



BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA

☆

N.º 17

☆

LA PLATA 1973

22

BOLETIN
DE LA
ASOCIACION
ARGENTINA
DE
ASTRONOMIA

☆

N.º 17

☆

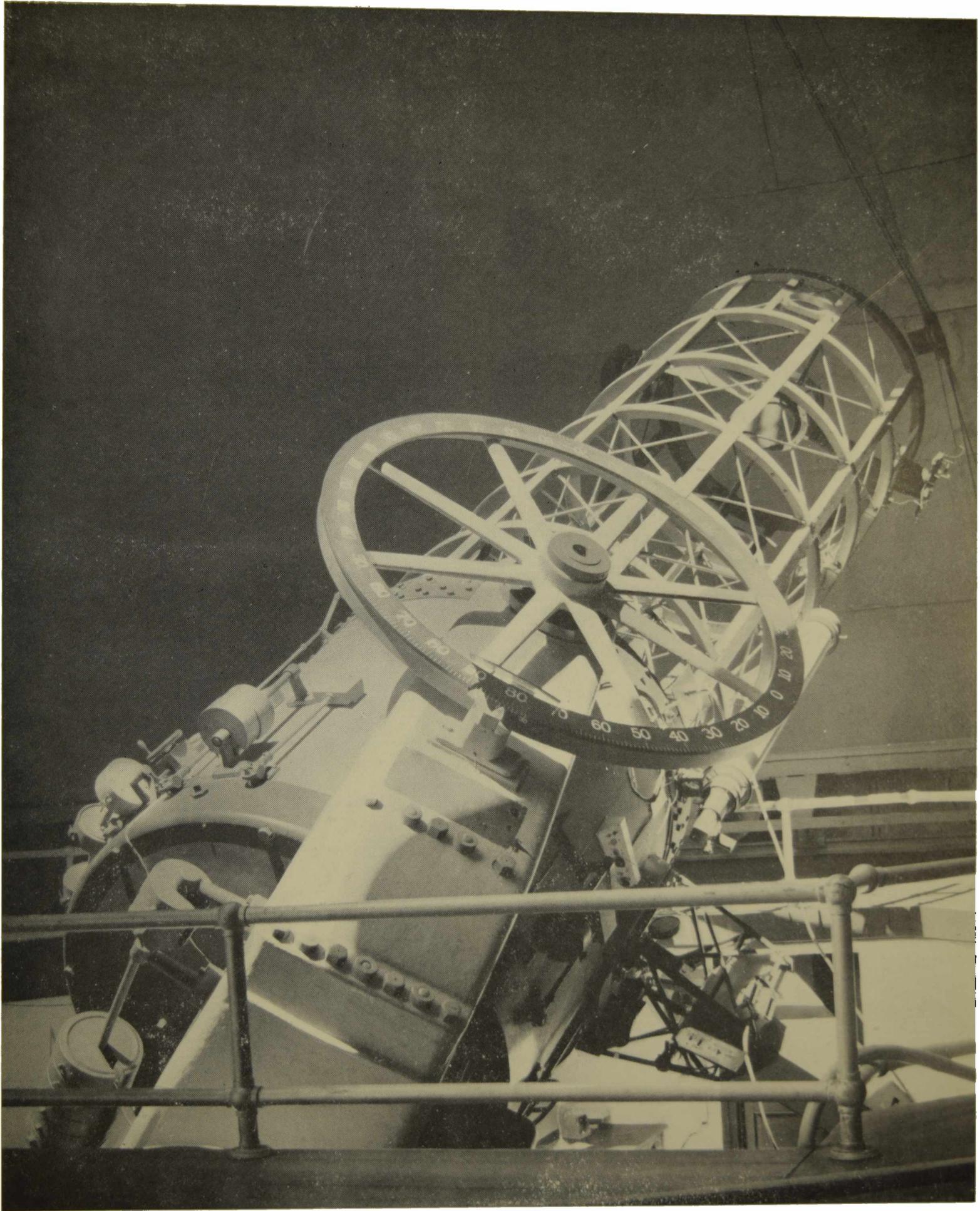
LA PLATA 1973

*OBSERVATORIO ASTRONOMICO
NACIONAL DE CORDOBA*

Homenaje al Primer Centenario del Observatorio,
fundado por Domingo F. Sarmiento en 1871

En la foto:

Anteojos Reflectores de 152,4 cms. de la
Estación Astrofísica de Bosque Alegre
pertenciente al Observatorio de Córdoba.



NOTICIA

Los trabajos incluidos en este número del Boletín fueron presentados en la XVII Reunión de la Asociación Argentina de Astronomía, que se efectuó en el Observatorio Astronómico Nacional de Córdoba, los días 25, 26 y 27 de octubre de 1971.

El retraso en la aparición de este número se debió a circunstancias económicas que han incidido negativamente sobre la misma y que felizmente fueron salvadas. Sin embargo, la idea de transformar este Boletín en Revista periódica de la Asociación ha seguido encontrando amplio eco en sus asociados. Y es gracias a este apoyo que podemos formular votos para que este propósito se vea pronto cristalizado en homenaje a la astronomía argentina.

El costo de este Boletín ha sido parcialmente cubierto por un subsidio otorgado por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas.

La redacción es de los autores.

FRANCISCO LOPEZ GARCIA
Editor

La Plata, mayo de 1973.

ASTROFISICA DE ALTAS ENERGIAS

COMUNICACION

Medición simultánea de los cuatro parámetros de Stockes

J. ALBANO Y R. J. TERLEVICH

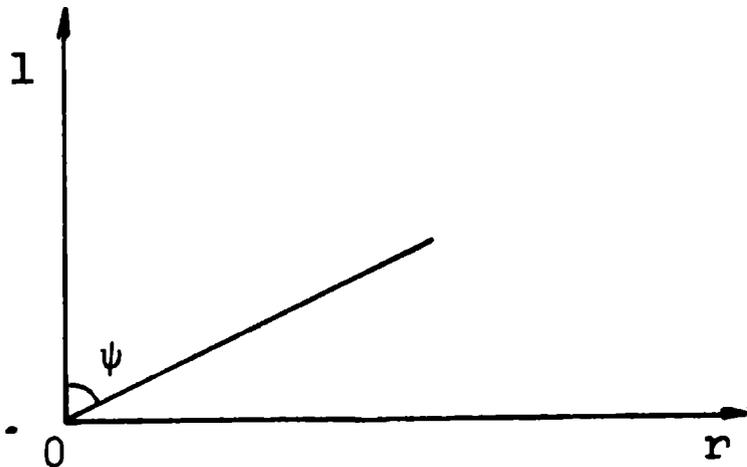
*Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires
y Observatorio Astronómico, La Plata
Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

Introducción: Una de las formas de indagar sobre los procesos físicos responsables de emisiones electromagnéticas, es mediante el estado de polarización de las mismas. Analizando el porcentaje y tipo (ya sea lineal, circular o elíptica) podemos concluir si la radiación está polarizada debido a: ser emisión de Síncrotron, dispersión Thompson, dispersión por partículas anisotrópicas, etc.

El objeto de esta comunicación es mostrar un sistema que permitiría la determinación simultánea de los cuatro parámetros de Stockes (IQUV), lo que lo hace particularmente útil para el estudio de objetos cuya polarización e intensidad varía rápidamente con el tiempo.

El estado de polarización de una radiación electromagnética queda caracterizado por los cuatro parámetros de Stockes referidos a dos ejes perpendiculares entre sí y orientados arbitrariamente, de tal forma que la intensidad de la misma analizada a través de una lámina retardadora y un filtro polarizante cuyo plano de transmisión forma un ángulo ψ respecto a uno de los ejes de referencia, viene dada por la siguiente expresión:

$$I(\psi, \epsilon) = 1/2 (I + Q \cdot \cos 2\psi + (U \cdot \cos \epsilon - V \cdot \sin \epsilon) \sin 2\psi)$$



donde:

I, Q, U, V = Parámetros de Stockes
 ϵ = retardo de fase

El grado de polarización, la orientación de la elipse de polarización y la elipticidad de la misma, tienen la siguiente expresión en función de los parámetros de Stockes:

$$P^2 = (Q^2 + U^2 + V^2) / I^2 \quad (2)$$

$$\tan 2\psi = U/Q \quad 0 < \psi < \pi \quad (3)$$

$$\sin^2 2\beta = V^2 / (Q^2 + U^2 + V^2) \quad (4)$$

$$-\pi/4 < \beta < \pi/4$$

β es el ángulo cuya tangente es el cociente de los ejes de la elipse; y cuyo signo da el sentido de rotación del vector eléctrico.

Para determinar los parámetros de Stockes es necesario conocer la intensidad de la radiación para cuatro posiciones diferentes del sistema analizador. Las expresiones que determinan dichos parámetros resultan mucho más simétricas si se utilizan 6 mediciones (con analizadores en diferente posición), siendo además esto necesario para determinar el signo de la polarización. Las expresiones son:

$$(5) \quad \begin{cases} I_1 = I(0, 0) = 1/2(I + Q) \\ I_2 = I(90, 0) = 1/2(I - Q) \\ I_3 = I(45, 0) = 1/2(I + U) \\ I_4 = I(135, 0) = 1/2(I - U) \\ I_5 = I(45, \pi/2) = 1/2(I + V) \\ I_6 = I(135, \pi/2) = 1/2(I - V) \end{cases}$$

Teniendo en cuenta 2, 3 y 4 se obtiene:

$$P^2 = (I_1 - I_2)^2 / (I_1 + I_2)^2 + (I_3 - I_4)^2 / (I_3 + I_4)^2 + (I_5 - I_6)^2 / (I_5 + I_6)^2 \quad (6)$$

pues

$$I_1 + I_2 = I_3 + I_4 = I_5 + I_6 = I$$

$$\tan 2\psi = \frac{(I_3 - I_4) / (I_3 + I_4)}{(I_1 - I_2) / (I_1 + I_2)}$$

$$\sin^2 2\beta = \frac{1}{\frac{(I_1 - I_2)^2 / (I_1 + I_2)^2}{(I_5 - I_6)^2 / (I_5 + I_6)^2} + \frac{(I_3 - I_4)^2 / (I_3 + I_4)^2}{(I_5 - I_6)^2 / (I_5 + I_6)^2} + 1}$$

Si definimos $P_{1,2} = (I_1 - I_2) / (I_1 + I_2)$

Resulta:

$$p^2 = P_{1,2}^2 + P_{3,4}^2 + P_{5,6}^2 \quad (7)$$

$$\operatorname{tg} 2\psi = P_{3,4} / P_{1,2} \quad (8)$$

$$\operatorname{cosec} 2\beta = P / P_{5,6} \quad (9)$$

Mediante este formalismo, y dado un determinado modelo de fuente emisora, se puede estimar la intensidad y estado de polarización de la radiación emitida, o viceversa, si mediante una experiencia determinada se logra medir el estado de polarización y la distribución espectral de la radiación recibida, con un desarrollo inverso al anterior se puede determinar el proceso físico responsable de la emisión, y calcular diferentes parámetros de la fuente (densidad electrónica, temperatura, intensidad del campo magnético, etc.).

Este instrumento fue diseñado pensando medir polarización en el continuo de fulguraciones solares en luz blanca, y para aplicarlo a un Astrográfico, dado que las condiciones de estabilidad, óptica refractora y Anteojo Visual con igual escala, lo hacen ideal para este trabajo, pero además, en principio, con fines de calibración se lo piensa utilizar en campos estelares con lo cual alcanzaría $m_v = 6.5$ con una hora de exposición y trabajando en banda ancha $m_v = 10$ también en una hora.

Descripción del instrumento

Para conseguir la simultaneidad en la observación de los parámetros de Stokes se divide el haz incidente en seis, o sea se obtienen 6 imágenes del objeto; cada una de las imágenes se analiza con distintas posiciones de polarizador y desfasador, de manera de obtener en la placa fotográfica densidades proporcionales $I_1, I_2, I_3, I_4, I_5, I_6$.

Específicamente el polarímetro consta de un grupo compacto (A) (ver figura 1), que se coloca delante del sistema astrográfico y un filtro $H\alpha$ que se coloca delante del anteojo visual para controlar el fenómeno.

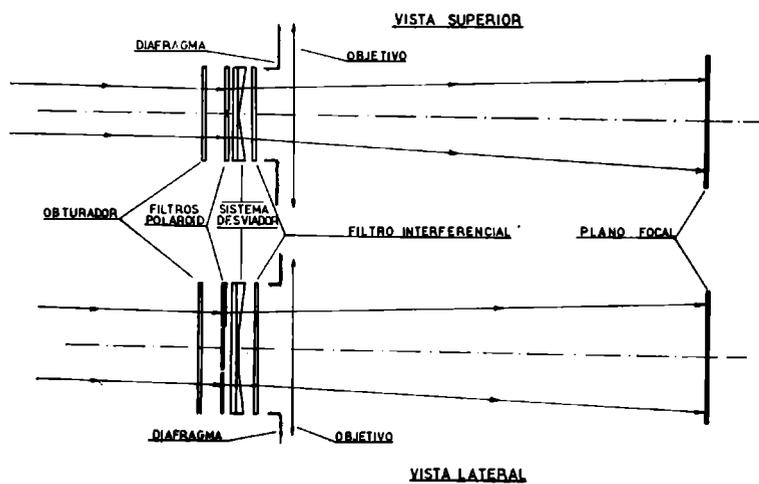


FIG. 1 — Esquema del polarímetro

Este grupo compacto cumple varias funciones, a saber:

I) Divide el haz en seis, para lo cual utiliza un sistema de cuatro prismas y una lámina de caras paralelas, combinadas como lo indica la figura 2.

II) Cada uno de estos frentes de onda se analiza tratando de que represente a I_i con $i = 1, 2, 3, 4, 5, 6$, lo mejor posible y donde las direcciones origen están fijas con respecto a los ejes del instrumento, que debe ser por comodidad, ecuatorial.

III) Seleccionar la banda de observación, para lo cual se utiliza un filtro interferencial con transmisión en $6800 \pm 27\text{Å}$. Esta parte del espectro solar es la que presenta menor influencia de las líneas de absorción y emisión, existe otra zona similar en $5832 \pm 14\text{Å}$.

Esta selección se efectuó con el fin de minimizar la influencia debido al efecto Zeeman presente en las líneas del espectro solar, lo cual introduce una polarización en el haz incidente, que debe ser rechazada.

Esto aparentemente no ha sido tomado en cuenta en anteriores trabajos (1).

IV) Obturar la luz de forma conveniente, de manera de tener tiempos de exposición lo más constante posibles y además disponer de varios.

Luego de esto la luz atraviesa el objetivo y llega al plano focal como se ve en la figura 2.

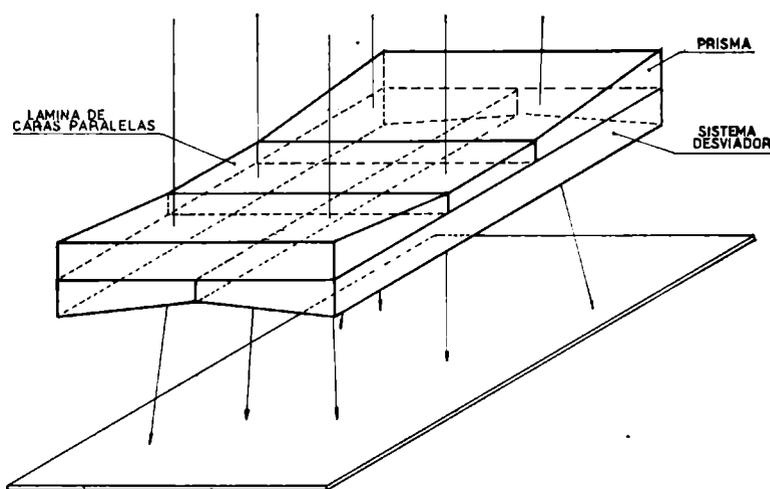


FIG. 2

Las placas fotográficas deben seleccionarse por: sensibilidad en el rojo, grano extrafino y gran latitud y contraste, para asegurar gran aceptación de información, teniendo en cuenta que no hay problema en cuanto a intensidad. En particular, parece adaptarse muy bien la emulsión Kodak-649.

Análisis

La ventaja fundamental de este instrumento frente a los anteriormente utilizados (1) es el de minimizar la polarización instrumental, esto se consigue con el hecho de hacer

que el primer elemento óptico que atraviesa la luz solar, sean las láminas polarizadoras, este simple hecho hace que la polarización introducida luego por todo el sistema óptico pueda ser tomada como variación de la transmisión del sistema óptico, por tanto no se necesita conocer la polarización instrumental; este no es el caso cuando se tienen elementos ópticos por delante del analizador, que pueden introducir una polarización del mismo orden, sino mayor (en el caso de trabajar con óptica de reflexión) a la buscada.

Otra muy importante, ya puntualizada arriba es la simultaneidad de la observación de los cuatro parámetros de Stokes, lo que permite desechar como fuente de errores a la variación de la polarización de la fuente misma en el transcurso de una observación.

Un inconveniente que se encuentra, pero no ya en el instrumento, sino en este tipo de operaciones, es la muy diferente escala de tiempo entre la obtención de la información (minutos), y su reducción (semanas).

La determinación de los parámetros de Stokes significa efectuar la microfotometría de la zona a estudiar y el procesamiento de esos datos, para luego al final recién obtener resultados.

Hemos llegado a la conclusión que resultaría muy conveniente un método de reducción rápido que permitiese obtener resultados de poca precisión pero que indiquen la presencia de una polarización variable en el objeto estudiado. Para eso hemos desarrollado un método de análisis fotográfico basado en interpretar la emulsión fotográfica como una memoria logarítmica. *

De esta manera se logra determinar de una manera rápida la distribución fotosférica de la polarización, arco tangente de la dirección de polarización y el seno del duplo de la elipticidad, en placas donde el ennegrecimiento es proporcional a estos parámetros. Una vez ubicada una serie de placas interesante éstas se reducen con toda la precisión disponible.

Debemos puntualizar cuáles serán los límites de precisión esperables de este instrumento. Dadas las condiciones particulares de éste, ya arriba remarcadas, las fuentes de error provendrán fundamentalmente de:

- A) Variaciones del sistema analizador. (geometría).
- B) Variaciones del sistema óptico. (transmisión).
- C) Variación del detector. (sensibilidad de la placa).

Las A) fundamentalmente serán debidas a falta de rigidez mecánica del conjunto, que apareja variaciones en la dirección de los ejes de los analizadores; los B), tendrán como fuente las fluctuaciones de transmisión del Sistema.

Tanto A) como B) se dejan tratar en conjunto, pues si consideramos su variación pequeña, podemos referir las observaciones a calibraciones propiamente hechas, ya sea

* Ver Apéndice I.

fotométricas y polamétricas, en cada placa, lo cual independiza cada observación de las demás y hace al método, insensible a las variaciones A) y B).

En realidad, como otros autores ya han puntualizado, la principal fuente de errores proviene de la emulsión fotográfica, fundamentalmente a su falta de homogeneidad, esto establece una cota, que aún tomando grandes recaudos

en el revelado puede llegar a $\frac{\Delta D_0}{D_0} \leq 0.5\%$ donde ΔD_0

indica el apartamiento del valor medio D_0 en densidad, esto significa que la polarización mínima medible sería

$$P \cong \frac{0.5\%}{\gamma} \quad (10)$$

donde γ es el factor de contraste y puede ser a lo sumo del orden de $\gamma \approx 9 - 10$ por lo tanto podríamos decir que la polarización mínima medible es:

$$P_m \cong 0.05\%$$

Conclusiones

Las condiciones ya enumeradas sobre este equipo, o sea:

- 1) Simultaneidad de observación de los parámetros de Stokes.
- 2) Simplicidad operativa y constructiva.
- 3) Independencia con respecto a la polarización instrumental.
- 4) Bajo costo.

Unido a la necesidad de aporte de datos sobre la naturaleza del continuo de las fulguraciones solares en luz blanca, indican que es particularmente útil la construcción y operación de este instrumento por su período no menor a un año.

Apéndice I

Fotografía analítica aplicada a la determinación de polarización

Si observamos las expresiones 7, 8 y 9 vemos que la función base es $P_{i,j} = \frac{I_1 - I_j}{I_1 + I_j}$, lo que pretendemos es

obtener placas fotográficas donde la densidad sea proporcional a P.

En general tenemos una placa con densidad proporcional a I_1

$$D_1 = A_1 + \gamma_1 \log I_1$$

y otra

$$D_j = A_1 + \gamma_1 \log I_j$$

con el mismo A y γ dado que están ambas imágenes del objeto impresas en la misma placa.

A esta última se le hace un positivo:

$$D_j^N = A^N - \gamma_1 \gamma_N \log I_j$$

Donde γ_N es el gamma del positivo. Sumando D_i y D_j resulta:

$$D_c = B_c - \gamma_1 \gamma_2 \log \frac{I_i}{I_j^{\gamma_N}}$$

Esto significa, si tomamos

$$\gamma_N = 1$$

y además

$$I_i = I_j + \Delta$$

con

$$\Delta \ll I_i \cong I_j,$$

tenemos

$$D_c = B_c - \gamma_1 \gamma_2 \log \left(1 + \frac{\Delta}{I_j} \right)$$

o bien

$$D_c = B_c - \frac{\gamma_1 \gamma_2}{M} \frac{\Delta}{I_j}$$

con un error menor que

$$\frac{\Delta^2}{I_j}$$

pero también en esa aproximación

$$\frac{\Delta}{I_j} = 2 P_{1,j}$$

por lo tanto:

$$D_c = B_c - \frac{2}{M} \gamma_1 \gamma_2 P_{1,j}$$

o sea tenemos en una placa fotográfica una distribución de densidad proporcional a la polarización en la fuente.

Una conclusión que se extrae de esta expresión es que convenientemente elegidos γ_1 y γ_2 , ambos mayores que 1, la expresión anterior indica que se puede efectuar una verdadera amplificación del efecto buscado; dadas las condiciones que restringen este tipo de observaciones se puede tomar emulsiones de gramo extremadamente fino para el original ($\gamma_1 \sim 4$) y de alto contraste para la copia final ($\gamma_2 \sim 9$) esto significa que el producto $\gamma_1 \gamma_2 \sim 36$ por lo tanto $D_c \cong B_c - 30 P_{1,j}$.

Otra conclusión importante que se obtiene es que mientras podamos desestimar las variaciones de sensibilidad que afecten a grandes áreas de la placa y nos remitimos a tratar de observar variaciones en pequeñas zonas de la imagen podemos desestimar a

$$\frac{\delta D_c}{\delta \gamma_1 \gamma_2}$$

pero se puede ver que si la condición $\gamma_N = 1$ no se cumple esto significa que $\gamma_N = 1 \pm \delta \gamma_N$

$$D_c^1 = B_c^* - \gamma_1 \gamma_2 \log \frac{I_i}{I_j} + \gamma_1 \gamma_2 \log I_j^{\delta \gamma_N}$$

$$D_c^1 = D_c + \gamma_1 \gamma_2 \delta \gamma_N \log I_j$$

Esto nos indica que en la placa vamos a tener la distribución de la polarización (D_c) con coeficiente $\gamma_1 \gamma_2$ y superpuesto a esto una imagen del Sol proporcional a $\gamma_1 \gamma_2 \delta \gamma_N$ (imagen correspondiente a la placa que se le hace el positivo), debido a que la cancelación no fue correcta.

Debemos entonces hacer que $\gamma_N = 1$ se cumpla, para esto podemos utilizar el método de cancelaciones propuesto por WRAY⁷⁰ el cual permite, sin trabajar con placas especiales detectar diferencias de densidad de 0,04, cancelando placas con rangos de más de 3.0 en densidad, usando un proceso de dos etapas paralelas, esto significaría en nuestro caso detectar, trabajando con emulsiones especiales y de alto contraste polarizaciones del orden de

$$P_{1,j} \sim 0,005.$$

(Ver también DE VAUCOULERS 43).

de Vaucouleurs, G., 1943, Science et Industries Photographiques, N° 7-8, 2ª Série, Tome XIV.

Stiber, G., Arkiv For Astronomi. Bd. 4, N° 38.

Wray, J., 1970, A. J. 75, N° 3.

INFORME DE TRABAJO

Importancia de los procesos Sincrotron-Compton

J. R. ALBANO, J. FRANK Y R. TERLEVICH

*Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires,
y Observatorio Astronómico, La Plata
Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

Introducción:

El objeto de este trabajo es analizar la producción de radiación X y gamma a través del mecanismo Sincrotron-Compton para diferentes condiciones físicas del medio emisor, el cual puede ser radiogalaxias radiofuentes, espacio interestelar, remanentes de supernova, halos galácticos, etc.

Una de las características principales de una fuente emisora es el espectro energético de sus electrones $N(E, t)$, el cual está regido por la ecuación de continuidad

$$\frac{\partial}{\partial t} N(E, t) + \frac{\partial}{\partial E} (E \cdot N(E, t)) = \sum_i Q_i(E, t) \quad (1)$$

donde Q_i son las fuentes y sumideros de electrones.

Según los procesos que preponderen en las pérdidas de energía de los electrones, el espectro tendrá características particulares (Kardashev, 1962). Se estudiará a lo largo de este trabajo la característica de la emisión Síncrotron-Compton para los diferentes espectros obtenidos a partir de (1), es decir su intensidad y distribución espectral.

