatorname{tg} \varphi)] \}$

En nuestra latitud $\operatorname{tg} \varphi$ y "d" deben tomarse siempre con signo negativo; "h" en cambio debe tomarse con signo positivo.

Cuando un instrumento debe llevar un espectrógrafo de dimensiones considerables, resulta mecánicamente difícil seguir el movimiento aparente del objeto. En general el problema se vuelve muy serio cuando se trata de espectrógrafos solares. Existen dos soluciones típicas: el instrumento con montura coudé y el celóstato y aún incluso el telescopio fijo. La primera solución suele tener problemas de flexiones variables a lo largo del día dado el elevado factor de escala utilizado y además rota la imagen a lo largo del día junto con el instrumento. Se puede corregir esto último haciendo rotar el espectrógrafo junto con el instrumento o intercalando un sistema de prismas que roten en sentido contrario. En el primer caso se tiene la ventaja de que los planos de polarización parcial introducidos por el sistema, no rotan respecto a la imagen a lo largo del día. La segunda solución frecuentemente adoptada es el celóstato. Utilizando la palabra celóstato para designar cualquiera de los sistemas de uno o dos espejos que mantienen iluminado un telescopio fijo durante todo el día, el más utilizado actualmente es el de Lippmann. Si bien éste consta de dos espejos, tiene la ventaja de no provocar rotación de la imagen a lo largo del día y como inconvenientes el hecho de que cambian ligeramente los planos de polarización introducidos por el sistema con respecto a la imagen y que durante todo el invierno hasta pasados los equinoccios inclusive debe evitarse la sombra del secundario sobre el primario cambiándolo de