Descripción del proceso:

Por interacción entre un electrón y un campo magnético H se produce un fotón, el cual para las condiciones de H y E en las que trabajaremos cae en el rango radio e infrarrojo. La emisividad para esta radiación está dada por (Ginzburg y Syrovatskij, 1969):

$$S(\epsilon) = \frac{\sqrt{3}}{16} \frac{e^3 H}{mc^2 h \epsilon} \int N(E) F\left(\frac{\epsilon}{h\nu_c}\right) \frac{dE}{h} \quad (2)$$

donde

$$\nu_c = \frac{3}{16} \frac{eH}{mc} \left(\frac{E}{mc^2}\right)^2$$

h = constante de Planck

$$F(\alpha) = \alpha \int_{\alpha}^{\infty} K_{5/3}(x) dx$$

ϵ = energía del fotón emitido

Este fotón producido luego interactúa en forma Compton con los mismos electrones de la fuente, apareciendo otro fotón cuya energía puede caer desde el infrarrojo hasta X y Gamma. La emisividad de este proceso tiene la expresión: (Blumenthal y Gould, 1970).

$$S_{CS}(\epsilon_x) = \frac{1}{4\pi} \int n(\epsilon) \sigma N(E) d\epsilon dE \delta(\epsilon_x - \langle \epsilon_x \rangle) \quad (3)$$

donde:

σ = sección eficaz de Klein-Nishina

$n(\epsilon)$ = densidad de fotones radio

$\langle \epsilon_x \rangle$ = energía media del fotón dispersado

La densidad de fotones de radio se obtiene a partir de (2) y teniendo en cuenta la geometría del problema (dimensiones del objeto, configuración del campo, etc.)

Resultados obtenidos:

Como primera aplicación del problema hemos considerado el modelo de halo galáctico, con campo magnético medio H de $4 \mu G$ y radio del Halo $R = 4 \times 10^{22}$ cm.

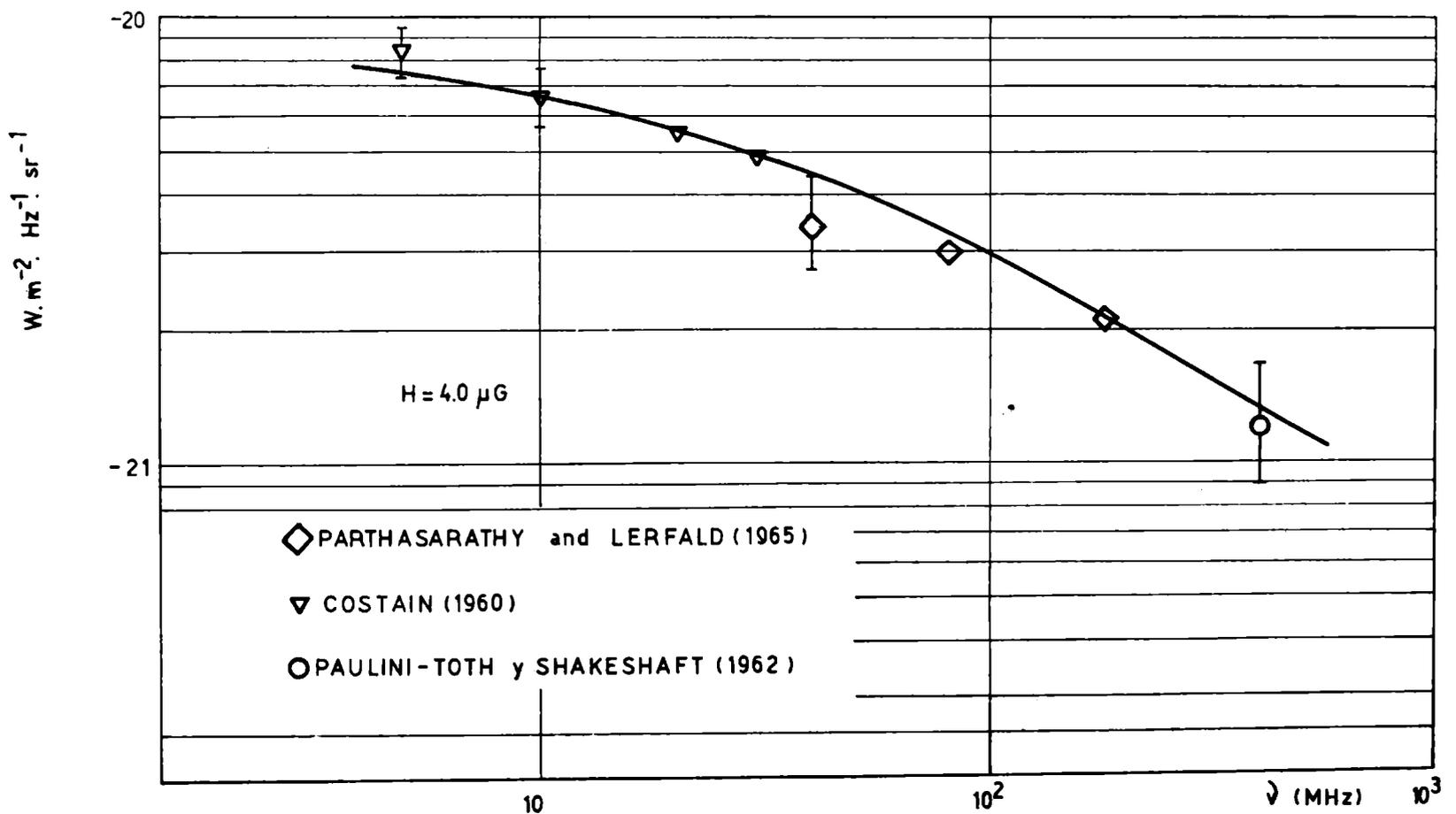


FIGURA 1: Espectro de radio obtenido y algunos valores observacionales. Se observa el buen acuerdo entre la curva teórica y las observaciones.

El espectro electrónico utilizado fue el obtenido por Razin, y cuya expresión es:

$$I(E) = 1.4 \times 10^{10} \left(\frac{E}{mc^2} \right)^{-2.5} \left(\frac{a}{b} \right) \cdot \left(\frac{E}{mc^2} + 1 \right)^{-1} \frac{\text{elect.}}{m^2 \text{ seg. str. BeV}}$$

donde

$$\frac{a}{b} = 3.85 \times 10^6$$

Esta expresión proviene de un promedio sobre una serie de valores observacionales de electrones cósmicos obtenidos con cohetes y satélites.

Con estos elementos hemos calculado el espectro de la emisión en radio, el cual puede observarse en la figura 1, donde se constata el buen acuerdo entre la curva obtenida y los valores observacionales.

Para el cálculo del flujo Compton se utiliza la densidad de fotones obtenida a partir de (2), usando en la fórmula (3) los valores límites de σ según se cumpla o no la desigualdad:

$$E \ll \frac{m^2 c^4}{4 \epsilon}$$

que está delimitando la aproximación de Thomson de la de Klein-Nishina.

El flujo obtenido resultó ser muy débil, varios órdenes de magnitud por debajo del flujo observado en la zona de X y gamma. En la figura 2 se observa la curva obtenida, junto con otras en que se ha variado el valor del campo magnético medio a los efectos de estudiar el comportamiento de la fuente en función de H. Obsérvese que el espectro se extiende desde el infrarrojo hasta los rayos gamma.

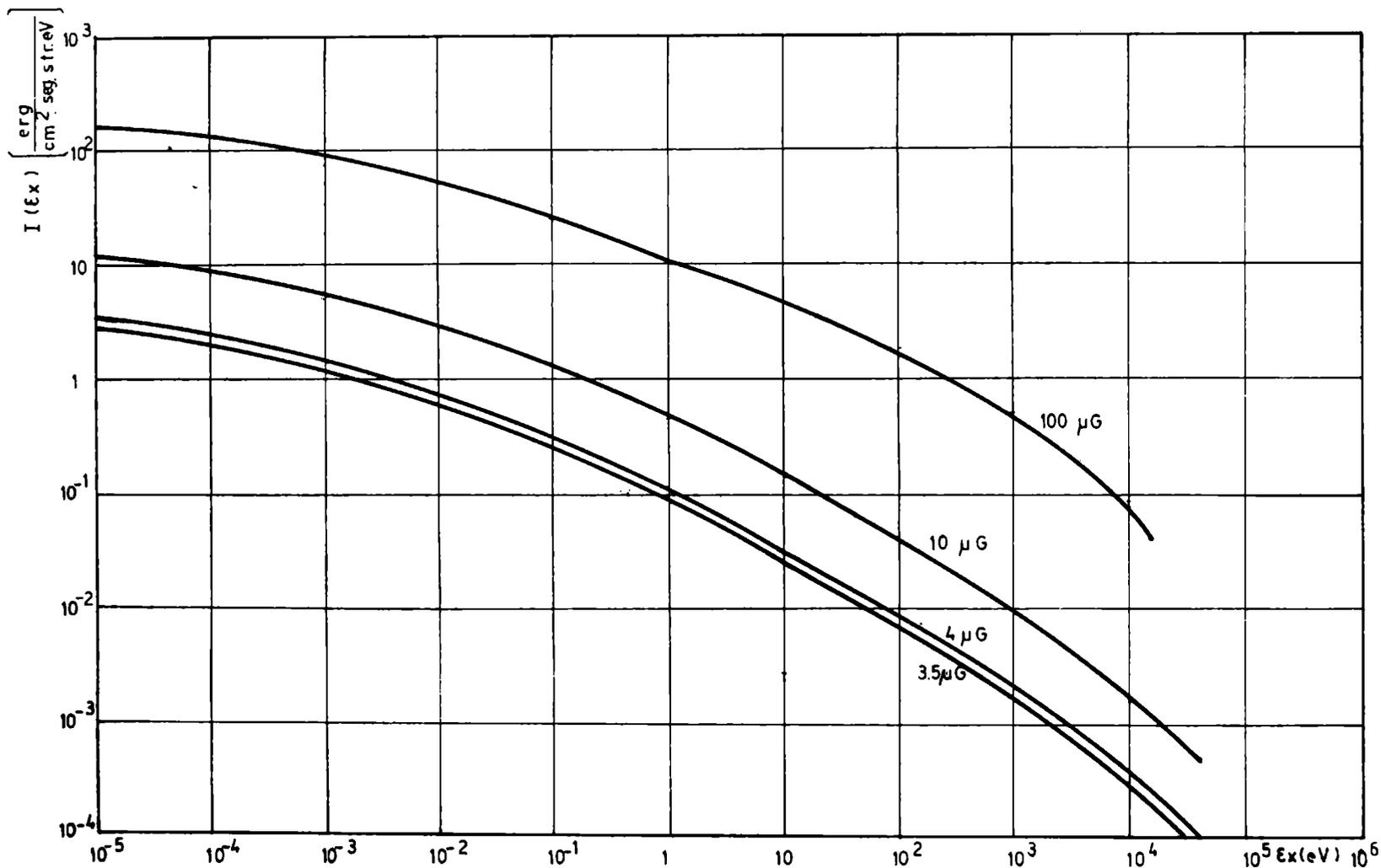


FIGURA 2: Flujo Sincrotron-Compton para diferentes valores de campo magnético medio.

Respecto a la aplicación de este proceso al halo galáctico podemos concluir que el mismo no es importante en la producción de radiación galáctica, cosa que era predecible ya que la densidad de energía de la radiación 3° K es mucho mayor que la obtenida en este modelo.

Los pasos posteriores de este trabajo serán la aplicación de este proceso a otros modelos de fuentes con el

objeto de determinar en qué casos juega un papel importante en cuanto a la producción de radiación.

Blumenthal, G. R. and Gould, R. J.: *Reviews of Modern Physics*, Vol. 42, N° 42, 1970.

Ginzburg, V. L. and Syrovatskij, S. I.: *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 7, 375, 1969.

Kardashev, N.: *Soviet Astronomy*, 6, 317, 1962.

Razin, V. A.: *Soviet Astronomy*, 14, N° 1, 1970.

ASTROFISICA TEORICA

COMUNICACIONES

The mass function in spectroscopic binaries

C. JASCHEK AND O. FERRER

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: The distribution of the mass function of bright spectroscopic binaries is studied for systems with dwarf and with giant primaries. It is found that the distribution is very similar in both cases.

Assuming that the inclination has a random distribution and postulating different distribution functions for the mass ratio, it is found that the distribution of the mass function depends only weakly upon the distribution function of the mass ratio.

Apparently a distribution law $f(\mu) = \mu^{-7/3}$ reproduces well the observed statistics, provided that μ varies between 1 and 0,25. These results are in agreement with those found by C. Jaschek in Publ. Obs. Geneve, N° 24 (1971).

The paper in full will be published elsewhere.

Critical revision of the methods for the derivation of the luminosity function

J. C. MUZZIO *

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Different methods employed for the derivation of the luminosity function in the solar neighbourhood are reviewed. It is shown that most of these methods introduce systematic errors in the results. It is shown that, with certain improvements, van Rhijn's method is the best one.

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

The luminosity function in the solar neighbourhood

J. C. MUZZIO *

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: van Rhijn's method is used to derive the luminosity function in the solar neighbourhood from large proper motion stars. The values obtained are smaller than the currently accepted ones; for $M_B < 9$, the factor is of the order of two. It is shown that these differences arise from the systematic errors of other methods, specially for non-inclusion of the correction for the errors of the parallaxes. The luminosity function has some irregularities, not previously found because of smoothing. A secondary maximum near $M_B = 11$, particularly, seems to be a real feature.

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

Acerca de los parámetros de cúmulos abiertos y nubes galácticas

C. J. LAVAGNINO

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: El problema de la relación entre nubes y estrellas es analizado según las relaciones entre el núcleo y el tamaño de los cúmulos abiertos.

A Re-Analysis of τ U Ma

Z. LÓPEZ GARCÍA

Observatorio Astronómico, La Plata y CONICET, Buenos Aires

Abstract: A re-analysis of the Am star τ U Ma is carried out using new determinations of effective temperature and gravity. The abundances agree in general except a constant factor with those found by Greenstein. The existence of certain heavy elements founded in the most cold Ap stars is investigated.

INFORME DE TRABAJO

El diagrama magnitud - diámetro de las asociaciones de estrellas O y B y de los cúmulos estelares globulares y abiertos

H. WILKENS

Observatorio Astronómico, La Plata

En el año 1960 el autor publicó por primera vez un diagrama que representa la dependencia de los diámetros de los cúmulos globulares de sus magnitudes integrales. Los datos observacionales directos, es decir, por un lado la magnitud integral aparente, por el otro lado el diámetro aparente ya nos dan una imaginación exacta del resultado final. Este realmente es una línea recta. Desde el punto de vista puramente matemático, este resultado no sufre

ninguna modificación al pasar a valores absolutos introduciendo las distancias de los cúmulos globulares. De esta manera ya hace 10 años hemos llegado al resultado notable de que en un diagrama "Magnitud integral absoluta medida en magnitudes con respecto al Logaritmo del Diámetro lineal" casi todos los cúmulos globulares desde los más fuertes y más grandes hasta los más débiles y más pequeños se aglomeran con pocas excepciones muy estrictamente a lo largo de una línea recta, la cual pasa con un ángulo de 45° desde una esquina hacia el centro del diagrama.

Ahora seguramente será interesante ver lo que pasa, cuando se investiga la misma relación para los cúmulos estelares abiertos. En el año 1963 W. Buscombe publicó ese ensayo. Con respecto a esta curva de los cúmulos abiertos hay que observar lo siguiente: Ella es también una línea recta; sin embargo termina con una suave curva, y no indica ninguna relación con la línea recta de los cúmulos globulares. Según Buscombe su curva se ha originado por la formación de valores promediados. Con ayuda de los valores individuales de casi 200 cúmulos estelares abiertos en el catálogo de Buscombe es fácil comprobar que la dispersión de estos valores promediados de Buscombe es extraordinariamente grande; porque los cúmulos estelares abiertos cubren realmente una superficie bastante grande del diagrama, en marcado contraste con los cúmulos globulares, los cuales pueblan, completamente aparte, una franja tan angosta que puede ser reemplazada muy probablemente por la línea recta arriba mencionada.

Pues hoy en día, por varias razones no podemos más estar satisfechos con la solución del problema dada por Buscombe. Actualmente ya pueden ser reemplazadas por valores más modernos los datos observacionales aplicados, magnitudes aparentes por un lado, y diámetros aparentes de los cúmulos estelares abiertos, por el otro lado, dados principalmente por Lundmark-Collinder (1931). Pero además de esto, es interesante desde un principio la consideración siguiente de los puntos de los cúmulos abiertos provenientes de Buscombe en el Diagrama luminosidad-diámetro. En el futuro siempre consideramos solamente el diagrama de los valores absolutos, lo cual posee únicamente una importancia física común para la comparación de todos los cúmulos, sean abiertos o globulares. Por lo tanto consideramos las latitudes galácticas de los cúmulos abiertos. En total están a nuestra disposición 166 cúmulos estelares abiertos. Solamente 29 cúmulos, cuya latitud $|b| \geq 10^\circ$ forman un grupo muy cerrado de las magnitudes más débiles y de los diámetros más pequeños; estas últimas mucho menores < 10 parsecs. Después 40 cúmulos, cuya latitud $|b|$ va desde 4° hasta 9° , forman un grupo bastante variado de magnitudes y diámetros medios y finalmente 97 cúmulos, cuya latitud $|b|$ va desde 0° hasta 3° indican un grupo de las magnitudes más fuertes, cuyos diámetros varían muchísimo desde más o menos 20 parsecs hasta 1 parsec. Este grupo últimamente citado comprende 60 % de todos los cúmulos abiertos, porque estas mismas poseen sin embargo, como se sabe, una concentración muy fuerte hacia el plano galáctico, en contraste con los cúmulos glo-

bulares que evitan directamente este plano. Por esto tampoco hay que asombrarse que este grupo de los cúmulos abiertos exhibe las mayores distancias y los excesos de color más fuertes, mientras que aquellos cúmulos abiertos, cuya latitud $|b| > 10^\circ$, no han sufrido casi ninguna absorción interestelar. Además ahora ya podemos añadir que el grupo de cúmulos estelares abiertos próximo al ecuador contiene exclusivamente cúmulos jóvenes y muy jóvenes, mientras que todos los cúmulos abiertos viejos se encuentran fuera de la Vía Láctea, es decir en latitudes $|b| > 10^\circ$.

Ahora bien, en nuestra investigación el mejoramiento de los datos observacionales ha jugado un papel esencial. En los últimos 20 años ya han sido compuestos diagramas color-magnitud de muchísimos cúmulos abiertos en base a las magnitudes aparentes observadas V y de sus índices de color B-V. Estas numerosas investigaciones nos dan ahora la posibilidad de calcular la magnitud integral de un cúmulo abierto con una exactitud mucho mayor por sustracción directa de las intensidades de las estrellas-miembros individuales. Algunos cúmulos abiertos experimentaron de esta manera un desplazamiento importante en el diagrama magnitud-diámetro de todos los cúmulos estelares. Algunos de estos trabajos han permitido además, determinar de nuevo y más exactamente el diámetro aparente de un cúmulo. En este sentido los recuentos estelares en cúmulos abiertos, realizados desde hace más de 10 años, han tenido la mayor influencia. Aquí deben ser citados muy especialmente los trabajos de Artiúkhina y Kholópov en Moscú.

En un informe (1965 Abastumani Boletín 33 sobre "Las coronas de los cúmulos estelares") escribe Kholópov: "Lo que hasta ahora fue considerado como diámetro de un cúmulo abierto, ha sido nada más que el núcleo de la concentración más fuerte de sus estrellas". Porque según Artiúkhina y Kholópov la cantidad esencial de las estrellas de un cúmulo abierto se encuentra en la así llamada corona, allí están reunidos 80-90 % de todas las estrellas del cúmulo entero, el cual por lo tanto contiene casi 10 veces más estrellas de lo que se suponía hasta ahora en una corona que posee un radio 5-10 veces mayor (de lo que fue supuesto hasta ahora). Un problema similar representan algunos cúmulos estelares abiertos cuyo diámetro aparente aumenta súbitamente por el nuevo hecho observacional de que estos cúmulos son solamente "núcleos llenos de estrellas" envueltos en un manto amplio de jóvenes estrellas O y B. Expresado de otro modo: en estos casos se trata de las así llamadas asociaciones de estrellas O y B, que contienen en su centro un cúmulo estelar abierto y casi siempre joven como p. ej. las AS PerI, la cual contiene el conocido cúmulo doble h y x Persei.

Después de estas breves observaciones preparativas llegamos al tema principal: Como se distribuyen ahora, todos estos grupos de diferentes aglomeraciones de estrellas, las cuales conocemos bajo los tres nombres de asociaciones de estrellas O y B y cúmulos estelares abiertos y globulares en nuestro diagrama común de las magnitudes integrales absolutas y de los diámetros lineales de estas formaciones?

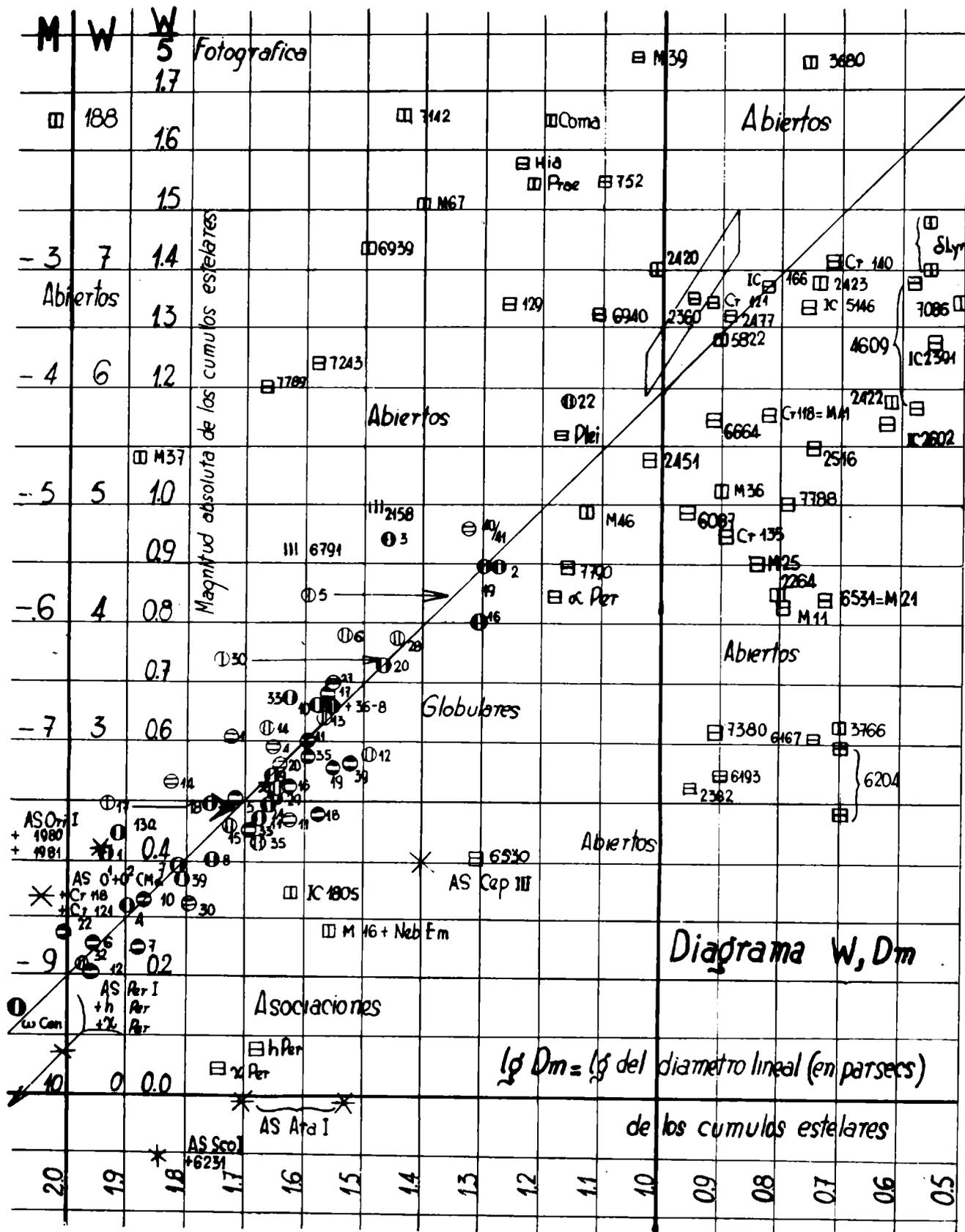


DIAGRAMA: El diagrama magnitud-diámetro de las asociaciones de estrellas O y B y de los cúmulos estelares globulares y abiertos.

DIAGRAMA

Un eje del diagrama indica la magnitud absoluta M , o para simplificar nuestras fórmulas

$$M + 10 = W \quad \text{ó} \quad \frac{M + 10}{5} = \frac{W}{5} ;$$

el otro eje contiene el diámetro lineal D_m , medido en parsecs en la forma $\lg D_m$.

Los cúmulos globulares se extienden muy exactamente a lo largo de la línea recta ya conocida

$$\lg D_m = 2.20 - \frac{W}{5}$$

desde el centro del diagrama hacia el lado izquierdo y abajo, es decir desde los cúmulos más débiles y más pequeños de la menor concentración hacia los cúmulos más fuertes y más grandes de la mayor concentración de sus estrellas. En este final de la secuencia de los cúmulos globulares se encuentran ω Centauri. Y en esta esquina de nuestro diagrama se encuentran también, reunidos alrededor de ω Centauri, las asociaciones de las estrellas O y B, muchas de las cuales contienen en su centro aproximado uno o también hasta varios cúmulos estelares abiertos, fuertes jóvenes. En lo que se refiere a magnitud y diámetro apenas existe una diferencia entre los cúmulos globulares más brillantes y fuertes de todos y las asociaciones de estrellas O y B.

En la vecindad del diagrama con luminosidad casi igual, pero con diámetros lineales ya mucho menores, se establecen paulatinamente en cantidad solamente muy poco numerosa, los más brillantes y los más grandes de los cúmulos estelares abiertos. Sin embargo estos cúmulos abiertos con diámetros desde 20-50 parsecs poseen un magnitud absoluta mucho más fuerte que los cúmulos globulares del mismo diámetro. Pasando sobre estos pocos cúmulos abiertos entramos rápidamente en una región del diagrama colindante con la anterior y del mismo tamaño, pero de golpe ocupada muy densamente con cúmulos. Los diámetros lineales de estos cúmulos abiertos son todos ya menores que los cúmulos globulares más pequeños y sus magnitudes integrales también casi todas son ya mucho más débiles que las magnitudes de los cúmulos globulares. Esta región fuertemente ocupada por cúmulos abiertos existió también ya con Buscombe y se encuentra en su mayor parte debajo de la línea recta

$$\lg D_m = 2.20 - \frac{W}{5} .$$

Ahora bien; en tanto que con algunos de estos cúmulos estelares abiertos existe nuevo material observacional, especialmente nuevas estimaciones de los diámetros aparentes, casi siempre considerablemente mayores, hemos calculado de nuevo las dos coordenadas

$$\frac{W}{5} \quad \text{y} \quad \lg D_m$$

y con esto hemos llegado a un resultado final asombroso. Toda una serie de cúmulos estelares abiertos famosos han salido por nuestro cálculo fuera de la región de los cúmulos abiertos cuyo diámetro lineal es < 10 parsecs. Hasta este momento de nuestras investigaciones, se trata de los siguientes cúmulos (desde los más fuertes y más grandes hasta los más débiles y más pequeños): M37, NGC 7789, 7243, 6939, M67, Praesepe, las Híades, Coma Berenices, NGC752 y M39. Lo asombroso es que todos estos cúmulos con sorprendente exactitud están situados sobre una línea recta, más o menos según la fórmula

$$\lg D_m = 2.85 - \frac{W}{5}$$

la cual es por consiguiente exactamente paralela a la línea recta de los cúmulos globulares

$$\lg D_m = 2.20 - \frac{W}{5} ;$$

Todos estos cúmulos abiertos recién citados poseen diámetros lineales dentro de los límites 100 hasta 10 parsecs, pero sus magnitudes absolutas son regularmente alrededor de 4^m más débiles que aquellas de los cúmulos globulares. Enseguida llama la atención el hecho de que todos estos cúmulos abiertos son muy viejos sin excepción. En base a estos hechos observacionales nuestro diagrama $W, \lg D_m$ muestra entonces aproximadamente el siguiente curso de vida. Un cúmulo estelar abierto puede comenzar su vida como cúmulo joven en este diagrama al lado de las asociaciones de estrellas O y B, visto en el universo algunas veces hasta dentro de una tal asociación. Entonces su magnitud absoluta es considerablemente más fuerte que la mayoría de los cúmulos globulares, su diámetro lineal desde 50 hasta 20 parsecs corresponde a los cúmulos globulares con menor diámetro. Más tarde, pero siempre todavía cuando el logaritmo de la edad comienza con 7, es decir muy rápidamente, el diámetro lineal de un cúmulo abierto se reduce todavía en su juventud tan fuertemente que generalmente se hace < 10 parsecs.

Sin embargo, cuando un cúmulo abierto se ha hecho muy viejo —logaritmo de la edad > 8 —, entonces su diámetro lineal crece de nuevo, por fin tan fuertemente que ahora puede hacerse hasta mayor que al nacer. Sorprendentemente todos estos cúmulos estelares abiertos muy viejos se aglomeran a lo largo de la línea recta arriba citada, la cual apenas uno traspasa vivo. Entonces ésta es para decirlo así la línea limítrofe entre vida y muerte. Por el otro lado de esta línea apenas hay todavía cúmulos porque todos ya han explotado. Más allá de esta línea vemos solamente uno hasta dos cúmulos. Uno de ellos es el famoso cúmulo muy investigado NGC 188. Los cúmulos abiertos viejos tienen mayormente una latitud galáctica alta, también NGC 188 p. e. con $+ 22^\circ$ y, si por excepción una vez la latitud es pequeña, entonces tal cúmulo es distante del centro galáctico en longitud galáctica por lo menos por 90° como p.e. M39. Aparte de este único cúmulo, todos los

cúmulos viejos tienen una distancia muy grande del plano galáctico mayormente > 100 parsecs. De esta manera cúmulos abiertos nacen en pequeñas distancias del plano galáctico, posiblemente próximos a la dirección hacia el centro galáctico, y mueren, es decir, se disuelven completamente, cuando han salido bastante lejos del plano galáctico o algunas veces también, cuando se han distanciado bastante lejos del centro galáctico. Las dos cosas ocurren siempre, cuando los cúmulos estelares se han hecho muy viejos, lo que podemos reconocer a su vez por la estructura de su magnitud-color.

Ahora queremos citar todavía dos casos interesantes.

El primer caso son las Pléiades. ¿Dónde se encuentra este cúmulo estelar conocido en nuestro Diagrama de las magnitudes y diámetros? La contestación dice: Casi exactamente en el centro del diagrama. En realidad, las Pléiades son todavía un cúmulo bastante joven. Anteriormente su diámetro aparente siempre fue supuesto $< 2^\circ$; pero Artiúkhina y Kholópov en vez de 100 estrellas han contado hasta 300 estrellas como miembros que cubren una superficie de 7° de diámetro. Con esto las Pléiades han alcanzado un diámetro lineal de 15 parsecs y por eso casi tocan los cúmulos globulares más pequeños y más abiertos en nuestro diagrama.

El segundo caso que puede cobrar un interés especial, es el conocido cúmulo estelar NGC 2158. Es tan rico en estrellas y de una estructura tan simétrica y concéntrica que en el primer momento puede ser considerado como un verdadero cúmulo globular. Sin embargo, en fotografías de gran distancia focal se vuelve completamente transparente, razón por la cual hoy en día está registrado en la lista de los cúmulos estelares abiertos. Su posición en la Vía Láctea con $l^{II} = 186^\circ$ y $b^{II} = + 2^\circ$, es decir directamente en dirección hacia el anti-centro galáctico, 5 Kiloparsecs distante del sol, también indica un cúmulo abierto. Sin embargo su diagrama color-magnitud se en-

cuentra aproximadamente en el promedio entre los dos tipos de cúmulos estelares. A consecuencia de esto según Arp y Cuffey realmente lo mejor es designar NGC 2158 como el caso, de un cúmulo de transición entre el tipo abierto y globular. Por eso es muy notable que este cúmulo raro se encuentra en nuestro Diagrama W, Dm en un lugar que también puede ser designado solamente como lugar de transición entre los cúmulos estelares globulares y abiertos.

Finalmente queremos llamar la atención sobre un hecho en nuestro diagrama. Ya en el año 1963 Blaauw en el conocido libro "Basic Astronomical Data" (p. 407) había publicado la secuencia principal de las estrellas para edad cero (abreviado ZAMS). Esta figura de Blaauw contiene como base de sus cálculos los siguientes cinco cúmulos estelares abiertos y una asociación en serie —comenzando con el cúmulo más joven— NGC 6611 = M 16; As Cep III; NGC 2362; α Per mov.cl.; las Pléiades, las Híades. Sin embargo es muy notable que todos estos grupos de estrellas aparecen en nuestro diagrama desde abajo hacia arriba en exactamente la misma secuencia de sus magnitudes y diámetros, subrayando así una vez más el curso de la vida de un tal grupo abierto de estrellas en nuestro diagrama.

Hipótesis del red-shift gravitacional en Quasars; un test observacional

R. F. SISTERÓ

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: La hipótesis del corrimiento hacia el rojo de los quasars es compatible con las observaciones ópticas y de radio.

COMUNICACIONES

Macroscopic motions in prominences I, the prominence of 26th march, 1971

M. E. MACHADO Y H. GROSSI GALLEGOS

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: Macroscopic velocity fields have been studied in a solar prominence. The spectra and monochromatic images were analysed, and the existence of a contracting motion, possibly due to a pinch effect, is discussed. A helical shape of the prominence is proposed. The paper in full will be published in Solar Physics.

Analysis of two active prominences

M. E. MACHADO

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: We discuss the observations of two eruptive prominences, and the formation of condensations during the phenomena. The density and intensity variations of the condensations are analyzed spectroscopically in one of the events. Some hypotheses about the magnetic field configuration have been used in order to explain the observational data. The paper in full will be published in Solar Physics.

The loop prominence of may 13, 1971 and its associated effects

M. E. MACHADO, H. GROSSI GALLEGOS Y A. F. SILVA

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: A study is presented about the formation of a loop prominence system (LPS) on May 13, 1971. The development of the phenomenon is found to follow the model of Jefferies and Orrall, and was associated with small radio bursts and several kind SID. From the spectral analysis a temperature of 13200 K has been deduced and a density of hydrogen atoms $n(H) = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ estimated. The existence of inclined emissions probably produced by rotatory motions is discussed. From the radio-data analysis it was inferred that an impulsive and a thermal component were present, the length of the emitting plasma cloud was found to be about 56000 Km. The LPS appeared, in accordance to previous results, in a region producing proton flares. The paper in full will be published in Solar Physics.

INFORME DE TRABAJO

Correlación de las mediciones de flujo diario solar, en 73,5 cm. con otros eventos solares *

R. J. MARABINI

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Solar radio burst on 408 MHz are not completely correlated, with burst on other frequencies, it gives the possibility of different origin.

Generalidades

De enero a octubre de 1968 se observó diariamente el Sol, mediante un radiotelescopio del Observatorio de La Plata, cuya antena tiene 6,6 m de diámetro.

Eliminando, las componentes de Sol quieto y lentamente variable, se observaron 696 "bursts" de distintas duraciones e intensidades.

Para estudiar como las perturbaciones de la cromósfera y corona producen estos "bursts", se correlacionaron en el tiempo, con los distintos eventos en $H\alpha$ y en radio; para ello se tomaron los datos publicados en "Solar Geophysical Data" y los "Quarterly Bulletin on Solar Activity" de la I.A.U. Se tomaron los comienzos en tiempo de cada "bursts" en 408 MHz contra los comienzos en tiempo de los otros eventos.

Tipos III

La figura 1 muestra los eventos cuyos comienzos estaban dentro de un valor absoluto menor o igual que .6 minuto, se adoptó este margen para evitar la dispersión de los datos de las publicaciones, las fechas de ocurrencia de cada uno y las frecuencias. El eje de alturas es sólo para dar la mínima altura a la cual la radiación puede escapar, la cual es mayor en las zonas activas. Las velocidades que se obtienen son del orden .1c a .6c, para los chorros de electrones que excitan la generación por oscilaciones del plasma. Se cumple que los tipos III pueden aparecer con flares en $H\alpha$ o no.

* Trabajo realizado bajo subsidio de CONICET.

Asociación con otras frecuencias

Las figuras 2 y 3 muestran los porcentajes de eventos (obtenidos de las publicaciones) para otras frecuencias tomando como referencia el tiempo de comienzo del "bursts" en 408 MHz. Estas frecuencias emiten desde alturas inferiores a la de referencia.

Se busca de esta forma ver si hay:

- a) Un origen común como en el tipo III.
- b) Origen localizado a una dada altura.
- c) Orígenes independientes.

De los 696 "bursts", 197 no tienen correlación, dentro de ± 20 minutos, con otros eventos en radio y 604 no lo están dentro de la duración del flare; 135 están correlacionados dentro ± 10 minutos con frecuencias entre 15.400 y 2.800 MHz.

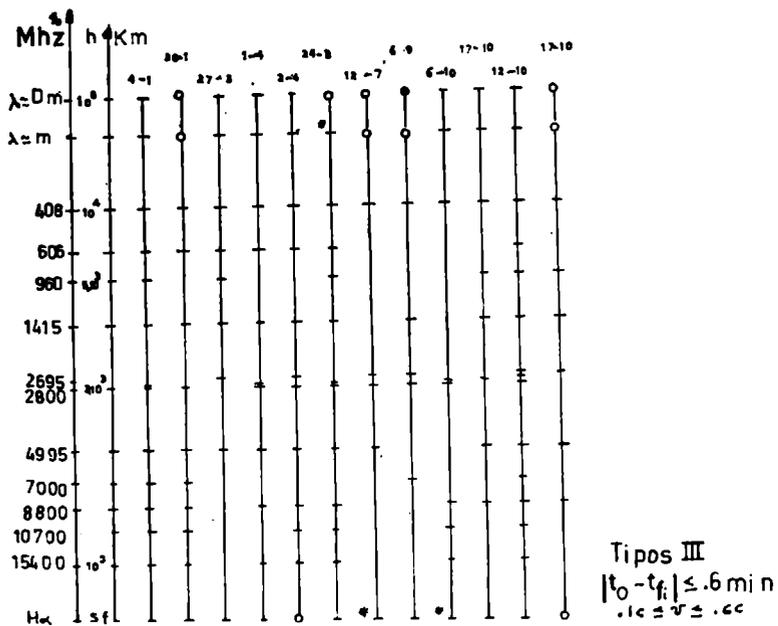


FIG. 1

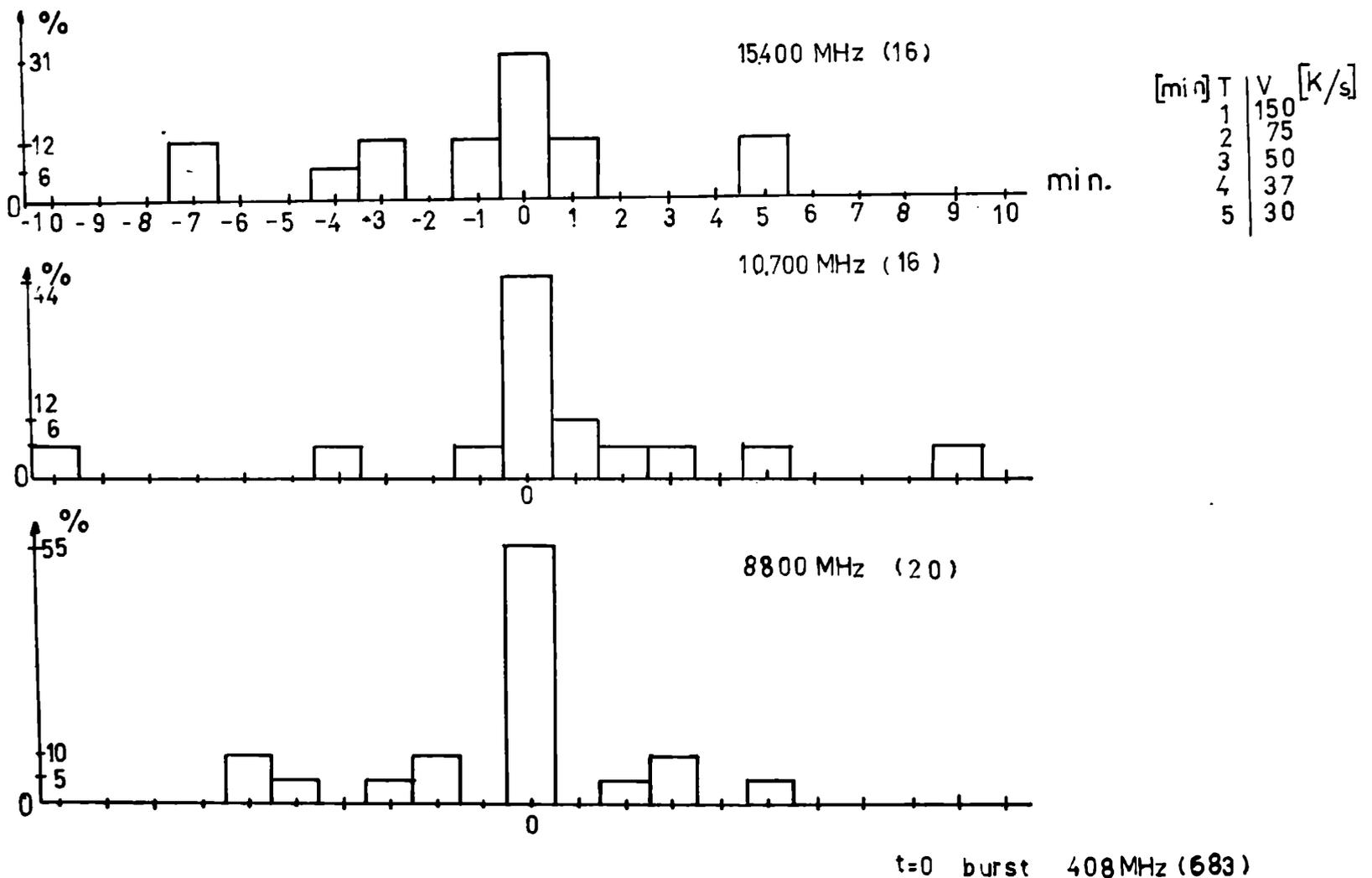


Fig. 2

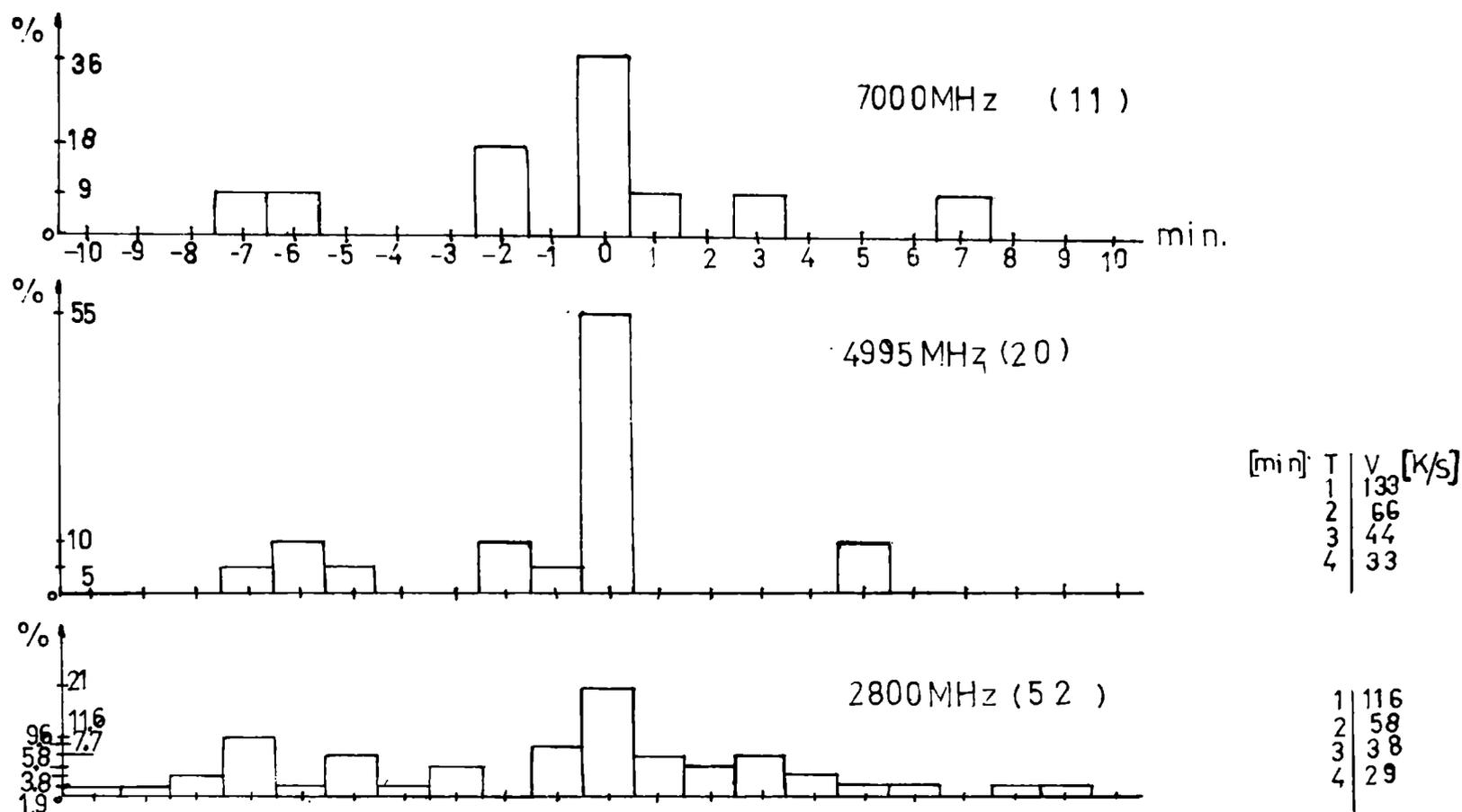


Fig.3

t=0 burst 408 MHz (683)

Las velocidades que se obtienen son del orden de las que da Kundu para los "bursts de corrimiento intermedio" (velocidades de 50 a 2000 Km/sec) para ± 3 minutos.

a) Los "bursts" de altas frecuencias que aparecen antes, son producto de otras zonas o de la región debajo de la de 408 MHz donde el material se calienta y que luego da lugar a la explosión del flare (De Jaeger 1969). Para los que aparecen después de 3 minutos, la zona está más alta y se producen perturbaciones hacia arriba que luego caen excitando zonas inferiores (Bruzek 1969). (Sprays).

b) Se producen estos "bursts" en forma independiente, por ejemplo se producen cambios del campo magnético local, que produce aceleración de partículas, en cuyo caso se puede tener radiación sincrotrón, (se necesitan datos de polarimetría para esto) Radiación Cerenkov no posible por las velocidades de colisión que en la corona son del orden 7000 Km/sec.

c) Los "bursts" se producen en otras zonas que pueden ser accionados por las primeras o no. (Por simpatía) (Bruzek 1969), (Feix 1970).

Correlación con banda decamétrica, métrica y Ha

La Fig. 4 muestra esto en lo que hace a los comienzos. Para $t = \pm 0.5$ minutos y se dice que realmente corresponden a tipos III.

Pero para los restantes se puede considerar que no hay origen común en lo que hace a la perturbación que los genera.

Por otro lado la fig. 4 nos dice que los "bursts" en 408 MHz se pueden producir antes, durante o después de los flares.

Por último de los 696 "bursts" solamente se pueden correlacionar:

160 bursts — continuo o tipo I.

7 bursts — tipo II.

2 bursts — tipo IV.

Luego parte de los "bursts" en 73,5 m corresponden a origen localizado a la altura para la cual la radiación puede escapar, e independientes de otros niveles, recordemos que esta longitud de onda está ubicada en la región de transición corona-cromósfera y en las regiones activas en la corona.

Bruzek, A. 1969. Solar Phys.

De Jaeger, C. 1969. Solar Phys.

Feix, G. 1970. Solar Phys.

Kundu, M. 1965. Solar Radio Astronomy Int. Publ.

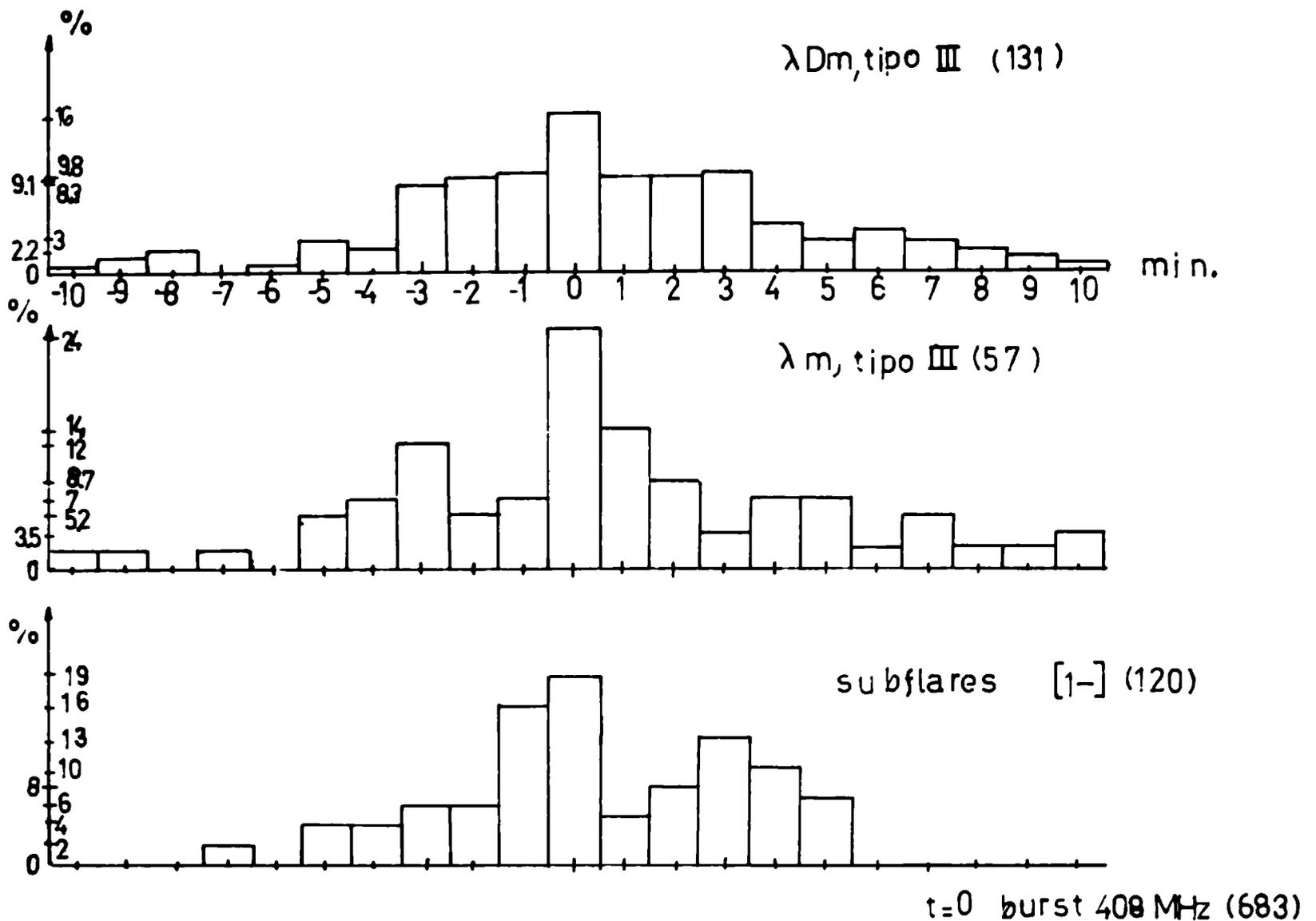


FIG. 4

Liberación de energía en fulguraciones solares

M. E. MACHADO

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Se ha calculado la liberación total de energía producida por una fulguración solar del 8 de Mayo de 1969. Los resultados han sido resumidos en la Tabla I.