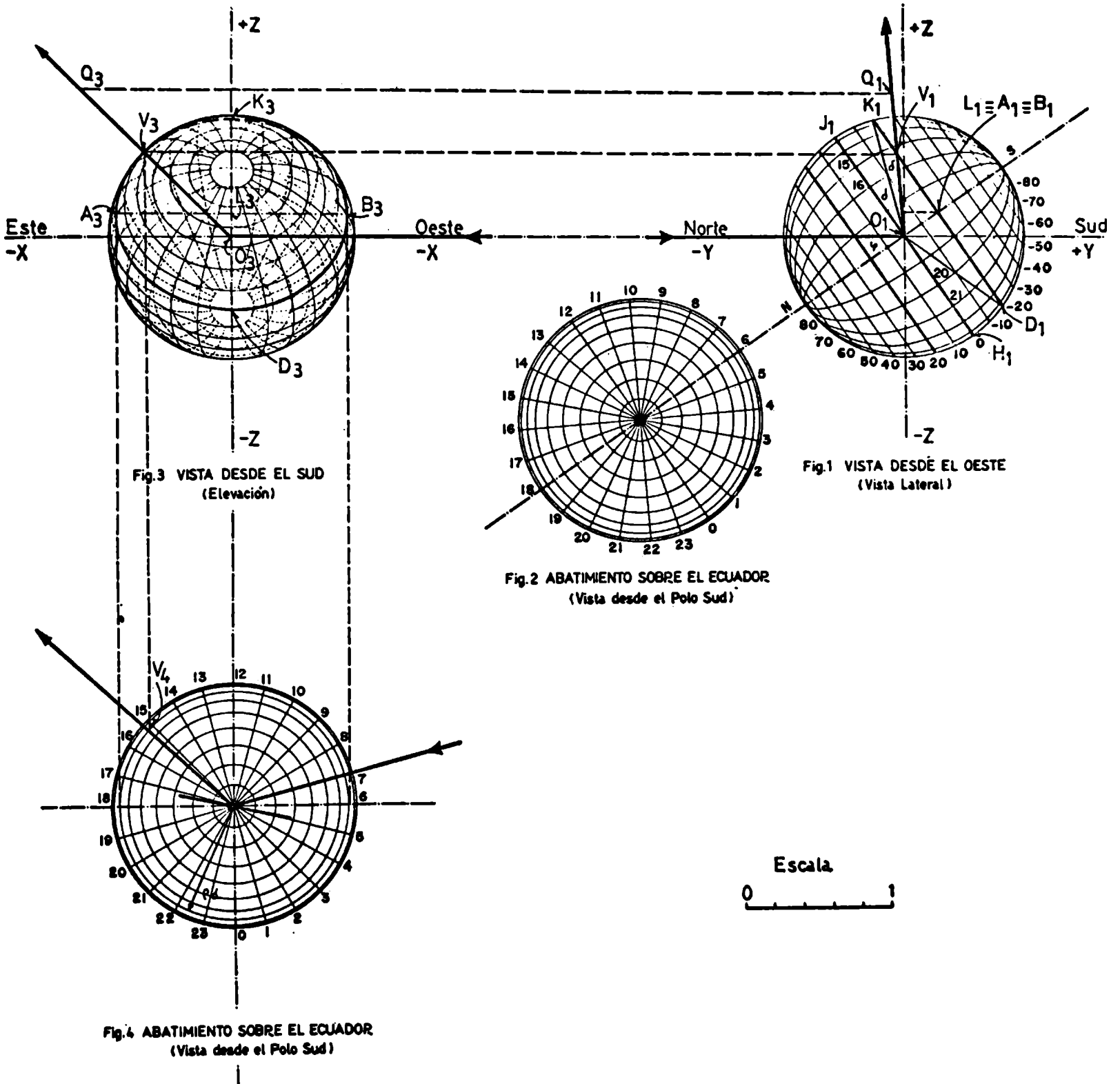
su posición este a la oeste a mediodía y aún más veces, si se pretende plena iluminación a primera y última hora. Este cambio sí introduce rotación de imagen quedando a partir de dicho momento la dirección de la ascensión recta en una nueva posición. El elemento esencial de este celóstato es el primario (llamado por muchos celóstato propiamente dicho) cuya superficie se monta paralelo (y conteniendo en lo posible) a su eje de rotación diurno que a su vez se monta paralelo al eje de la tierra. La velocidad de rotación es una vuelta en 48 horas para duplicar los ángulos del espejo. El secundario sirve para poder compensar las variaciones del ángulo con que la luz del sol deja al primario, ya que al variar su declinación debe variar la relación d/h y para esquivar la sombra hay que variar s . Para ajustar las tres componentes de la distancia entre espejos existen varias soluciones que fundamentalmente dependen de la latitud del lugar de montaje. En general para zona tropical y subtropical h se hace fijo y el primario se monta sobre rieles cruzados de modo que puede moverse en dos sentidos, manteniéndose al mismo tiempo paralelo a sí mismo. Para latitudes mayores generalmente se fija d y se hace variable la altura del secundario dejando rieles solamente para s o incluso se fija $d^2 + s^2$ haciendo girar el primario alrededor de la columna del secundario (manteniéndose paralelo a sí mismo gracias a dos peñas) por resultar más compacto de esta manera.

Para este trabajo sirvió de base el celóstato del espectroheliógrafo de San Miguel, Argentina ($\varphi = -34^{\circ}33'22''$), que es copia de uno diseñado para Manila, Filipinas ($\varphi \cong 20^{\circ}$). Contra la costumbre casi universal de astrónomos y cosmógrafos, los cuales suelen trabajar con triángulos esféricos y figuras de análisis en perspectiva, se trabajó con proyecciones ortogonales (Monge). Esto tiene la ventaja de requerir mucho menos imaginación y permite verificar paso a paso los resultados analíticos. Dado que el formuleo es fiel reflejo del dibujo, sólo se describe este último.

Las proyecciones de las coordenadas esféricas se obtuvieron en las figs. del 1 al 4 trazando en todas, excepto la 2, primero los ejes. Luego con un ángulo φ el eje del mundo en la fig. 1 y sobre su prolongación se ubicó la 2. Un círculo con radio unitario arbitrario en todas es el siguiente paso. Los paralelos de la fig. 1 se obtuvieron con ángulos centrales iguales a la declinación respectiva. Los paralelos de las figs. 2 y 4 se trazaron con radios tomados de la 1. Luego se trazaron los meridianos horarios en las figs. 2 y 4. Proyectando las intersecciones correspondientes de la 2 sobre los paralelos de la 1 se obtuvieron los meridianos en la 1. Proyectando luego los correspondientes a cada intersección de la 1 y la 4 sobre la 3 se obtiene por la intersección de las proyecciones los correspondientes de la 3 y así punto por punto los paralelos y meridianos de ésta. Para el rayo incidente se supuso el sol con $\delta = 20^{\circ}$ y las 7^h . El emergente debe pasar por el centro del secundario ubicado en un punto como Q_3 ($x_Q = s = -0,8$; $z_Q = h = 1$). El rayo O_3Q_3 cortará la elipse $A_3K_3B_3D_3$ de latitud -20° (tiene declinación -20° por simetría) en un punto que