TABLA I

Emisión	Energía (erg.)
Visible	10^{32}
Rayos X	2×10^{32}
Partículas	5×10^{31}
Onda de choque (modelo de Kleczek y Kuperus)	10^{29}

De la variación en las medidas de polarización para la frecuencia de 7 GHz, Scalise y Basu infirieron una va-

riación del campo magnético en la región (cromósfera) de 700 a 100 gauss.

Si suponemos que la energía liberada es de origen magnético, podemos calcular el monto de la misma de acuerdo a la fórmula

$$V_{or} \times \frac{\Delta B^2}{8\pi} = \Delta E.$$

De acuerdo a la variación inferida por Scalise y Basu (1971) y tomando como un volumen característico a

$$V_{or} = 10^{29} \text{ cm}^3 \quad (\text{Krivsky, 1970})$$

obtenemos

$$\Delta E \approx 2 \times 10^{33} \text{ erg}$$

Krivsky, L.: 1970. Comunicación personal.

Scalise, E. y Basu, U.: 1971. Comunicación personal.

Medición de campos magnéticos solares

F. A. SILVA

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Abstract: The Leighton methods supplies with a bidimensional map of the longitudinal component of the magnetic field. The principles of this method are used for measuring fields in facular zones, using the line Fe 6302,5. Cualitatively good photos have been obtained, with a spacial resolution of 3'' - 4''.

Ensanchamiento de líneas en fulguraciones sobre manchas solares

J. R. SEIBOLD Y M. E. MACHADO

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel

Se ha comenzado el estudio de las líneas H ϵ del hidrógeno y las H y K del CaII de acuerdo al siguiente esquema.

1. Ensanchamiento de H ϵ .

Se ha graficado el logaritmo de la intensidad de emisión menos la intensidad en la atmósfera tranquila (en nuestro caso la mancha solar), versus el logaritmo de la distancia al centro de la línea ($\Delta\lambda$). Esta relación debe ser cuadrática en el caso de ensanchamiento Doppler y lineal si el ensanchamiento es Stark. En el caso de la fulguración estudiada hemos encontrado que se cumple que

$$\log(I - I_0) = -m \log(\Delta\lambda)$$

donde $m = 5/2$

lo que nos indica que el ensanchamiento es Stark.

En base a esta premisa hemos calculado la densidad electrónica correspondiente en la zona de la fulguración

$$n_e = 7.6 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}$$

2. Análisis de las líneas H y K del CaII.

Se aplica el método de Goldberg para la determinación de los anchos Doppler de las líneas estudiadas aprovechando que ambas líneas son miembros de un mismo multiplete. En base al mismo hecho se obtiene la profundidad óptica en el centro de la línea K, aplicando la relación que vincula a la misma con la relación entre las intensidades centrales de las líneas H y K de acuerdo a la relación

$$\tau_K = -2 \ln(I_K/I_H - 1)$$

De la profundidad óptica obtenida se calcula el número total de átomos a lo largo de la línea de la visual aplicando la fórmula

$$N(\text{Ca II}) = 1.96 \times 10^{13}$$

Y conociendo las abundancias relativas entre los átomos de hidrógeno y calcio se obtiene

$$N(\text{H}) = 6.04 \times 10^5 N(\text{Ca II})$$

Este valor nos indica un valor de la integral

$$\int_0^h n(\text{H}) dh = 2 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2} \approx n(\text{H}) h$$

de la cual podemos obtener adjuntando el valor de n_e obtenido anteriormente.

Reemplazando valores obtenemos que

$$h = 3 \times 10^6 \text{ cm} = 3 \text{ km}$$

lo que da una confirmación a la hipótesis de estructura filamentosa enunciada anteriormente por diversos autores (Svestka, 1966).

Švestka, Z.: 1966, *Adv. Astron. Astrophys.* 3, 119.

TABLA I

Valores de temperatura y velocidad de turbulencia obtenidos a partir de los anchos Doppler medidos.

$\Delta \lambda_D$ (Å)	V_t (km/seg)	T(K)
	3	2300
0.041	2.7	6000
	2.0	14200
	0	24000
	2.5	958
0.034	2.0	6300
	1.5	10400
	0	16000

COSMOLOGIA

COMUNICACIONES

Estado actual de la hipótesis de Lambert-Charlier

C. J. LAVAGNINO

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Resultados observacionales y teóricos de los últimos años son interpretados según la hipótesis de Lambert-Charlier, y se muestran las incorrecciones de algunos mal llamados "universos jerárquicos".

Acerca de las masas galácticas

C. J. LAVAGNINO

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Se señala la importancia metodológica de la relación entre potencial orbital y potencial interno para los objetos medios de un sistema.

INFORME DE TRABAJO

Modelos cosmológicos con materia y radiación

R. F. SISTERÓ

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: Se presenta una teoría general de modelos relativistas con presión cósmica. Se aplica el método a los modelos con materia y radiación interactuante dándose de modo explícito y en forma paramétrica la ecuación de estado del contenido cósmico. Se hallan soluciones analíticas para cualquier caso de la constante de curvatura.

COMUNICACIONES

Comments on the statistics of stellar rotation

O. H. LEVATO *

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: With the data provided by the Catalogue of Stellar Rotational Velocities by Bernacca and Perinotto, some aspects of the rotational velocity statistics are reviewed.

Introduction

The main purpose of this paper is to review some statistical aspects of stellar rotational velocities. A number of authors has done statistics of one kind or another, but usually the number of stars was small and/or taken from heterogeneous sources. (See for instance: Huang (1953), Slettebak (1955), Boyarchuk and Kopylov (1958), etc.). In view of the recent completion of the Catalogue of Stellar Rotational Velocities by Bernacca and Perinotto

(1970-1971) which provides the most accurate and homogeneous set of data, it was considered useful to repeat some of the existent statistics.

Material

As mentioned above, the Catalogue of Bernacca and Perinotto (1970-1971) was used. In order to increase the number of southern stars, a recent list of $V \sin i$ values by the author Levato (1972) was also used. This list lies also in the system of the Bernacca and Perinotto Catalogue.

Discussion

I. Average rotational velocity as a function of spectral type.

In order to derive this function for single, field dwarfs, the average rotational velocity was computed for samples

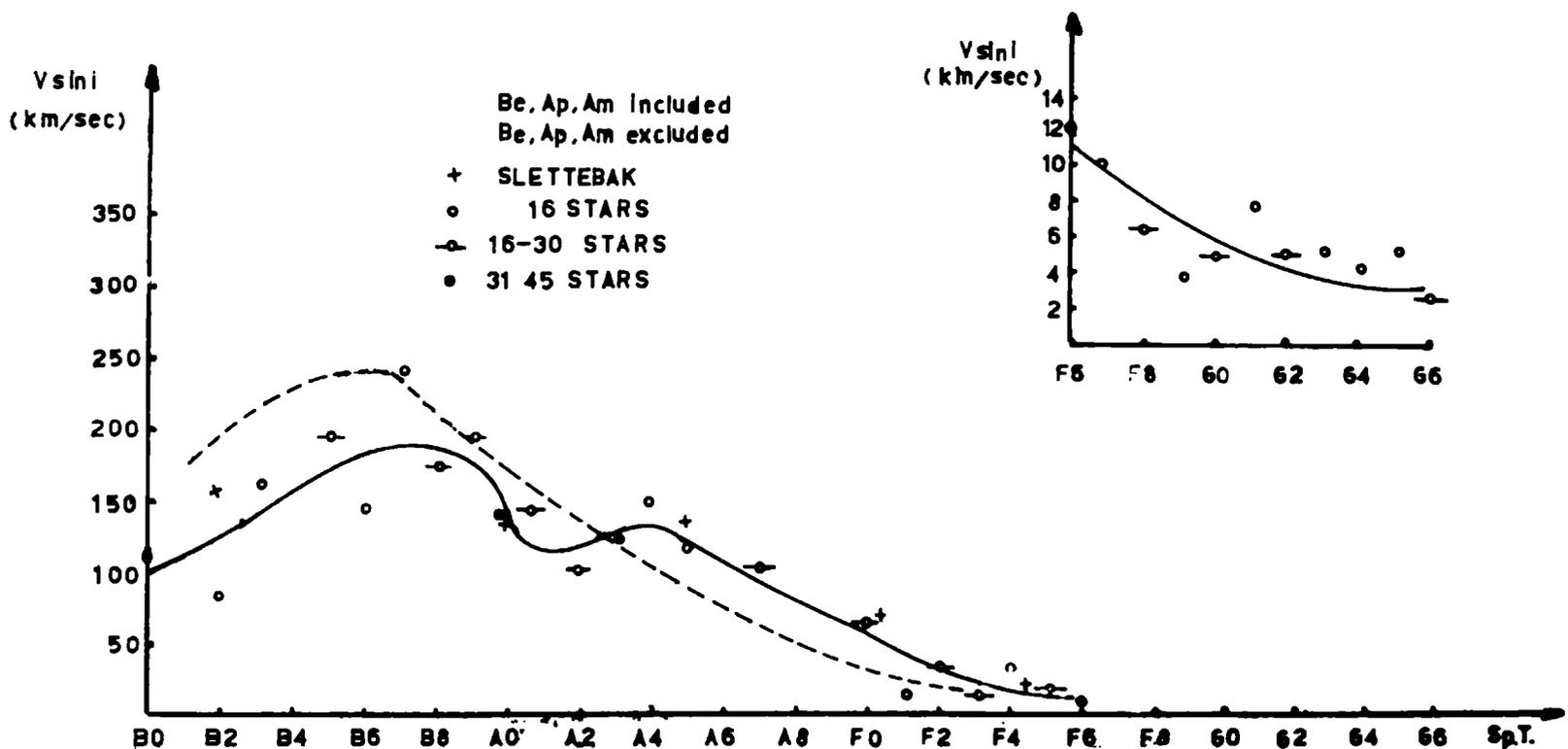


FIG. 1: Relation between $\langle V \sin i \rangle$ and the spectral type for single field main sequence stars.

* Becario de la Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Bs. As.

of stars with the same spectral type. The number of objects in each group oscillates between 10 and 40. The $V_{\sin i}$ values were plotted against the spectral types as shown in figure 1. Two different relations are indicated, one in which Am, Be and Ap stars were excluded and another with them included. This last relations shows that the minimum near A0 and the maximum at A3 disappeared. This confirms the earlier results of Van den Heuvel (1965, 1968) and Jaschek (1970), in the sense that from a rotational point of view the Am and Ap stars cannot be treated separately from the A-type main sequence stars. The Be and shell stars were included because they are simply the B stars with largest rotational velocities.

In order to compare the $\langle V_{\sin i} \rangle$ values with the ones obtained by Slettebak (1955), the stars were divided in the following spectral ranges: B1-B3, B5-B7, B8-A2, A3-A7, A9-F2, F3-F6, F7-G0 and G1-G8. The $\langle V_{\sin i} \rangle$ values computed for each group are shown in table I, II and III where Slettebak's values for some groups are also indicated. For each of the groups the percentages of stars in each velocity interval were computed and the results are plotted in figure 2. The values include Am, Ap and Be stars are also shown. It is clear that the relations and percentages here computed for single, field dwarf stars are biased in the sense that they include the undiscovered spectroscopic binaries.

TABLE I

AVERAGE ROTATIONAL VELOCITIES OF SINGLE, FIELD DWARFS

SPECTRAL RANGE	$\langle V_{\sin i} \rangle$ (km/sec)		SLETTEBAK $\langle V_{\sin i} \rangle$ (km/sec)
	Ap, Am, Be excluded	Ap, Am, Be included	
B1-B3	125(24)	198(66)	157
B5-B7	190(51)	237(101)	203
B8-A2	150(163)	135(228)	139
A3-A7	138(88)	—	136
A9-F2	48(52)	—	68
F3-F6	17(91)	—	24
F7-G0	6(68)	—	20
G1-G8	5(59)	—	—

The numbers between brackets represent the number of stars included in each average.

TABLE II

AVERAGE ROTATIONAL VELOCITIES OF Am AND Ap STARS

$\langle V_{\sin i} \rangle$ (km/sec)	NUMBER OF STARS
Am 52	94
Ap 44	46

TABLE III

AVERAGE ROTATIONAL VELOCITIES OF Be AND SHELL STARS

SPECTRAL RANGE	$\langle V_{\sin i} \rangle$ (km/sec)	NUMBER OF STARS
B1-B3	240	42
B5-B7	286	50
B-2-A2	234	19

II. $\langle V_{\sin i} \rangle$ as a function of galactic longitude and latitude.

This was studied for dwarfs of different spectral types. The stars were divided into the following spectral ranges: B0-B9, A0-A9, F0-F9 and G0-G9. These ranges are a compromise between the number of stars and the variation of the rotational velocity along the main sequence. In order to test the possible variation of $\langle V_{\sin i} \rangle$ with the galactic longitude this quantity was computed for 60 degrees intervals and this was done for all the spectral ranges. The dispersion $\sigma(V_{\sin i})$ was also computed and the results are plotted in figure 3 in the form of histograms.

The same procedure was used to test the possible variation of $\langle V_{\sin i} \rangle$ with the galactic latitude. The latitude interval was chosen of 18° except for the range B0-B9 in which a 9° interval was chosen because of the strong concentration of B-type stars toward the galactic plane. The results are shown in figure 4. Despite of the small number of stars in some intervals, one can say that a random distribution represents well the data in figure 3 and 4. This is supported by a chi square test at a 50 % level.

III. Correlation between duplicity and rotational velocity.

This correlation was found by Abt and Hunter (1962) in galactic clusters. The binary stars are more frequent between stars of low rotational velocity. This can be regarded as an observational evidence of the influence of one component upon the other. Later on Jaschek (1970) found this was true also for main sequence field stars.

This correlation was redone here again for field stars. First of all, the percentages of binary stars in given rotational velocity intervals were computed. This was done for the B0-B9- and A0-A9 spectral ranges. The results of these computations are shown in tables IV and V and in figure 5, where the percentages of normal (single) stars are also indicated for comparative purposes.

It must be kept in mind that between the normal single stars there are, of course, undetected spectroscopic binaries. In spite of this bias the tables and figure are very conclusive in the sense that spectroscopic binaries are more frequent between low rotational velocity stars which is interpreted as showing the action of the secondary component on the rotational behaviour of the primary.

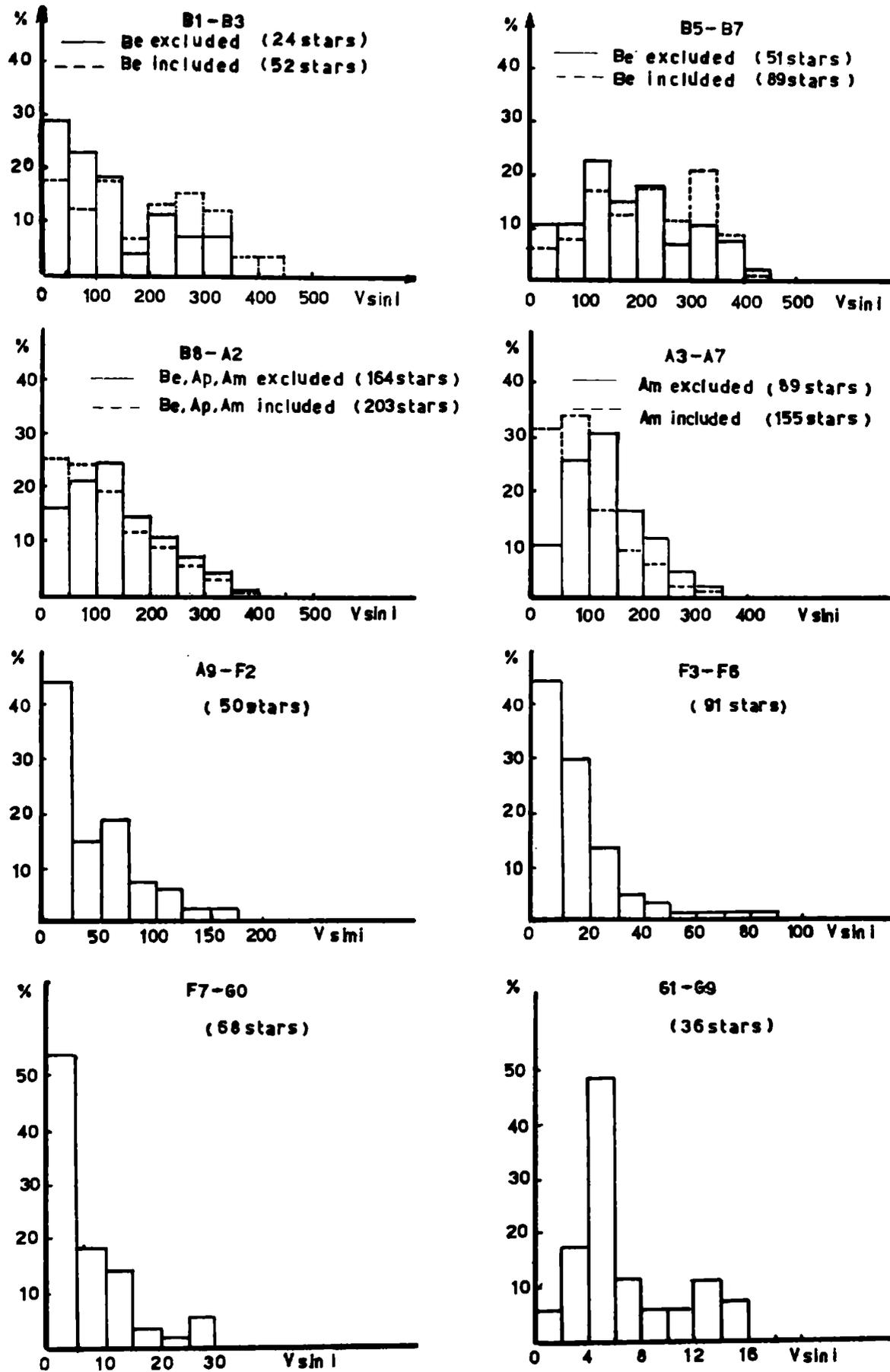


FIG. 2: Distribution of $V \sin i$ for single field dwarfs.

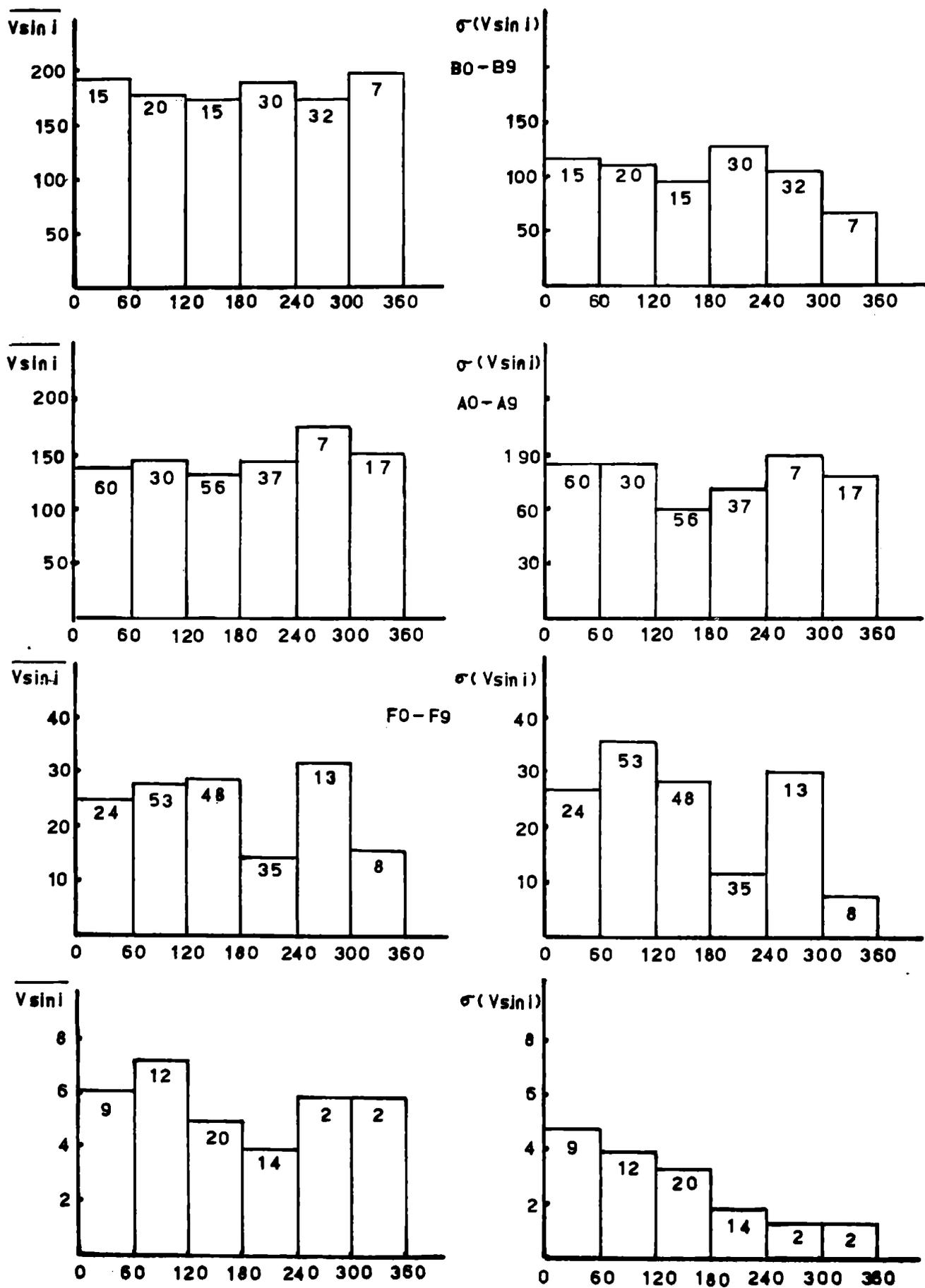


FIG. 3: Variation of $\langle V \sin i \rangle$ and $\sigma(V \sin i)$ with the galactic longitude. The numbers at the top of each block represent the number of stars included in each longitude interval.

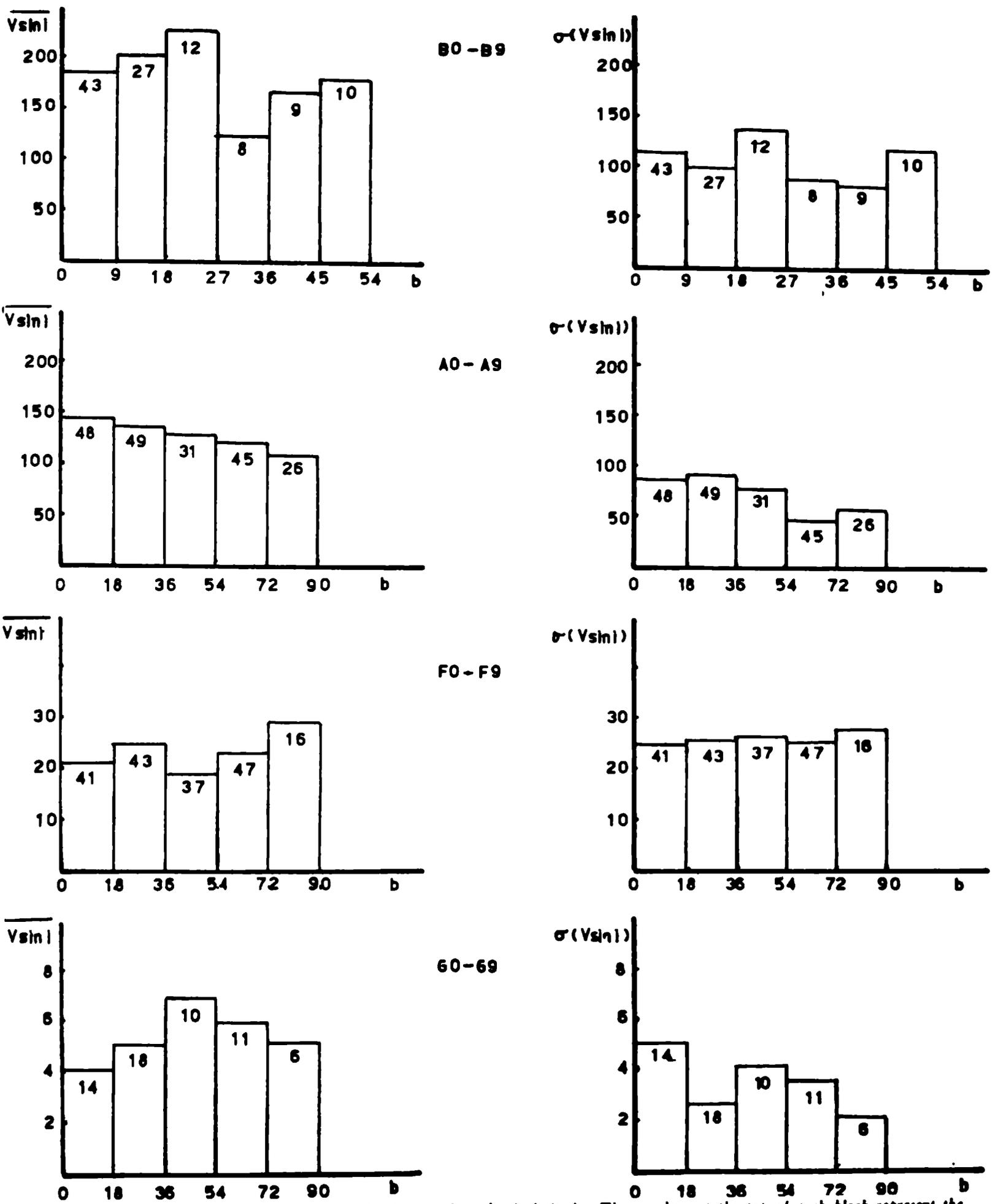


FIG. 4: Variation of $\langle V \sin i \rangle$ and $\sigma(V \sin i)$ with the galactic latitude. The numbers at the top of each block represent the number of stars included in each latitude interval.

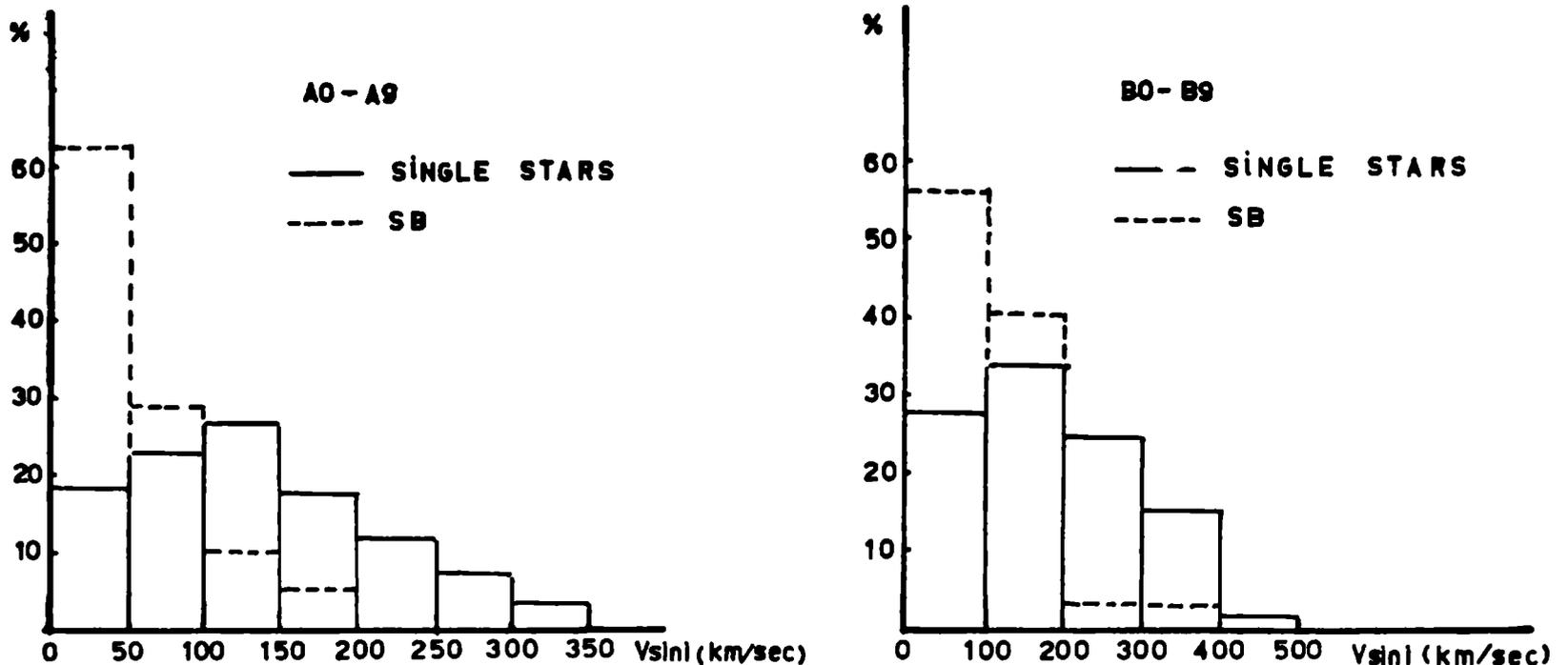


FIG. 5: Distribution of $V \sin i$ for single field stars and for spectroscopic binaries.

TABLE IV

DISTRIBUTION OF $V \sin i$ FOR SPECTROSCOPY BINARIES AND SINGLE FIELD MAIN SEQUENCE STARS

SPECTRAL RANGE: A0 - A9

$V \sin i$ (km/sec)	SB (P 10 ^d)	SB (P 5 ^d)	SINGLE STARS
0-50	61 %	65 %	17 %
51-100	28 %	35 %	22 %
101-150	8 %		26 %
151-200	3 %		17 %
201-250			10 %
251-300			6 %
301-350			2 %
NUMBER OF STARS	38	28	173

TABLE V

DISTRIBUTION OF $V \sin i$ FOR SPECTROSCOPY BINARIES AND SINGLE FIELD MAIN SEQUENCE STARS

SPECTRAL RANGE: B0 - B9

$V \sin i$ (km/sec)	SB (P 20 ^d)	SB (P 10 ^d)	SINGLE STARS
0-100	51 %	55 %	28 %
101-200	37 %	41 %	33 %
201-300	8 %	2 %	24 %
301-400	4 %	2 %	14 %
401-500	0 %	0 %	1 %
NUMBER OF STARS	60	49	119

VI. Zonal distribution in clusters and associations.

In some clusters and associations an anomalous rotational velocity for stars situated in a particular region of them was found. Examples are the Pleiades (Struve (1945)) and Sco-Cen (Slettebak (1968)). This author found that in the region of higher density the rotational velocity of the B stars was higher than in the lower density region. Revising the data on clusters and associations contained in Bernacca and Perinotto Catalogue of Stellar Rotational Velocities, the opposite result was found in the I Ori association. In the higher density region the rotational velocities of the B stars are lower than for B type field stars and in the lower density region the rotational velocities are higher than for field stars. This result is shown in table VI where the region $l > 207$ is the higher density zone.

TABLE VI

AVERAGE ROTATIONAL VELOCITIES OF B-TYPE STARS IN I ORI ASSOCIATION

GALACTIC LONGITUDE	$\langle V \sin i \rangle$ (km/sec)		NUMBER OF STARS	
	B0-B3	B5-B9	B0-B3	B5-B9
$l > 207^\circ$	65	141	19	13
$l < 207^\circ$	144	182	24	14
SINGLE FIELD DWARFS	119	187	29	91

As can be seen from the table, the number of stars on which the average rotational velocities are based are rather small and one can think that these fluctuations have statistical origin.

Conclusión

At the light of the best available data, the main features of the rotational velocity statistics are confirmed. However it must be emphasized that the number of stars with $V \sin i$ measured is small even now, and that the lack of good observational data specially in cluster and binaries constitutes the greatest difficulty for a good statistics.

I would like to thank Dr. Carlos Jaschek for reading the manuscript and for his valuable advice.

Abt, H. A. and Hunter, J. R. Jr.: 1962, *Ap. J.* 136, 381.

Bernacca, P. L. and Perinotto, M.: 1970, "A Catalogue of Stellar Rotational Velocities" I and II, *Cont. Oss. Astrof. Univ. Padova*, N° 239.

Bernacca, P. L. and Perinotto, M.: 1971, "A Catalogue of Stellar Rotational Velocities" III, *Cont. Oss. Astrof. Univ. Padova*, N° 249.

Boyarchuk, A. A. and Kopylov, I. M.: 1958, *Soviet Astron.*, 35, 804.

Huang, S. S.: 1953, *Ap. J.*, 118, 285.

Jaschek, C.: 1970, *Stellar Rotation*, ed. A. Slettebak, D. Reidel Publ. Dordrecht.

Levato, O. H.: 1972, in press.

Slettebak, A.: 1955, *Ap. J.*, 121, 653.

Struve, O.: 1945, *Pop. Astron.*, 53, 259.

Van den Heuvel, E. P. J.: 1965, *Observatory*, 85, 241.

Van den Heuvel, E. P. J.: 1968, *Bull. Astron. Inst. Neth.*, 19, 309.

Estrellas F con espectros anómalos

S. MALARODA * y M. JASCHEK

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: A description of the criteria adopted to detect the various groups of peculiar objects is provided. The material comprises 372 spectra of southern F stars. The complete list will be published elsewhere.

El objeto del presente trabajo es reportar una serie de estrellas con espectros anómalos, tales como estrellas Am tardías, espectros compuestos, δ Delphinis, espectros peculiares, etc., encontradas en el curso de un proyecto de clasificación sistemática de estrellas de tipo espectral F.

El material observacional comprende:

a) 173 placas en 110 \AA/mm tomadas con el reflector de La Plata (80 cm);

b) 132 placas en 110 \AA/mm tomadas con el reflector de Cerro Tololo (40 cm) y

c) 67 placas en 40 \AA/mm tomadas con el reflector de Bosque Alegre (152 cm).

* Becaria de la Comisión de Investigaciones Científicas de la U. N. L. P.

Parte de este material fue tomado para programas de clasificación espectral. En todos los casos los espectros utilizados tienen más de 0.4 mm de alto y una ranura proyectada sobre la placa de 18μ .

Todo el material fue clasificado en el sistema MK con ayuda de estrellas patrones.

Se analizarán a continuación los distintos tipos de objetos peculiares encontrados.

Estrellas con líneas metálicas:

Se encontraron ocho Am nuevas, lo cual no altera el porcentaje encontrado por Cowley et al (1970) de estrellas Am en función del color B-V. No se encontraron objetos Am con tipo metálico más tardío que F6 y con tipo de hidrógeno más tardío que F2. Además la revisión del material en 40 \AA/mm mostró que todas ellas tienen el ScII muy debilitado o ausente. Dado que el ScII tiene un efecto de luminosidad muy pronunciado, para identificar estrellas Am con este criterio hay que tomar como estrellas patrones sólo estrellas A enanas. Esta precaución no se ha tenido en cuenta por otros autores, lo que produjo metálicas espúreas.

Estrellas peculiares:

No se buscaron objetos Ap clásicos. Solo mencionaremos HD77258, que tiene un espectro de hidrógeno alrededor de F5, un espectro metálico F8 y un espectro de calcio alrededor de F0. La banda G responde a F8, el ScII está débil o ausente y $\lambda 4226$ (CaI) es normal para F8, pero el Sr II ($\lambda 4077$) está normal para una enana. Salvo el SrII, normal, esta descripción correspondería a la de un Am clásica, con espectro metálico muy tardío. Se tratará de determinar en un próximo trabajo si la estrella es una Am clásica o corresponde a un nuevo grupo de estrellas peculiares con banda G intensificada.

Estrellas tipo δ Delphini:

Se encontraron seis nuevos miembros. Definimos espectralmente a una δ Delphini como una estrella F fuera de secuencia principal con H y K de CaII iguales en intensidad, pero mucho más finos de lo que corresponde al tipo espectral deducido de las líneas metálicas y de hidrógeno. Se están analizando fotométricamente estas estrellas para decidir si son variables de luz.

La lista de objetos será publicada in extenso en otro lugar.

Desearnos agradecer al Observatorio Interamericano de Cerro Tololo por el tiempo de observación puesto a disposición de uno de los autores y al Dr. J. Landi Dessy por el préstamo de su material de estrellas F, tomado en Bosque Alegre para el Atlas de Clasificación Espectral.

Cowley, A.; Jaschek, C., y Jaschek, C., 1970, *A. J.* 75, 941.

The spectrum of HR 2902 in 1971

E. BRANDI AND M. JASCHEK

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: The spectral characteristics of HR 2902 are described with special emphasis upon the ultraviolet region. The presence of a rapidly evolving shell is confirmed, which reproduces the shell episode of 1947-48 and agrees well with orbital predictions.

The paper in full will be published in "Astronomy and Astrophysics".

Estrellas rojas en la nube mayor de Magallanes

E. E. MENDOZA Y T. GÓMEZ

Instituto de Astronomía, México

Resumen: Hemos obtenido dos placas, en el ultravioleta y en el infrarrojo, de una región de un grado cuadrado aproximadamente, de la Nube Mayor de Magallanes. La combinación de filtros y emulsiones nos ha permitido fácilmente descubrir "estrellas rojas". Como la extinción interestelar es generalmente pequeña en las Nubes de Magallanes, muy probablemente estas estrellas rojas sean de tipo tardío y en su mayoría supergigantes. Aquéllas con índice de color U-I superior a seis magnitudes podrían ser estrellas Carboneo o estrellas supergigantes más tardías que M2.

La binaria de eclipse GG Carinae

L. LÓPEZ, J. SAHADE Y A. THACKERAY

*Observatorio Astronómico, La Plata
Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires
Radcliffe Observatory, Sud Africa*

Resumen: Han sido analizados 20 espectros tomados en Córdoba, Sudáfrica y Cerro Tololo, estudiándose las mediciones efectuadas en relación con el período fotométrico aceptado hasta el presente.

INFORME DE TRABAJO

Influencia de la rotación estelar en la clasificación espectroscópica

M. E. CASTORE DE SISTERÓ

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: Se muestran que ciertos criterios de clasificación espectral M-K son sensibles a los efectos de rotación estelar. La ambigüedad espectroscópica en las estrellas F con rotación desaparece corrigiendo los criterios adecuadamente.

Estudio espectroscópico de Wy Velorum

L. LÓPEZ. Y J. SAHADE

*Observatorio Astronómico, La Plata
Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires*

Resumen: Una placa tomada en mayo de 1970 confirma el anuncio hecho recientemente por Anne P. Cowley de la presencia de un espectro de absorción de tipo temprano. Se dan datos de la curva de luz visual.

Exceso ultravioleta en sistemas Algol

R. F. SISTERÓ

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: El espectro de recombinación ultravioleta de una envoltura (o corriente) de hidrógeno excitado por la componente más temprana explica la anomalía.

COMUNICACIONES

Espectrofotometría de la Asociación de Orión

H. MORENO

Departamento de Astronomía, Universidad de Chile

Abstract: Spectrophotometric observations of 63 stars of the Orion aggregate have been made. Relative energy distributions and equivalent widths of H β , H γ and H δ have been measured. The results will be used for a relative magnitude calibration.

Se han hecho observaciones espectrofotométricas de 63 estrellas de la Asociación de Orión. Se utilizó un "spectrum scanner" adosado a los telescopios de 16, 36 y 60 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo. Un 5 % de la luz proveniente del telescopio se utiliza para el guiaje, el resto llega a una red de difracción que gira con ayuda de un motor sincrónico, y finalmente llega a un fotomultiplicador 1P21, refrigerado con hielo seco. La rendija se puede ajustar con un tornillo micrométrico, pero se ha trabajado con una rendija fija de 60 Å por las dificultades mecánicas de ajuste del punto cero.

El equipo tiene la posibilidad de utilizar varias velocidades de barrido; pero siempre se ha utilizado una sola, la que corresponde a un barrido de 250 Å/min, empleándose 12 minutos en obtener un registro que abarca de los 6000 a los 3000 Å. El registro correspondiente se hace en un Brown recorder a razón de una pulgada por minuto. La escala que se obtiene es del orden de 10 Å/mm. Con el fin de evitar valores espúreos en los registros, la observación de una estrella se hace barriendo el espectro en los dos sentidos, con lo cual una observación completa necesita de 24 minutos. Este tiempo se extiende a 36 minutos cuando se necesita obtener el espectro del fondo del cielo.

La selección de las estrellas del programa se hizo en base a una lista publicada por Sharpless (1962), para los cuales él hizo observaciones UB ν y H γ . Todas las estrellas observadas son más brillantes que magnitud 8. Conjuntamente con las estrellas del programa se observaron una o varias parejas de estrellas standard para la determinación precisa de la extinción y la reducción posterior de las observaciones a un sistema uniforme.

Habiendo corregido las observaciones por extinción, se procedió a la determinación de las distribuciones relativas de energía con respecto a ζ Puppis y la determinación de los anchos equivalentes de H β , H γ y H δ . Se midieron también los gradientes UV y BG, la posición del salto de Balmer y su magnitud. [A. Gutiérrez-Moreno et al. 1968)].

Estas mediciones han tenido una primera utilización en el trabajo presentado en el Symposium N° 50 de la IAU, "Two dimensional spectral classification of early-type stars by low dispersion spectrophotometry". [A. Gutiérrez-Moreno and H. Moreno (1971)]. Esto permitió la clasificación espectral de 16 estrellas del programa para las cuales no se tenía tipo espectral HD.

Se piensa utilizar los resultados obtenidos para hacer calibraciones relativas de magnitud. Se estudiará también el efecto de la velocidad de rotación en los parámetros medidos.

Gutiérrez-Moreno, A.; Moreno, H., and Stock, J., 1968. Pub. Dept. Astr. Univ. Chile, 1, 127 (N° 8).
Gutiérrez-Moreno, A., and Moreno, H., 1971. (Entregado para su publicación al Editor del Symposium N° 50.)
Sharpless, S., 1962. Ap. J. 136, 767.

Photometric study of the open cluster NGC 2232

J. J. CLARÍA

Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba

Abstract: Three color photoelectric photometry is presented for 43 stars in the vicinity of the southern galactic cluster NGC 2232. The stars range in V magnitude from 5^m.0 to 11^m.4. Photoelectric measurements of H β line intensity of 22 early-type stars is also presented. An small and uniform (B-V) color excess of 0^m.01 was found for the cluster. Independent analyses of UB ν and H β data confirm that NGC 2232, with a minimum membership of 19 stars, is located at a distance of 360 pc. A good agreement between the absolute magnitude calibrations and intrinsic color relations derived from both UB ν and H β photometry is confirmed. A nuclear age of 20×10^6 years was obtained for the cluster.

Análisis del método Q

A. GUTIÉRREZ-MORENO

Departamento de Astronomía, Universidad de Chile

Resumen: En base al significado físico del parámetro Q se revisa el método Q de Johnson para determinar colores intrínsecos de estrellas de tipo temprano. Se recalibra la relación Q, tipo espectral, utilizando valores mejorados de la razón de los excesos de color para diferentes tipos espectrales.

Los detalles de este trabajo se publicarán próximamente.

Estudio de la binaria μ Sco

C. HERNÁNDEZ

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Se ha realizado la observación fotoeléctrica en U, B y V simultáneamente con la obtención de una serie de espectros de esta binaria eclipsante. Se analizan los resultados.

INFORME DE TRABAJO

Fotometría en banda angosta de γ_2 Velorum y ζ Puppis

L. LÓPEZ

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Resultados de las mediciones fotoeléctricas con filtros interferenciales en seis diferentes longitudes de onda y con un ancho de 10 Å, de acuerdo con las recomendaciones de la Comisión 42 de la IAU.

HD 101799: Un sistema W UMa totalmente eclipsante

R. F. SISTERÓ

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: Se analizan 1350 observaciones fotoeléctricas U, B, y V de esta estrella hallándose 11 instantes de mínimo en cada curva de luz. Se determinó el período de una efemérides lineal y se construyen las curvas de luz normales y de índice de color. Estas muestran que el sistema es del tipo WUMa de eclipses completos.

COMUNICACIONES

Fotometría superficial de galaxias con efecto Sabatier

H. A. DOTTORI

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: Se describen los métodos seguidos para obtener una calibración simultánea de las isodensidades fotográficas mediante las técnicas Sabatier. La comparación de los resultados con los de Holmberg y de Vaucouleurs con algunos objetos en común sobre una muestra de 24 galaxias correspondientes al cúmulo de Virgo, muestran un acuerdo bueno.

El objeto Fourcade-Figueroa: un shread asociado a NGC 5128?

C. R. FOURCADE Y H. A. DOTTORI

Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba

Resumen: El objeto Fourcade-Figueroa (F-F) ($\alpha = 13^{\text{h}} 32^{\text{m}}.5$, $\delta = -45^{\circ} 25'$) tiene un brillo total en el fotográfico $m_0 = 12,14$ y una velocidad de recesión corregida en 850 Km/seg. Discutimos la posibilidad de que esté asociada físicamente a NGC 5128.

Chain of galaxies in Centaurus

J. L. SÉRSIC and E. L. AGÜERO

*Observatorio Astronómico, Córdoba and CONICET,
Buenos Aires*

Abstract: Photometric and spectroscopic observations of a chain of galaxies in Centaurus as well its stability are discussed.

It is suggested that part of the group form a stable system, although one of its members seems to have suffered at least two outbursts of plasma clouds.

RADIOASTRONOMIA

COMUNICACIONES

Observaciones del cúmulo galáctico NGC 2287 en 21-cm.

W. G. L. PÖPPEL * y E. R. VIEIRA

*Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra, CONICET,
Buenos Aires*

*Instituto de Física, Universidad Federal de Río Grande
do Sul, Brasil*

Abstract: Observations were made in the direction of the galactic cluster NGC 2287 and its neighbourhood with the radiotelescope at Parque Pereyra Iraola. The results of them were compared with optical data. As the paper will be published elsewhere, we give here only a synthesis.

El cúmulo NGC 2287 (M 41 ó Cr 118) tiene una posición y un diámetro aparente que lo hacen adecuado para ser estudiado en la línea de 21 cm. Sus coordenadas son (Alter-Ruprecht, 1963): $l^{\text{II}} = 231^{\circ}10$, $b^{\text{II}} = -10^{\circ}20$. El correspondiente diagrama de color fue obtenido por Cox (1954). El tipo espectral equivalente del cúmulo es el B3 y los excesos de color $E_{(B-V)}$ fotométrico y espectrográfico son 0.01 y -0.03 respectivamente (Hoag y Applequist, 1965). La distancia es $R = 0.67$ kpsc y la altura sobre el plano galáctico $Z = -0.120$ kpsc (Becker, 1963). Dado que el diámetro aparente se estima en $35'$ (Buscombe, 1963), el diámetro real es de 7 psc. La edad de este cúmulo puede estimarse del gráfico de Sandage (1958) en $\sim 1.6 \times 10^8$ años. Para su velocidad radial Schmidt-Kaler (1961) obtuvo a partir de 20 miembros el valor $v_r = +34 \pm 3$ km/s, el cual, corregido respecto del LSR mediante datos de MacRae y Westerhout (1956), suministra finalmente $v_r = +15$ km/s. La velocidad radial por rotación galáctica en el plano galáctico para $R = 0.67$ kpsc es en su dirección de $+10$ km/s.

Con todo esto presente, se decidió hacer un estudio global del cúmulo en lo que a su contenido de H atómico se refiere. Según D'Odorico y Felli (1970), en los cúmulos galácticos en los que el tipo espectral de la estrella más joven es B3 o más temprano, en general cabe esperar la presencia de H neutro. Para las observaciones se utilizó el radiotelescopio del IAR, operado conjuntamente por la CIW, cuya antena es de 30 m. Su receptor, de 56 canales, posee un ancho de banda de 10 kHz y un espaciado de 4 km/s.

* Miembro de la Carrera del Investigador Científico del CONICET.

Las observaciones se realizaron en agosto y septiembre de 1968 sobre 33 puntos en el cielo (Fig. 1), obteniéndose un total de 94 perfiles con un tiempo de integración de 6 minutos cada uno. La escala de temperaturas se calibró mediante el punto $l^{\text{II}} = 356^{\circ}00$, $b^{\text{II}} = -04^{\circ}00$, a cuyo máximo se asignó el valor de $80^{\circ}0$.

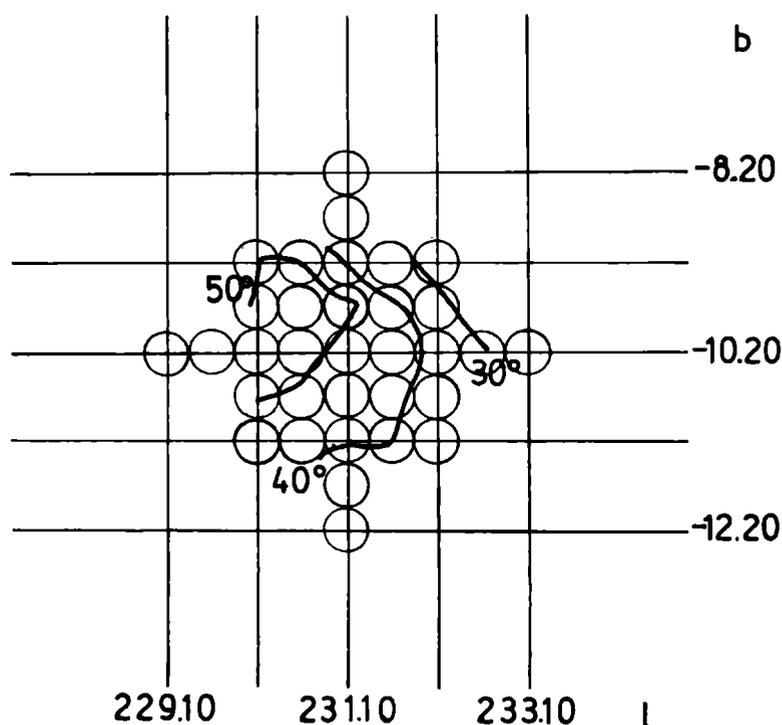


FIG. 1: Observaciones del cúmulo galáctico NGC 2287 en 21 cm.