llamaremos V_3 . Sus coordenadas las obtuvimos por geometría analítica como intersección de la recta con la elipse dada por los extremos de sus ejes obtenidos por proyección desde las figs. 1 y 4. Para obtener V_1 proyectamos V_3 sobre el paralelo -20° de la fig. 1. La proyección del rayo emergente pasará por dicho punto y por O_1 en esta fig.; Q_1 también estará sobre el mismo, donde corta la proyección de Q_3 . La solución del problema es $y_{Q_1} = d$.

Para la rotación sirvieron las figs. 6, 7 y 8. "O" sigue siendo el centro del primario pero el centro de coordenadas es ahora el centro del secundario designado con P. Trazados los ejes y ubicados ambos puntos en las tres figuras podemos agregar el rayo incidente al secundario O_6P_6 , etc., en las tres proyecciones y también el emergente que suponemos vertical hacia abajo. El ángulo entre ambos lo obtenemos en verdadera magnitud tomando $A_7B_7 = P_8O_8$. La bisectriz determina C_7 . Haciendo $P_8D_8 = A_7C_7$ y proyectando sobre la horizontal que pasa por O_6 obtenemos D_6 que es punto de la proyección de la bisectriz y por ende de la normal al espejo. Trasladando y_{D_6} a la fig. 7 obtenemos D_7 sobre la horizontal que pasa por O_7 obteniendo $n_{2;7}$, la otra proyección de la normal. Perpendicular a ésta podemos dibujar $e_{2(P_6)6}$ y $e_{2(P_7)7}$ que son las trazas del plano del espejo sobre un plano vertical que contiene al eje "y" en la fig. 6 y otro que contiene el eje "x" en la 7. También podemos dibujar la proyección del eje del mundo en la fig. 7 con el ángulo φ y la llamaremos a_7 . a_6 y a_8 coincidirán con la traza de un plano vertical que contienen el punto O y es paralelo al eje "y". También necesitaremos un plano vertical que pasa por O_7 y es paralelo al eje "x". Dicho plano es perforado por $e_{2(P_7)7}$ en el punto G_7 . La proyección de la traza del plano del espejo sobre este último en la fig. 6 pasará por G_6 , proyección de G_7 , y será paralela a $e_{2(P_6)6}$. Lo que nosotros buscamos es m_8 que con el eje "y" formará el ángulo i en la fig. 8 que es la incógnita. m_8 es la proyección horizontal de la intersección de un plano que contiene el eje del mundo y el punto P con el plano del espejo secundario. Para obtener la intersección de dos planos en el espacio se cortan con planos paralelos a los de proyección ambos planos y donde se cortan las trazas respectivas estarán puntos de la intersección de ambos planos. Ya tenemos un punto de la intersección que sabemos que es "P". Para obtener la intersección del plano que contiene el eje del mundo y "P" con el mismo plano que contiene $e_{2(G_6)6}$ tenemos que obtener previamente su intersección con otro paralelo que contiene a "P". F_7 será un punto de la misma y su proyección F_6 también. Con ello podemos trazar su proyección $i_{(P_6)6}$ y pasando por "O" una paralela a la misma que será $i_{(O_6)6}$ que es la intersección buscada. El punto H_6 , donde $i_{(O_6)6}$ corta $e_{2(G_6)6}$, será proyección del punto H de la recta m buscada. Ya podemos trazar m_6 . Para obtener las otras proyecciones de H tenemos que recordar que tanto $i_{(O_6)6}$ como $e_{2(G_6)6}$ son proyecciones de rectas que pertenecen a un plano vertical paralelo al eje "x" y que contiene el punto "O". Luego $y_H = y_O = d$. Conocida la y_H podemos dibujar H_7 y H_8 y por ende m_8 quedando resuelto el problema.