Para descubrir una posible correlación entre la distribución de H y la posición del cúmulo se dibujaron las isofotas dentro de las limitaciones originadas por la escasa extensión angular de la zona observada. Ni las temperaturas para $v = +15$ km/s (Fig. 1), ni las temperaturas medias entre 20 y 30 km/s y entre 10 y 20 km/s suministraron resultados positivos. Más adecuado es el método de formar diferencias entre perfiles de puntos aledaños. Para ello se hicieron las cuatro diferencias entre el perfil resultante correspondiente al centro del cúmulo y los perfiles de los cuatro puntos equidistantes situados sobre los extremos de una cruz formada por un arco de meridiano y uno de paralelo. Esto se hizo para sendas cruces cuyos semi-brazos $\Delta\varphi$ median 0,5, 1,0, 1,5, y $2^{\circ}0$ respectivamente. Haciendo las representaciones correspondientes para

$v = +15$ km/s, se comprobó que las evidencias no son suficientes como para asegurar la existencia de un máximo a esa velocidad, debido a la presencia del cúmulo. En la Fig. 2 están representadas las diferencias entre el perfil del centro del cúmulo y el promedio de los cuatro perfiles correspondientes a cada una de las cruces mencionadas. La compleja estructura de estas diferencias imposibilita poder asegurar la existencia de H neutro asociado con el cúmulo, aunque esta posibilidad tampoco puede excluirse, en especial debido a la presencia de un pico para $v_r = +18$ km/seg, claramente visible para $\Delta\varphi = 2^\circ$ y que decrece rápidamente con la separación angular, desapareciendo casi para $\Delta\varphi = 0.5^\circ$.

Si este pico estuviera asociado con el cúmulo, ello significaría una extensión de gas de más de 3° de diámetro, con una densidad decreciente desde el centro hacia el exterior. En la figura 2 se observan otros dos picos, uno para $v_r \sim +40$ km/s, claramente visible, y otro a $v_r \sim +30$ km/s; y dos estructuras negativas (déficit de H) a velocidades $v_r \sim 0$ km/s y $v_r \sim +10$ km/s. Los 2 picos, al tener velocidades tan diferentes de la observada ópticamente, probablemente nada tengan que ver con el cúmulo, correspondiendo simplemente a estructuras presente en la visual. La masa M_H del hidrógeno asociado con una estructura de profundidad óptica pequeña puede obtenerse de la expresión

$$M_H \cong 3.5 \varphi^2 \cdot r^2 \cdot (\overline{T}_a \cdot \Delta V),$$

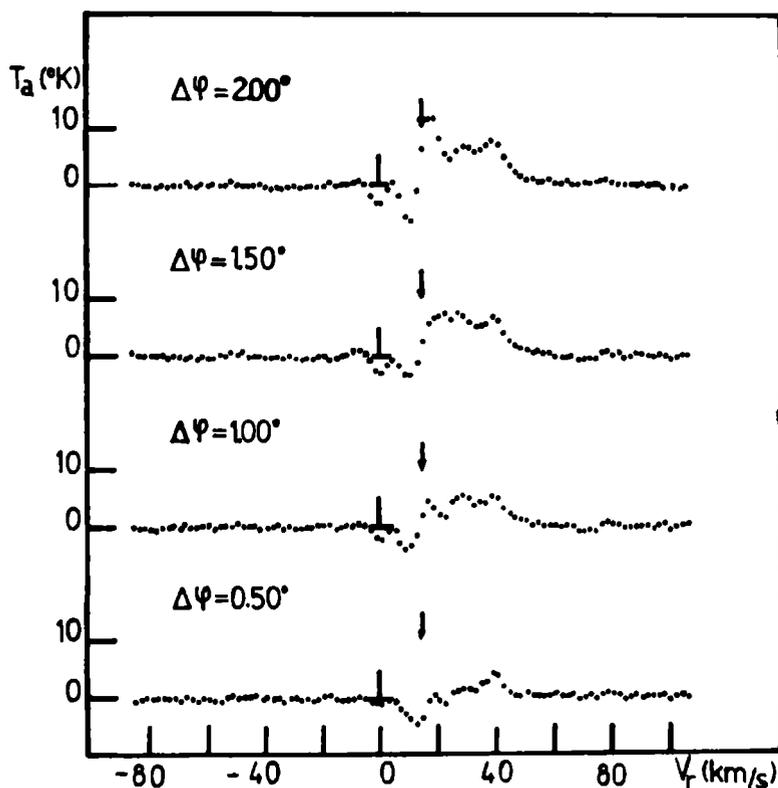


FIG. 2: Observaciones del cúmulo galáctico NGC 2287 en 21 cm.

donde M_H se expresa en M_\odot , la extensión angular φ en grados, la distancia r en kpc, la temperatura media de

antena \overline{T}_a en $^\circ\text{K}$ y el intervalo efectivo de velocidades ΔV en km/s. El producto $\overline{T}_a \cdot \Delta V$ da el área debajo de la curva y la barra sobre la expresión entre paréntesis indica un promedio angular. Para el caso de que el pico a $v_r = +18$ km/s estuviera asociado al cúmulo, la estimación de M_H sería muy incierta, pudiendo darse sólo un orden de magnitud. Tomando su área

$$(\overline{T}_a \cdot \Delta V) \sim 100^\circ \text{K} \cdot \text{km/s},$$

correspondiente a $\Delta\varphi = 2^\circ$, lo que representaría su valor máximo en el centro del cúmulo, y adoptando un radio efectivo de 1° resulta una masa $M_H \approx 600 M_\odot$. La masa estelar de NGC 2287 ha sido estimada por Schmidt (1963), en base a la función de luminosidades observada, en $815 M_\odot$.

Alter, G., y Ruprecht, J., 1963, "Atlas of Open Star Clusters", Czechoslov. Acad. of Scienc., Praha.
 Becker, W., 1963, Z. f. Aph. 57, 117.
 Buscombe, W., 1963, Mount Stromlo Obs., Mimeogram N° 6.
 Cox, A. N., 1954, Ap. J. 119, 195.
 D'Odorico, S., y Felli, M., 1970, Mem. Soc. Astron. Ital. XLI, Fasc. I, 89.
 Hoag, A. A., y Applequist, N. L., 1965, Ap. J. Suppl., 12, 215.
 Mac Rae, D., y Westerhout, G., 1956, "Table for the Reduct. of Veloc. to the L. S. R.", Lund Observatory.
 Sandage, A., 1958, "Stellar Populations", Vat. Observ., p. 41.
 Schmidt, K. H., 1963, A. N. 275, 41.
 Schmidt-Kaler, Th., 1961, Z. f. Aph. 53, 1.

Puntos de calibración para observaciones en 21-cm.

W. G. L. PÖPPEL * y E. R. VIEIRA

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra, CONICET,
 Buenos Aires
 Instituto de Física, Universidad Federal de Rio Grande
 do Sul, Brasil

Abstract: Many observations of a series of calibration points on the sky were obtained. The statistical noise of the resulting average profiles is relatively low. So, they seem adequate to be used by other observers working with similar resolutions in angle and frequency. As the paper will be published elsewhere, we give here only a synthesis.

El problema de la coordinación de las escalas de temperaturas de brillo usadas en los estudios con la línea de 21-cm es fundamental, habiéndose incluso formado un grupo de trabajo dentro de la Comisión N° 40 de la IAU para estudiar la estandarización de los "surveys" realizados con dicha línea (van Woerden, 1964). El objeto del presente resumen es adelantar algunos resultados correspondientes a las observaciones en 21-cm de una serie de puntos en el cielo, utilizados como puntos de referencia para calibrar la escala relativa de temperatura de antena en un extenso "survey" realizado por los autores en la zona delimitada por $240^\circ \leq l^{\text{II}} \leq 372^\circ$; $3^\circ \leq b^{\text{II}} \leq 17^\circ$, con una ma-

* Miembro de la Carrera del Investigador Científico del CONICET.

lla de 1° (Pöppel-Vieira, 1970). El trabajo completo con los gráficos de los perfiles se piensa publicar próximamente en otro lugar.

Los perfiles obtenidos para los mencionados puntos de calibración son el resultado de un gran número de observaciones extendidas a lo largo de casi 3 años de labor. Consecuentemente, su ruido estadístico resulta estar bastante disminuido. Por estas razones ellos podrían ser de utilidad para otros observadores que trabajen en condiciones parecidas en lo que a ancho de banda y diámetro del haz de la antena se refiere. La serie consta de cinco puntos, que hemos llamado P10, P11, ..., P14, distanciados mutuamente en unos 40° en ascensión recta y calibrados relativamente entre sí, formando una cadena —que empieza en el P10, y a cuyo máximo de perfil se asignó el valor $80^\circ 0'$ —. La tabla I muestra sus coordenadas galácticas y ecuatoriales.

TABLA I

Punto	III ($^\circ$)	bII ($^\circ$)	α 1971.5 ($^\circ$)	δ 1971.5 ($^\circ$)
P10	356.00	— 04.00	267.54	— 34.41
P11	322.00	03.00	226.70	— 54.59
P12	296.00	03.00	178.90	— 58.97
P13	277.68	00.00	146.64	— 53.47
P14	224.98	— 05.02	103.52	— 12.96

Por el gran tiempo insumido en las observaciones y reducciones, y por limitaciones en el equipo, lamentablemente no se han podido hacer estudios más amplios, concernientes a la sensibilidad, a la dirección de polarización, invariancia temporal, influencia de la radiación subyacente del continuo y variación de la forma de los perfiles frente a variaciones de las coordenadas.

Las observaciones fueron hechas con el radiotelescopio de 30 m del IAR, operado conjuntamente por la CIW. Para $\lambda = 21$ cm, el ancho del lóbulo de la antena es de aproximadamente 0.5° . El receptor de 56 canales es del tipo Dicke con características generales similares a las del receptor descrito por Burke y otros, 1959. Su primera etapa amplificadora comprende un amplificador paramétrico con una temperatura de ruido de entrada de $\sim 180^\circ\text{K}$, aunque el ruido total, agregando efectos de radiación de "spill-over", pérdidas en cables y otras fuentes de ruido, se estima en $\sim 250^\circ\text{K}$. El ancho de banda de recepción para la línea es de ~ 4 MHz. Los canales están separados entre sí a intervalos de frecuencia correspondientes a 4.0 km/s, en tanto que sus anchos de banda son de 2.0 km/s. Las observaciones se efectúan en series dobles, con un tiempo de integración de 2×90 segundos cada una, y con un corrimiento relativo de la frecuencia del oscilador local igual a la distancia entre 2.5 canales. Los perfiles obtenidos por este sistema constan de 112 puntos con una separación mutua de 2.0 km/s. Su ruido medio intrínseco se estima en $\sim 0.7^\circ$, a los que deben agregarse $\sim 0.6^\circ\text{K}$ por indeterminación en el trazado de la línea de cero. Esta última operación usualmente se hace trazando una

línea recta entre los extremos del perfil, suponiendo que en ellos haya ausencia de H. Las precisiones en el posicionado de las coordenadas supera los 0.02° , mientras que el de la velocidad es mejor que 0.3 km/s.

Para establecer la cadena de puntos de referencia se comenzó por observar P10. En el período agosto 1968 a febrero 1969 se obtuvieron unos 80 perfiles diferentes, todos con línea de cero rectilínea. Luego de reducidos en una escala aproximada se procedió a promediarlos. Dado que la diferencia de velocidades entre 2 canales sucesivos es de 2 km/s, y que los perfiles fueron observados en fechas diferentes, al observar con el oscilador local en ciertas frecuencias características fijas, las velocidades centrales de dichos perfiles no se encuentran exactamente en 0, sino distribuidas en un intervalo de ± 1.0 km/s alrededor del cero. (Llamamos velocidad central de un perfil a la velocidad —correspondiente a uno de los 56 canales— más cercana a cero km/s.). Para efectuar los promedios, los perfiles fueron previamente distribuidos, según sus velocidades centrales, en cuatro rangos de velocidad de 0.5 km/s de ancho cada uno, centrados respectivamente en -0.5 , 0.0 , $+0.5$, $+1.0$ km/s respectivamente. Estos cuatro grupos se promediaron independientemente. Los resultados se representaron conjuntamente en un gráfico, trazando una curva lisa por entre los diversos puntos. Finalmente, la escala de ordenadas se normalizó asignando el valor $T = 80.0$ al máximo de la curva (Fig. 1). Esta normalización constituye la base de la definición de nuestra escala de temperaturas. Como puede verse en la Fig. 1, los cuatro grupos independientes suministran resultados consecuentes entre sí. La indeterminación en la posición del máximo de la curva lisa se estimó en 0.6° .

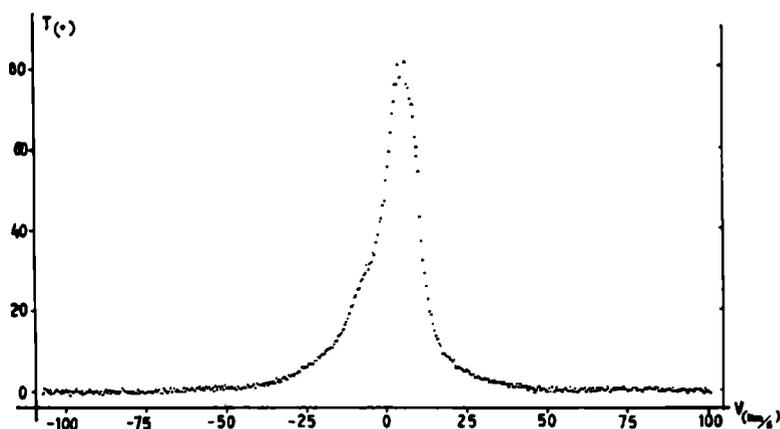


FIG. 1: Puntos de calibración para observaciones en 21 cm.

En base a P10 se calibró luego la altura de P11. Para ello se contaba con 42 observaciones simultáneas de P10 y P11, observadas entre agosto 1968 y febrero 1969. Estas observaciones fueron complementadas con otras 77 observaciones aisladas de P11, mejorando así los detalles del correspondiente perfil resultante. También aquí los diversos perfiles observados fueron distribuidos en 4 grupos independientes, según sus velocidades centrales, que suminis-

traron resultados consecuentes entre sí. Similarmente, con la altura de P11 calibrada, se procedió a hacer lo propio con la de P12, mediante observaciones simultáneas de P11 y P12; luego con la de P13 y finalmente con la de P14, siempre con sendos grupos de observaciones simultáneas complementadas con observaciones aisladas. El total de perfiles utilizados en las calibraciones es de aproximadamente 600, habiendo sido observados entre agosto de 1968 y abril de 1971.

Como síntesis de los resultados, en la Tabla II damos las alturas y posiciones de los máximos de cada uno de los perfiles de comparación resultante con la estimación de sus respectivas indeterminaciones.

TABLA II

Punto	T (°)	v (km/s)
P10	80.0 ± 0.6	+ 5.0 ± 0.4
P11	41.5 ± 0.5	— 39.0 ± 1.0
„	65.4 ± 0.5	— 21.0 ± 0.5
„	46.3 ± 0.5	— 0.9 ± 0.5
P12	74.8 ± 0.5	— 27.0 ± 0.7
„	34.5 ± 0.5	— 0.2 ± 0.5
P13	112.0 ± 0.7	— 5.0 ± 0.5
„	118.3 ± 0.7	+ 1.0 ± 0.5
„	40.5 ± 0.7	+ 15.0 ± 0.5
„	25.3 ± 0.7	+ 63.0 ± 0.5
„	16.0 ± 0.7	+ 79.0 ± 1.0
„	4.7 ± 0.7	+ 122.0 ± 2.0
P14	28.5 ± 0.5	+ 5.0 ± 1.0
„	82.5 ± 0.5	+ 17.0 ± 0.5
„	56.5 ± 0.5	+ 65.0 ± 0.5

Se trató de comparar nuestros resultados con eventuales observaciones de otros autores. El perfil de P10 pudo compararse globalmente con los resultados de Braes (1963) obtenidos con la antena de Dwingeloo (diámetro del haz: 0.56°, ancho de banda: 20 kHz). En un diagrama de Braes a P10 le corresponde un máximo cuya altura y posición concuerdan con las encontradas por nosotros, lo que parecería mostrar que nuestra escala es parecida a la utilizada en Dwingeloo. Esto parece confirmarse también de la comparación de los perfiles de P14 observados por nosotros, con el punto de coordenadas casi idénticas ($l^{II} = 224^{\circ}.99$, $b^{II} = -05^{\circ}.01$), observado por Lindblad (1966) también con la antena de Dwingeloo y con un ancho de banda similar al nuestro (10 kHz). Las posiciones de los tres picos coinciden bien, las alturas de dos de ellos también. El tercero, en cambio difiere algo en su altura. [Comparaciones con perfiles de menor precisión que los aquí presentados ya habían sido hechas por Vieira (1971)].

La existencia de una nube de alta velocidad visible en el perfil resultante de P11 ($v \sim 72.0$ km/s, $T \sim 2.5^{\circ}$) parece corresponder a la estructura visible en el "survey" de Kerr (1969) para $|b^{II}| \leq 02.00^{\circ}$, realizado con la antena de Parkes (diámetro del haz: 14.5', ancho de banda: 36 kHz), para $v \sim +75$ km/s en $l^{II} = 322.00^{\circ}$, $b^{II} = 02.00^{\circ}$ (a un grado de P11).

Van Woerden, H., 1967, Proposal for Coordination of Brightness Temperature Scale used in 21 cm Line Studies, 1664; ver también Transact. IAU XIII B, 203, Prague.

Pöppel, W. G. L., y Vieira, E. R., 1971, Bol. Asoc. Arg. Astr. N° 16.

Burke, B. F.; Ecklund, E. T.; Firor, J. W., Tatel, H. E., y Tuve, M. A., 1959, Paris Symposium on Radioastronomy, pág. 374.

Braes, L. L. E., 1963, B.A.N., 17, 132.

Lindblad, O., 1966, B.A.N., Suppl. 1, 177.

Vieira, E. R., 1971, Ap. J. Suppl., 22, 369.

Kerr, F. J., 1969, Austral. J. Phys.

Búsqueda de nubes de hidrógeno atómico con velocidad intermedia

I. F. MIRABEL

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra

Abstract: The region between $l = 30^{\circ}$ and $l = 330^{\circ}$ was observed in the 21 cm. line in a search for neutral hydrogen at intermediate velocities. An extensive concentration of hydrogen was observed in the fourth galactic quadrant with radial velocity of 45 Km/seg.

Introducción

Es del conocimiento de los astrónomos, que el plano galáctico según los datos radioastronómicos, se encuentra inclinado en la dirección de las Nubes de Magallanes en una cantidad de aproximadamente 700 pc. a una distancia de 15 kpc. del sol. En la dirección opuesta ($l \approx 190^{\circ}$) el efecto es simétrico.

A. Toomre (1971), estudiando los modos normales de la perturbación del plano galáctico producida por un pasaje cercano de las Nubes de Magallanes en su movimiento orbital alrededor de nuestra galaxia, encuentra que sólo para valores limitados de los parámetros orbitales la inclinación del plano galáctico anteriormente mencionada es congruente con un "corrugamiento" en la parte interior del plano galáctico no mayor de 150 pc. Para ello supone una órbita hiperbólica de las Nubes de Magallanes, moviéndose en sentido retrógrado (opuesto al de rotación galáctica) con la Nube Menor orbitando alrededor de la Mayor con los siguientes parámetros orbitales: longitud de la línea de los nodos comprendida entre $l = 150^{\circ}$ y $l = 190^{\circ}$, el pasaje cercano ocurrió hace 5×10^6 años a una distancia perigaláctica de 20 kpc.

Toomre ha estudiado además, cuáles serían las consecuencias de este pasaje cercano sobre la Nube Menor. Para ello supone que antes del pasaje cercano un conjunto de partículas de prueba de masa nula están ubicadas alrededor de la Nube Menor, y estudia su redistribución como consecuencia del "golpe gravitacional" introducido por nuestra galaxia.

La situación actual de la distribución en el cielo de estas partículas está representada en la figura 1.

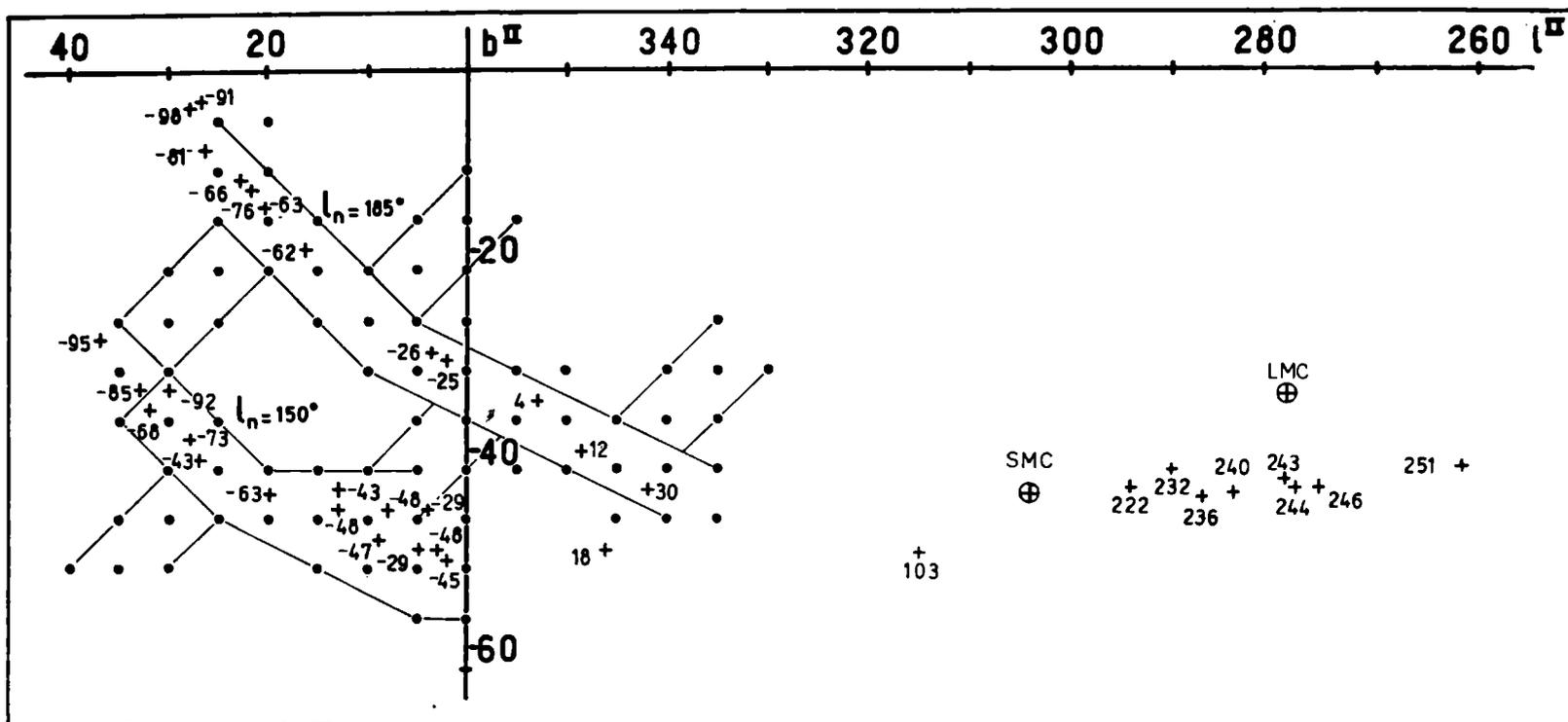


FIG. 1: Distribución en coordenadas de las partículas de prueba. Las cruces representan las partículas y los números adyacentes la velocidad respecto al S. L. R. Las dos franjas corresponden a trayectorias con longitudes de las líneas de los nodos de $l_n = 150^\circ$ y $l_n = 185^\circ$. Los puntos representan los puntos observados.

Entre las Nubes de Magallanes se encuentra un conjunto de partículas que coinciden aproximadamente en ubicación y velocidad con el "puente de HI" entre las Nubes de Magallanes descubierto por los radioastrónomos australianos. Otro conjunto de partículas se distribuye en

dos franjas en el hemisferio sur galáctico comprendidas entre $l = 35^\circ$ y $l = 330^\circ$ que corresponden a dos trayectorias con longitudes de los nodos orbitales de $l = 150^\circ$ a $l = 180^\circ$ respectivamente.