CONTENIDO

GALAXIAS

COMUNICACIONES

Un estudio sobre la irregular magallánica NGC 7774	M. Pastoriza y E. Agüero	3
The hydrogen line spectrum of gaseous nebulae	H. Gerola, M. Salem and N. Panagia	4

INFORMES DE TRABAJO

Búsqueda de grupos de galaxias y de galaxias peculiares	H. Dottori, A. Samuel y J. L. Sérsic	4
Sobre una cadena de galaxias en Centauro ...	J. L. Sérsic y E. L. Agüero	6
El objeto Fourcade-Figueroa	C. R. Fourcade	10

RADIOASTRONOMIA

COMUNICACIONES

Correlación entre velocidades radiales de líneas interestelares ópticas y de radio en el hemisferio sur galáctico	D. Goniadzki	12
--	--------------	----

INFORMES DE TRABAJO

Análisis estadístico de 123 concentraciones de hidrógeno neutro	S. Garzoli y C. Jaschek	13
Observaciones de la Galaxia a bajas latitudes en la línea de 21 cm	W. Pöpel y E. R. Vieira	14

FOTOMETRIA

COMUNICACIONES

La función estructural del material interestelar	A. Feinstein y H. Marraco	16
Fotometría superficial de galaxias en dos colores	E. L. Agüero	17
Fotometría fotoeléctrica UBV de SX Phoenixis .	J. J. Clariá	18
Fotometría fotoeléctrica UBV de galaxias con núcleos peculiares	M. G. Pastoriza y J. J. Clariá	22

INFORMES DE TRABAJO

Fotometría de cúmulos de galaxias - Experiencias con efecto Sabatier - III	H. Dottori	24
Fotometría fotoeléctrica UVB del cúmulo abierto NGC 5460	J. J. Clariá	25

ESPECTROSCOPIA

COMUNICACIONES

Peculiar classified Wolf-Rayet Stars H. D. 90657 and H. D. 117688	V. N. de Monteagudo	30
Possible new binaries among the Wolf-Rayet stars	V. N. de Monteagudo	30
Observaciones de nebulosas planetarias australes	R. Méndez y A. Ringuelet	30
Comentarios sobre 272 +12°1, 292 +1°1, 328 -17°1	A. Ringuelet y R. Méndez	30

INFORMES DE TRABAJO

Variaciones espectrales en estrellas Ap	E. Brandl	31
Una estrella muy roja en la asociación I Scorpii	L. Milone	31

ASTROFISICA TEORICA

COMUNICACIONES

La magnitud absoluta de las estrellas Am ...	S. Rocha y C. Jaschek	32
Una nueva interpretación de los recuentos estelares promedios de Seares van Rhijn, Joyner y Richmond	H. Wilkens	32
Espectro colisional de galaxias con líneas de emisión	L. Coscia y H. Gerola	34

INFORME DE TRABAJO

Parámetros cinemáticos de grupos estelares .	A. E. Gómez	36
---	-------------	----

MECANICA CELESTE

COMUNICACIONES

Sobre la determinación de fuerzas no gravitatorias que actúan sobre los cometas	P. Zadunaisky	37
Un nuevo procedimiento para el desarrollo de la función perturbadora en el problema de los tres cuerpos	C. Altavista	40

ASTRONOMIA SOLAR

COMUNICACIONES

Fulguración cromosférica del 27 de febrero de 1969	H. Grossi Gallegos	42
Desaparición brusca de un filamento asociada a la fulguración del 8 de marzo de 1970 ..	M. Rovira y M. Machado	47
Algunas características de los perfiles de la línea K del Call en fulguraciones sobre manchas solares	J. Seibold	47
Sobre el problema de oscilación de filamentos	H. Grossi Gallegos, M. Machado y M. Peralta	51
Fenómenos homólogos en 408 Mhz	M. Ferrari y V. Esterkin	53

INSTRUMENTACION

INFORME DE TRABAJO

Estudio del celóstato de Lippmann en coordenadas cartesianas	T. Paneth	60
---	-----------	----