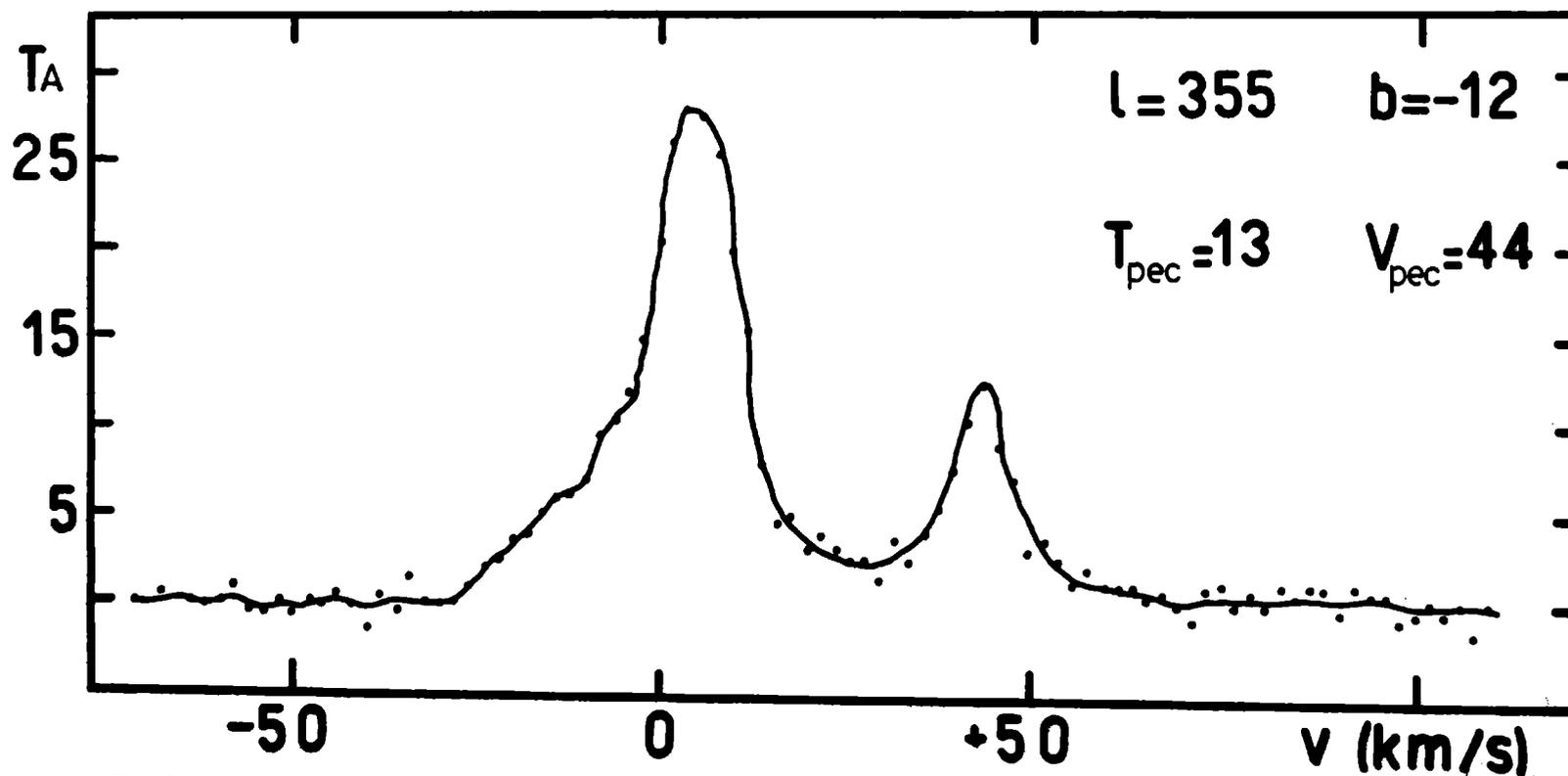


FIG. 2: Perfil para $l = 355^\circ$, $b = -12^\circ$. La velocidad de la nube peculiar es de 44 km/seg. y la temperatura pico de 13° K.

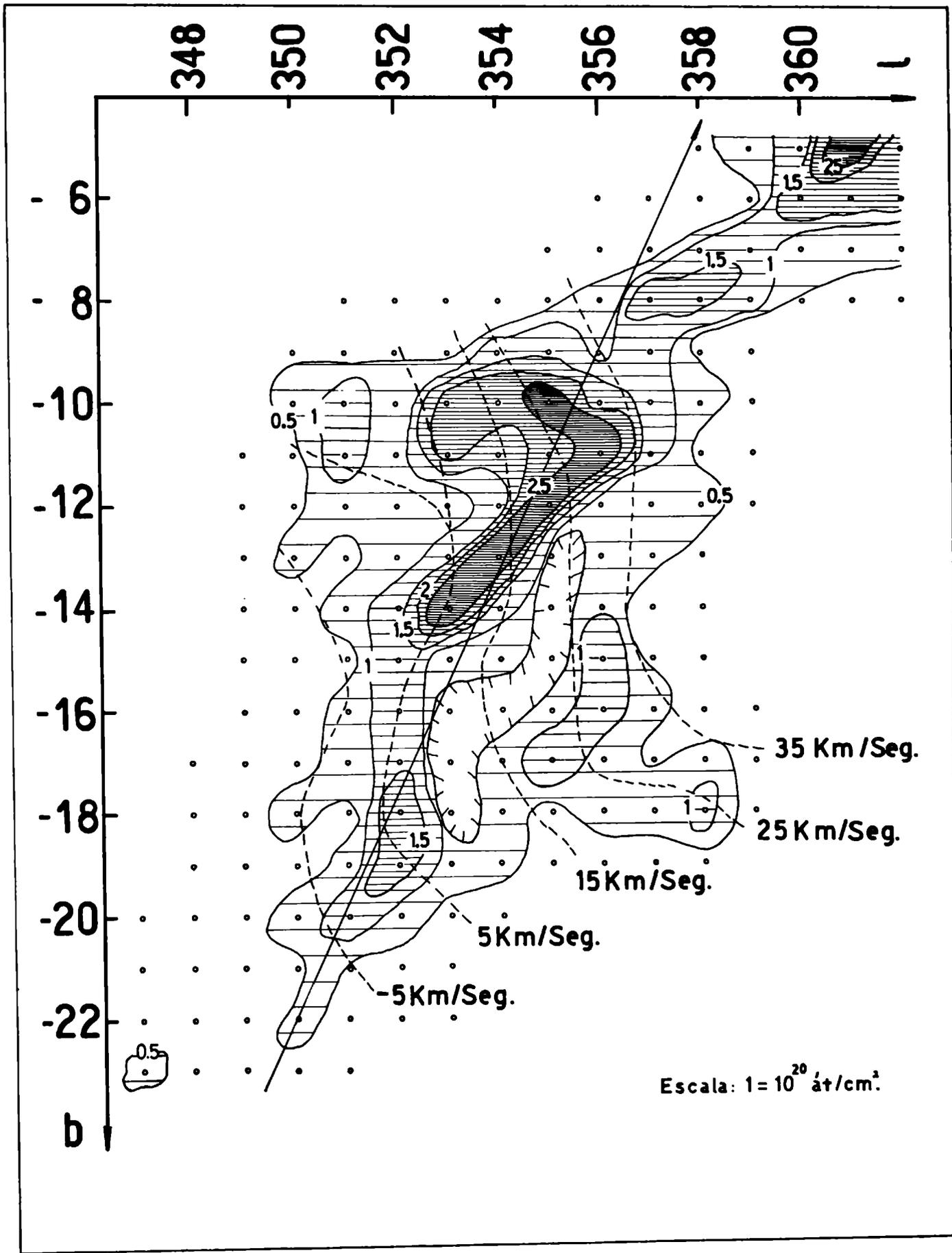


FIG. 3: Isofotas en coordenadas galácticas del brillo integrado en unidades de 1×10^{20} át./cm² para velocidades radiales mayores de 30 km/seg. Se indican las curvas de velocidad galactocéntrica constante cada 10 km/seg.

O sea, que según Toomre además del "puente de HI" entre las Nubes de Magallanes debería existir una "cola" de HI arrancada de la Nube Menor por la acción gravitacional de nuestra galaxia.

Las observaciones realizadas tuvieron como finalidad confirmar o refutar esta tercer consecuencia posible de la interacción gravitacional entre las Nubes de Magallanes y nuestra galaxia: la existencia de una "cola" de hidrógeno atómico desprendido de la Nube Menor de Magallanes.

Las observaciones

A partir de las masas observadas y una distancia media estimada por Toomre de 80 kpc. para el "puente" de HI entre las Nubes de Magallanes, se estimó la temperatura de antena mínima esperada suponiendo igualdad de masas entre el "punte" y el "rastros" de HI. La temperatura de antena esperada, suponiendo una distribución continua de la masa a lo largo de una de las franjas, debe ser mayor que 1.5 grados Kelvin.

Para contemplar la posibilidad de órbitas con longitudes de la línea de los nodos comprendida entre $l = 140^\circ$ y $l = 195^\circ$ se observó también en puntos que constituyen franjas transversales a las franjas de distribución esperada. En cada uno de estos puntos se observó con un tiempo de integración de 24 minutos como mínimo, lo que hace que la temperatura mínima esperada sea cinco veces el error del equipo receptor.

El resultado de las observaciones es negativo, o sea, no existe HI en los puntos observados con las velocidades predichas y con temperaturas de antena mayores que 1,5° Kelvin.

Concentración peculiar de hidrógeno atómico con velocidad intermedia

Aunque el resultado de las observaciones respecto a la predicción de Toomre ha sido negativo en el sentido indicado anteriormente, en algunos puntos observados se ha detectado HI con velocidades intermedias. Se hizo el estudio completo de una región ubicada en el cuarto cuadrante donde se encontró una extensa concentración de HI con velocidad en torno de + 44 km/seg respecto al standard local de reposo.

Debe observarse que para las longitudes correspondientes al cuarto cuadrante, sobre el plano galáctico y en la parte interior de la galaxia son de esperar velocidades negativas. La figura 2 muestra a modo de ejemplo el perfil correspondiente a $l = 355^\circ$, $b = -12^\circ$.

En la figura 3, se representan las isofotas correspondientes al brillo integrado para velocidades mayores de 30 km/seg. Los puntos indican las posiciones observadas con un tiempo de integración mínimo por punto de 12 minutos. Como los perfiles fueron obtenidos con una resolución en velocidad de 2 km/seg, también se representan en el gráfico las líneas de velocidad cada 10 km/seg correspon-

dientes a la temperatura pico de hidrógeno peculiar, previa sustracción del efecto en la velocidad introducido por la rotación galáctica. La concentración está conectada al plano galáctico y a partir de $b = -6^\circ$ hacia latitudes mayores, se confunde con las grandes alas que caracterizan a los perfiles cercanos al núcleo galáctico.

Es evidente que la región está compuesta por varias nubes embebidas en una distribución tenue de gas. Las líneas de velocidad constante pueden indicar tanto una rotación de la concentración sobre sí misma como una traslación del conjunto.

Por otra parte, se podrá notar que al pasar de ciertos puntos a otros adyacentes, distanciados en un grado, se produce una variación brusca del brillo integrado. Esto sugiere el hecho de que los límites del gas con velocidad peculiar caen dentro del haz de antena de 30'.

En las figuras 4, 5 y 6 se representan a modo de ejemplo las isofotas para $l = 355^\circ$ constante, $b = -12^\circ$ constante y velocidad radial + 42 km/seg constante, respectivamente.

P. W. Hill (1971) publicó los resultados del análisis espectral y fotométrico de 5 estrellas tempranas ubicadas en esta región con presencia de líneas del Ca II interestelar. La tabla I reproduce los resultados de P. W. Hill. Las velocidades radiales de las estrellas y de las líneas interestelares del Ca II fueron reducidas al S.L.R. suponiendo como velocidad peculiar del sol + 20 km/seg, y como coordenadas del ápex $l = 56^\circ$, $b = 23^\circ$.

TABLA I

ESTRELLA	l	b	T. Sp.	Vr. Est.	Vr. Ca II	d
170385	351.10	-14.99	B3V	10	5	759
171141	349.28	-16.51	B1III	2	6	3388
172094	353.49	-15.80	B2III	38	8	2089
173994	348.45	-19.62	B2V	12	1	724
177566	355.55	-20.42	B1III	137	5	7943

Número de estrella, longitud y latitud galácticas, tipo espectral, velocidad radial de la estrella y de las líneas del CaII respecto al S.L.R., distancia de la estrella en parsecs.

También se estimaron las distancias de las estrellas, para lo cual se extrajeron las magnitudes absolutas correspondientes a los tipos espectrales del artículo de P. C. Keenan (1963) y los colores intrínsecos del artículo de H. L. Johnson (1963). Las estrellas 170385 y 172094 están ubicadas en puntos donde existe HI con velocidad mayor que 30 km/seg, las velocidades del Ca II interestelar en ningún caso coinciden con las velocidades del HI. La estrella 172094 con velocidad promedio de 38 km/seg es indicada por P. W. Hill como una estrella de velocidad probablemente variable.

Conclusiones

Las líneas interestelares del Ca II no manifiestan ninguna correlación en velocidad con el HI peculiar. Por otra parte, los límites del gas con velocidad intermedia en algu-

nas zonas están ubicados dentro del haz de antena (fig. 3), a la vez que el HI local no manifiesta ninguna perturbación en velocidad o distribución en las longitudes galácticas en las que se encuentra el HI peculiar (fig. 4).

Estos tres hechos sugieren la posibilidad de que esta concentración está ubicada a grandes distancias del sol.

En caso de tratarse de una concentración lejana se pueden dar las siguientes interpretaciones:

- a) Se trata de la "cola" de gas predicha por H. Toomre pero desplazada en 20° hacia el plano galáctico. Esto se apoya en el hecho de que la dirección de elongación de la concentración es paralela a la distribución de las partículas de prueba para longitudes de la línea de los nodos de la órbita de las Nubes de Magallanes con valores de $l_n = 150^\circ$ y $l_n = 185^\circ$.

- b) Se trata de gas que está entrando o es expulsado de la región del centro galáctico. Esto se apoya en el hecho de que la dirección de elongación de la concentración coincide aproximadamente con la dirección hacia las coordenadas del centro galáctico.

Un estudio más detallado de esta región será publicado en otra parte.

Este trabajo fue realizado gracias a una beca otorgada por la Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires, bajo la dirección del doctor K. Turner.

Hill, P. W., 1971, M. R. A. S., Vol. 75, part. 1.

Hill, P. W., 1970, M. N. of R. A. S., Vol. 150, 23.

Johnson, H. L., 1963, "Stars and Stellar Systems", Vol. III, 204.

Keenan, P. C., 1963, "Stars and Stellar Systems", Vol. III, 78.

Toomre, A., 1971, Comunicación privada.

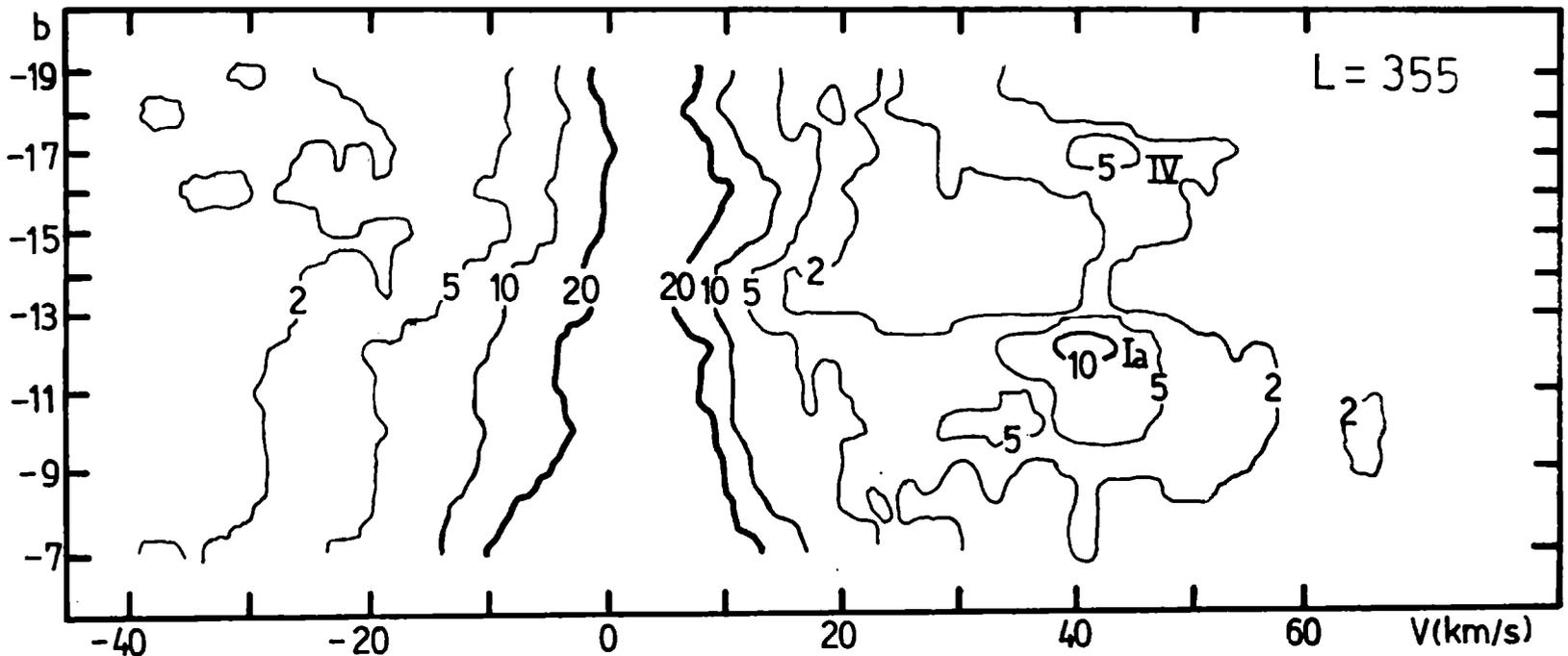


FIG. 4: Isofotas en $b-v$ para $l = 355^\circ$ constante.

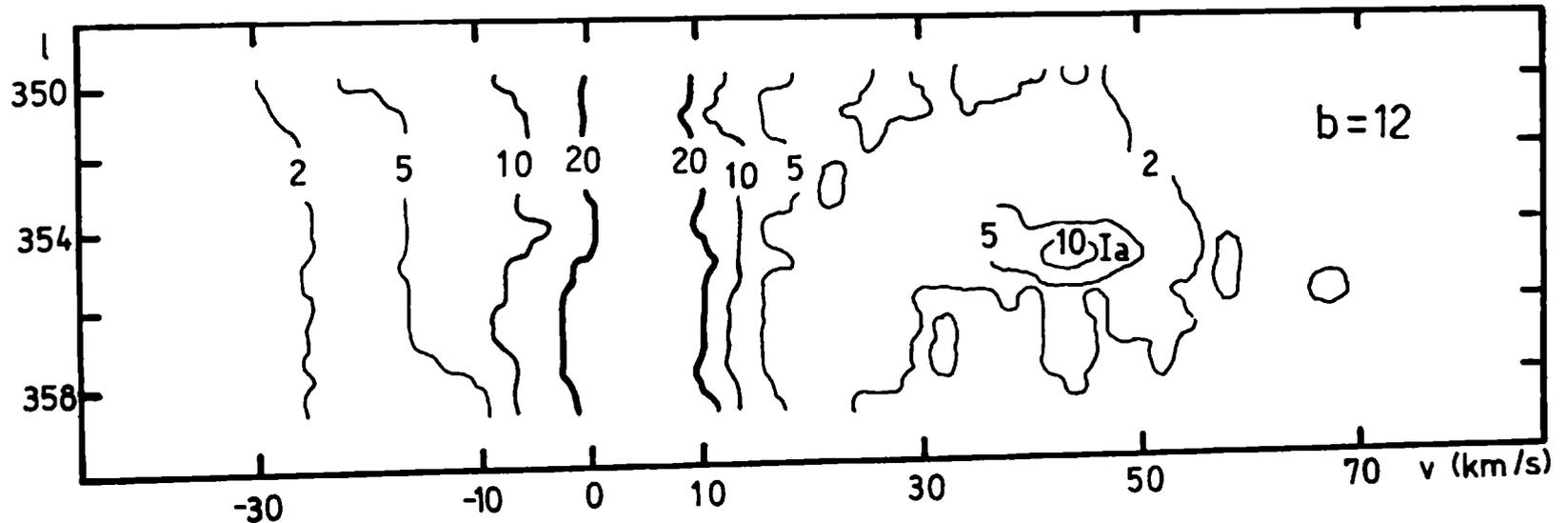


FIG. 5: Isofotas en $l-v$ para $b = -12^\circ$ constante.

La corrugación del estrato de hidrógeno neutro galáctico

R. I. QUIROGA

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra

Abstract: The relationships between the Z distance, the Z dispersion, and the galactic rotational velocity of neutral hydrogen near the galactic plane is examined, and certain correlations are pointed out.

El objeto del presente trabajo es el estudio de la distribución del hidrógeno neutro interestelar con respecto al plano $b=0$. Nos limitaremos por el momento a la exposición de resultados directos obtenidos de los datos observacionales. Consideraciones generales sobre estructura galáctica y posibles relaciones con resultados ópticos serán objeto de una posterior publicación.

Para la obtención de nuestros resultados los procedimientos usados se basaron en lo siguiente: para regiones interiores de la galaxia (distancia galacto céntrica $R=10$ kpc), se pueden asociar distancias solamente a las contribuciones correspondientes a velocidades terminales en los perfiles de línea de 21cm. del hidrógeno. Esto debe tomarse con las debidas reservas, dado que necesita aceptarse una rotación puramente circular de la galaxia. De todos modos, excluido el núcleo, no existe por el momento ninguna evidencia de lo contrario.

Teniendo en cuenta esto, se estudió la distribución sobre latitudes b para cada longitud l de temperatura de brillo T_b de la línea, en base a los parámetros de las componentes gaussianas de mejor ajuste en tales velocidades terminales: temperatura del último pico en el perfil, su velocidad radial, y su dispersión G en velocidades.

Para tales estudios se dispuso de un conjunto bastante completo de observaciones tanto en el 1º y 4º cuadrante galáctico. En la tabla I se dan los datos de las zonas observadas y características de los radiotelescopios usados.

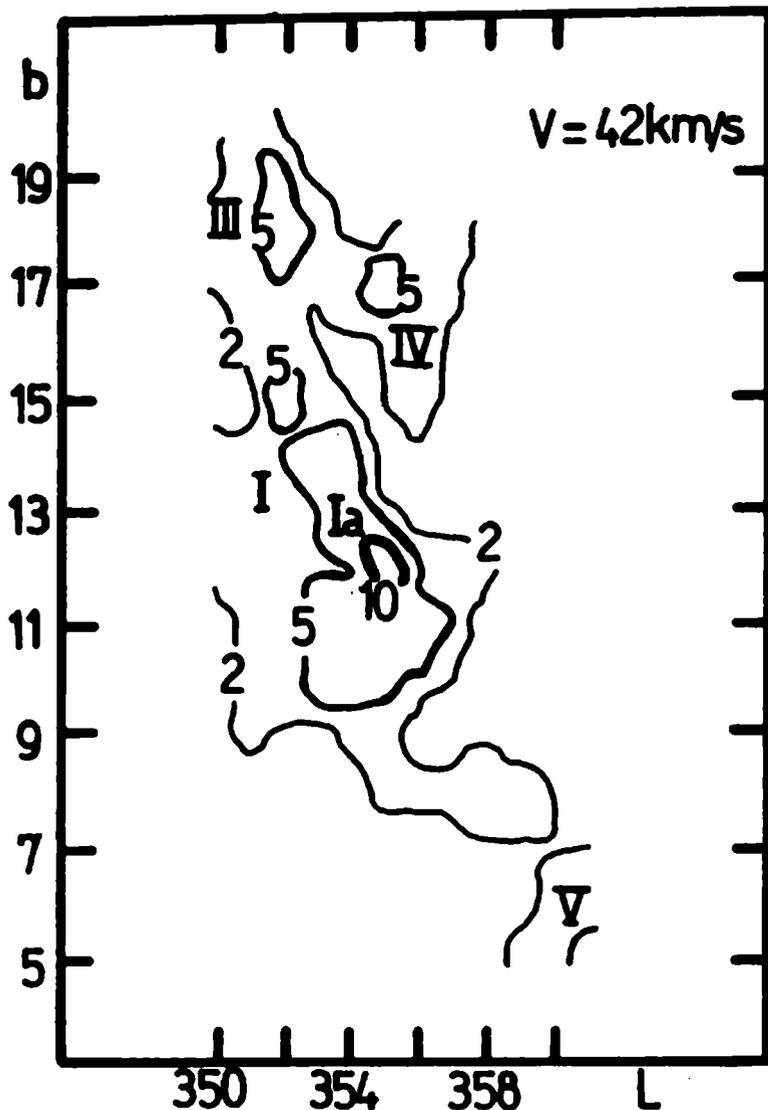


FIG. 6: Isofotas en $l-b$ para $v=42$ km/seg constante

TABLA I

Observatorio	Pereyra (Argentina)	Dwingeloo (Holanda)	Greenbank (EE.UU.)
Haz de Potencia media de antena	0.47	0.56	0.17
Resolución en velocidades	2 Km/s	2 Km/s	2 Km/s
Zonas estudiadas para el presente trabajo	$l = 280^\circ$ a $l = 340^\circ$ $b = +5^\circ$ a $b = -5^\circ$	$l = 22^\circ$ a $l = 55^\circ$ $b = -4^\circ$ a $b = +4^\circ$ (ver referencias 1 y 2)	$l = 20^\circ$ a $l = 63^\circ$ $b = +1^\circ$ a $b = -1^\circ$ (ver referencia 3)

El espaciado en latitudes b con que se tomaron los perfiles en Dwingeloo y Pereyra es $b=0^\circ 50$ que es lo adecuado según sus lóbulos de antena, mientras que los datos de Greenbank son presentados en forma de isofotas obtenidas con recorridos de la antena en ascensión recta a declinación constante; se estudiaron directamente éstas en sus velocidades terminales, sin tomar componentes gaussianas.

En la figura 1 están los diagramas de los resultados obtenidos con datos de Pereyra y comparados con la cur-

va de rotación en el 1º cuadrante galáctico (diag. arriba).

Los anchos medios del estrato de hidrógeno (diag. medio) fueron tomados con temperaturas de brillo dado que éste es un dato observacional directo. Si bien es cierto que tiene más sentido físico tomar estos anchos en espesores ópticos, para obtener éstos es necesario definir una temperatura de spin media T_s ; pero ésta sólo puede ser aceptada teniendo en cuenta que las temperaturas de spin individuales para diferentes nubes de hidrógeno pueden variar considerablemente si nos atenemos a resultados obtenidos

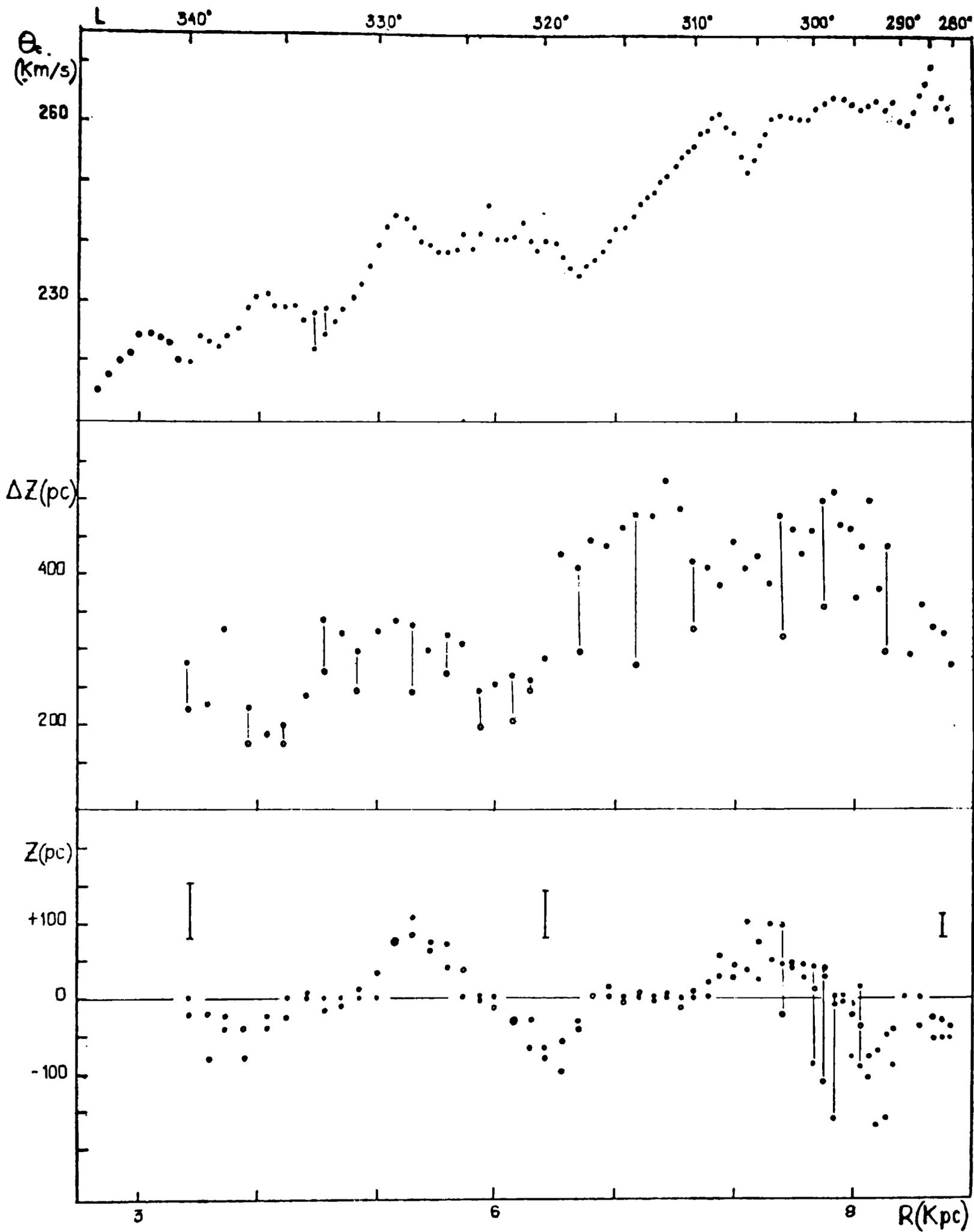


FIG. 1

en absorción en 21 cm. Como ejemplo, para unas pocas distribuciones se tomó también el ancho medio del estrato en espesores ópticos en base a una temperatura $T_s = 135^\circ \text{K}$ (círculos abiertos).

En el dibujo inferior de esta misma figura 1 están diagramadas las alturas Z sobre el plano $b=0$ de los máximos de temperaturas de brillo y las medianas correspondientes a cada distribución de estas temperaturas sobre latitudes galácticas (círculos llenos y abiertos respectivamente). Las barras representan el haz de antena proyectado a las diversas distancias.

De la comparación de estos 3 diagramas se ve que el fenómeno de corrugación del estrato de hidrógeno está más bien relacionado a los espacios interbrazos; las máximas temperaturas de brillo son observadas en las zonas donde no existe deflexión apreciable con respecto al plano galáctico y que son a su vez las zonas donde la curva de rotación tiene una forma aproximadamente lineal.

Por otra parte en el diagrama de anchos medios del estrato galáctico es evidente el decremento de éstos fuera de los brazos observados situados aproximadamente de 4.3 a 5.3 Kpc. y de 6.8 a 8.5 Kpc. El hecho de que las medianas sean generalmente menores en valores absolutos a las distancias al plano de los máximos de temperaturas de brillo en las respectivas distribuciones, especialmente en las zonas de corrugamiento evidente, puede tener sentido físico si lo asociamos a lo observable en figura 2 para la distribución $l=292^\circ$ tomada como ejemplo. Es evidente la superposición de dos contribuciones distintas, una simétrica al plano galáctico y otra más intensa y considerablemente desviada de éste. O sea que el efecto de corrugación es más notorio en las concentraciones más densas embebidas dentro de un "background" de gas cuya distribución es más regular.

A medida que las distribuciones corresponden a distancias cada vez mayores de nuestro sistema local, las dos diferentes clases de contribuciones se hacen irresolubles por el haz de antena y sólo es posible apreciar una asimetría sistemática en tales distribuciones, como puede notarse en alguno de los 6 ejemplos de la figura 2.

El hecho de que éstas estén diagramadas en espesores ópticos y no en temperaturas de brillo no afecta esencialmente a la cuestión.

En la figura 3 están diagramados los resultados para el 1er. cuadrante según los datos de Dwingeloo: el dibujo superior representa los anchos medios del estrato de hidrógeno y en el inferior es posible verse que el diagrama de corrugamiento es bastante análogo al obtenido para el 4º cuadrante (círculos llenos: máximos de temperaturas de brillo, círculos abiertos: medianas de las distribuciones).

La única diferencia, ya notada por otros autores, es que el brazo de Sagitario se encuentra en el 1er. cuadrante algo debajo del plano galáctico.

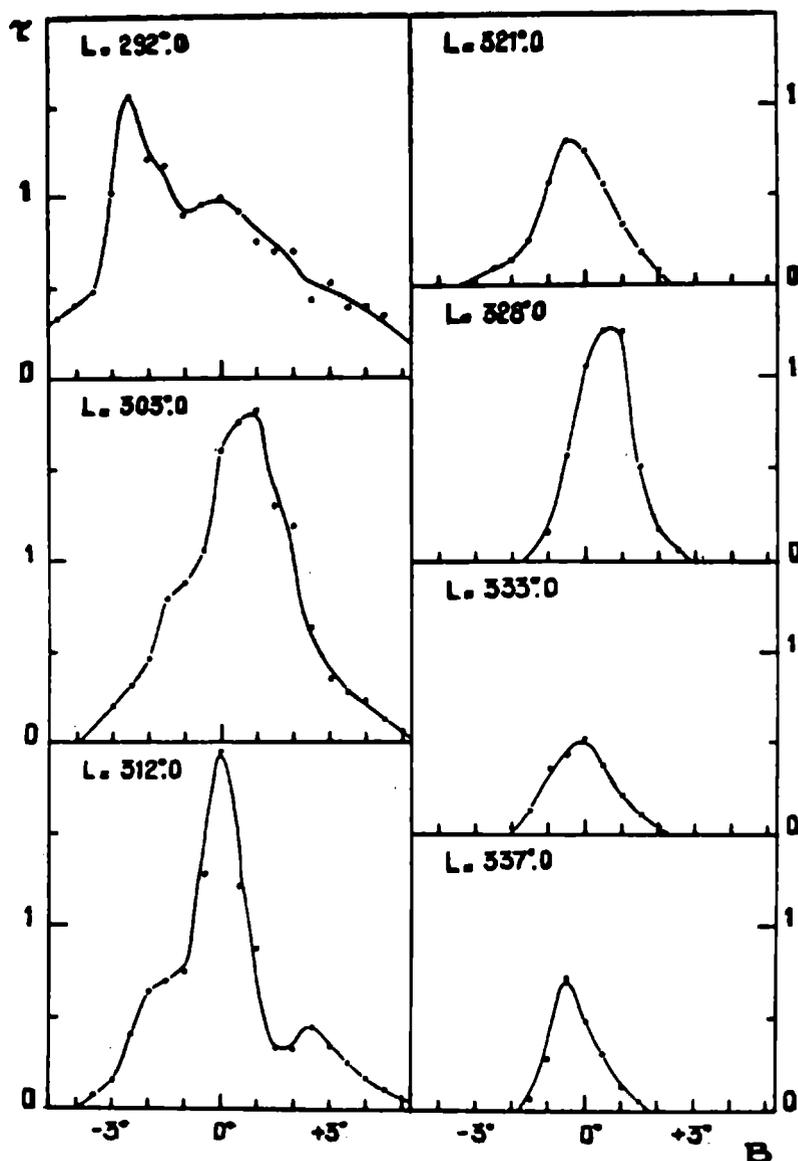


FIG. 2

En la figura 4 (arriba) tenemos el diagrama de corrugamiento acorde a los datos de Greenbank; el método usado para obtenerlo fue simplemente medir cerca de 370 isofotas, la distancia de los máximos de temperaturas de brillo en las velocidades terminales al plano $b=0$, y se diagramaron los promedios de éstas asociadas a cada longitud galáctica (puntos llenos).

En este estudio de mayor resolución es posible notar en ciertas zonas ($l=26^\circ$, $l=36^\circ$ y $l=62^\circ$) estructuras por arriba y debajo del plano galáctico; la idea sugerida por el diagrama es de "fallas" del estrato de hidrógeno. Tal fenómeno no fue observado en las mismas zonas en base a datos de Dwingeloo; es de esperarse que un haz de antena 3 veces mayor no defina estos efectos a esas distancias.

En el 4º cuadrante se observaron también estructuras por arriba y debajo del plano a distancias galactocéntricas $R=8.3$ Kpc; esto corresponde a distancias relativamente más cercanas de nuestro sistema local, lo cual quizás permitió al haz de antena de Pereyra resolver las diferentes estructuras (aunque hay que tener en cuenta la tendencia a ensancharse del estrato galáctico al crecer las distancias R , y por esto el fenómeno de "falla" tiene dimensiones mayores). Por tales razones es muy probable que tal efecto sea visible también con el telescopio de Dwingeloo a las mismas distancias R pero al presente

no se tienen estos datos observacionales para longitudes $l=55^\circ$.

Este trabajo fue realizado gracias a una beca otorgada por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, bajo la dirección del Dr. Kenneth C. Turner.

¹ Burton, W. B. Set. 1970, Astronomy and Astrophysics Suppl. Vol. 2 N° 4.

² Shane, W. W. Agosto 1971, Astronomy and Astrophysics Suppl. Vol. 4 N° 1.

³ Westerhout, G. Maryland-Greenbank, Galactic 21 cm. survey, Agosto 1966, University of Maryland, College Park.

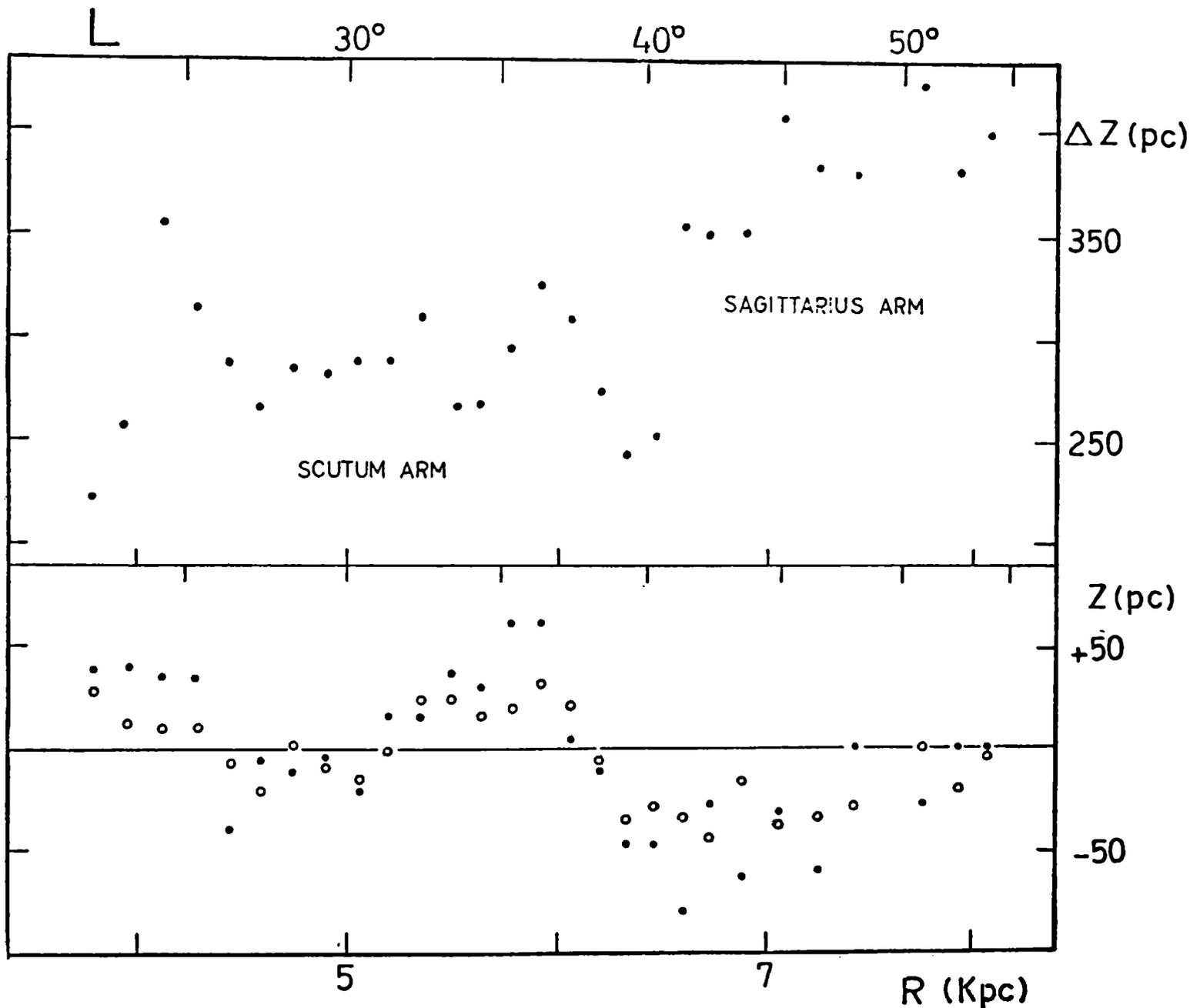


FIG. 3

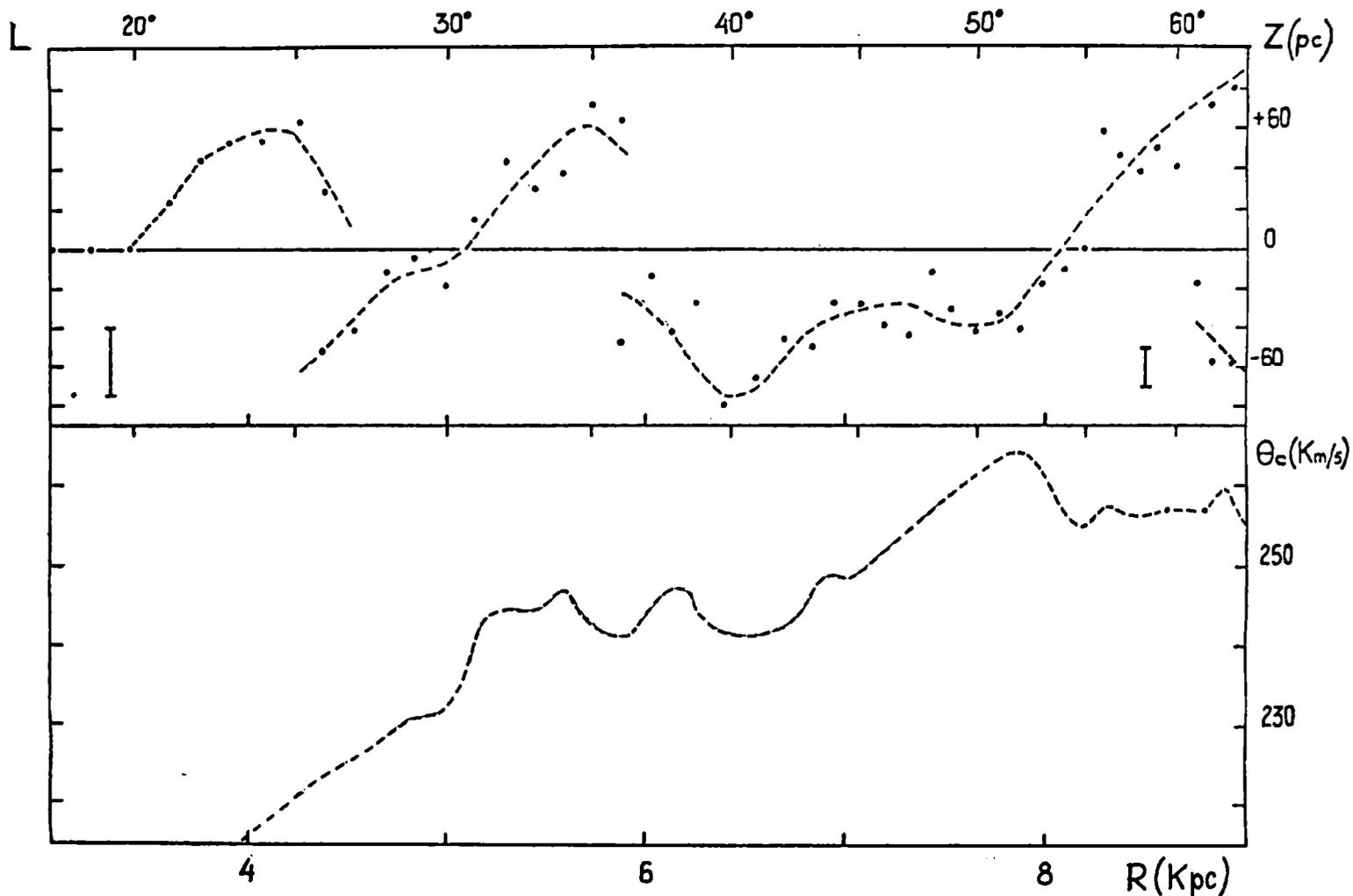


FIG. 4

Estudio en HI de regiones HII

E. BAJAJA Y S. GARZOLI

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra

Resumen: Con el radiotelescopio de 30 m. del Instituto Argentino de Radioastronomía, se realiza un análisis en 21 cm. de 10 regiones HII. Se trata de determinar la existencia de regiones HI asociadas con las regiones HII. En un principio se trazan isofofas (l, b) a $V = \text{cte.}$ y se ubica en ellas la forma óptica de la región HII. Luego se compara su posición con la de las fuentes obtenidas en el continuo. De estas comparaciones se sacan correlaciones en posición. Mediante cortes de $l = \text{cte.}$ y a $b = \text{cte.}$ que pasan por el centro de la región HII, se encuentran los perfiles de absorción. Se determinan las velocidades de las regiones HII en función de los picos y las temperaturas de absorción.

INFORME DE TRABAJO

Búsqueda de pulsos provenientes del centro galáctico

K. C. TURNER

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra

Resumen: Se observó el centro galáctico en 11 cm. durante algunos meses para tratar de detectar pulsos radioeléctricos provenientes de él que podían estar asociados con eventos gravitacionales, los cuales han sido detectados por Weber (Physical Review Letters, 25, pág. 180, 1970). Se han detectado pulsos intensos pero no parecen estar correlacionados con los observados en otros radio-observatorios.

El espectro de radio del H_2^+

F. R. COLOMB y E. M. FILLOY

Instituto Argentino de Radioastronomía, Pereyra

El ión H_2^+

La estructura hiperfina del ión del hidrógeno molecular (H_2^+) ha sido estudiado por varios autores; por ej.: Dalgarno et al (1960); Somerville (1968); Luke (1969).

La solución no relativista de la estructura hiperfina del H_2^+ es perturbada por la interacción del espín del electrón S con el espín nuclear I y con la rotación nuclear N.

En el esquema de acoplamiento b_{BS} (Towner y Schawlow, 1955), estos momentos angulares se combinan como:

$$I + S = F_2$$

$$F_2 + N = F$$

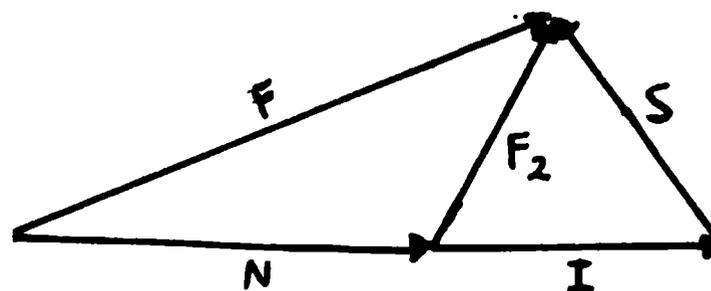


Fig. 1 — Esquema de acoplamiento b_{BS}

Los diferentes valores de (F_2, F) corresponden a diferentes valores de la energía.

Correcciones relativistas de segundo orden deben ser realizadas para obtener valores más precisos de los niveles de energía.

Los diferentes métodos de aproximación usados por diversos autores dan valores de las frecuencias de transición que difieren en unos pocos megaciclos.

Para el nivel rotacional $N=1$ y para $I=0; 1$ y $S=1/2$, obtenemos la siguiente configuración:

F_2	F		(F_2, F)	ν (MHz)	A (S^{-1})
3/2	3/2		$(3/2, 3/2) - (1/2, 3/2)$	1414.2	1.75×10^{-15}
	5/2		$(3/2, 5/2) - (1/2, 3/2)$	1399.6	3.63×10^{-15}
	1/2		$(3/2, 3/2) - (1/2, 1/2)$	1398.7	1.91×10^{-15}
1/2	1/2		$(3/2, 1/2) - (1/2, 3/2)$	1321.6	3.96×10^{-16}
	3/2		$(3/2, 1/2) - (1/2, 1/2)$	1306.0	2.78×10^{-15}

Fig. 2 — Esquema de los niveles de energía y transiciones para $N=1$

Los valores de las frecuencias (ν) y de las probabilidades de transición (A) de la Fig. 1, corresponden al trabajo de Somerville (1968).

TABLA I

	(3/2 ; 3/2) (1/2 ; 3/2)	(3/2 ; 5/2) (1/2 ; 3/2)	(3/2 ; 3/2) (1/2 ; 1/2)	(3/2 ; 1/2) (1/2 ; 3/2)	(3/2 ; 1/2) (1/2 ; 1/2)
Somerville (1968)	1414.2	1399.6	1398.7	1321.6	1306.0
Penzias et al (1968)	1413.1	1405.0	1393.6	1316.5	1297.0
Somerville (Luke, 1969)	1412.7	1408.1	1391.2	1314.2	1292.7
Luke (1969)	1411.9	1407.6	1388.7	1311.6	1288.4

En la tabla I se dan los valores de estas frecuencias calculadas por diferentes autores. Como vemos estas frecuencias son cercanas a la frecuencia de la transición hiperfina del estado fundamental del Hidrógeno neutro (1420.40 MHz) y las probabilidades de transición son del mismo orden ($2.9 \times 10^{-15} \text{ S}^{-1}$ para el Hidrógeno neutro).

Penzias et al (1968) observaron seis zonas de la galaxia en la vecindad de la línea correspondiente a la frecuencia

de 1405 MHz con resultado negativo. Usaron un paraboloide de 25 m de diámetro junto con un amplificador paramétrico que les permitía alcanzar una figura de ruido de 200 °K, y con una resolución en frecuencia de 100 KHz.

Los límites superiores de las señales en °K obtenidas para las distintas fuentes, y los rangos de frecuencias observadas se dan en la tabla II.

TABLA II

FUENTE	RANGO DE FRECUENCIAS OBSERVADAS (MHz)					
	1401.77 1403.77	1403.77 1405.77	1405.77 1407.77	1407.77 1409.77	1409.77 1411.77	1411.77 1413.77
ORION	.12	.12	.09			
W3	.10	.07	.09	.16	.16	.11
C y G A	.43	.41	.36			
Sgr A	.30	.14	.34			
Cas A	.52	.32	.25			
Ant. Gal.	.06	.08	.09			

Es interesante notar de estos resultados, que la mayoría de las observaciones terminan en 1407.77 MHz, la cual es una de las frecuencias predichas por Luke y Somerville (Tabla I). En el caso de la radiofuente W3, donde las observaciones llegan hasta 1413.77, la intensidad de la señal crece en un factor 2 entre 1407.77 y 1411.77 MHz. Esta es una de las razones que nos lleva a realizar nuevas mediciones del H_2^+ .

En Canadá también se ha desarrollado un equipo para tratar de detectar esta línea Shuter (1969).

Descripción del cabezal para H_2^+

La posibilidad de la observación de H_2^+ reside en que se ha de disponer en el IAR de amplificadores paramétricos de un ancho de banda poco habitual (1000 - 1500 MHz) y de bajo ruido (150 °K) con los suficientes ajustes como para permitir optimizar las condiciones de observación para distintas frecuencias dentro de su banda útil. Como aún no se dispone de ellos en laboratorios el diseño del cabe-

zal del receptor presenta varias alternativas de los cuales las dos principales se muestran en a Fig. N° 3 y Fig. N° 4. Las condiciones que se persiguen en el diseño del cabezal son:

- 1) Mínima temperatura de ruido.
- 2) Mínima contribución de frecuencia imagen.
- 3) Máxima estabilidad.
- 4) Mínima contribución al ruido de entrada por parte de los elementos que le siguen al sistema de amplificación paramétrica.
- 5) Máxima economía en componentes tratando de utilizar partes ya utilizadas en el actual receptor de 21 cm.

Versión I

El receptor es un Dicke que compara la energía proveniente de la antena con la suministrada por una carga de 50 ohms sumergida en Nitrógeno líquido (77.4 °K). La

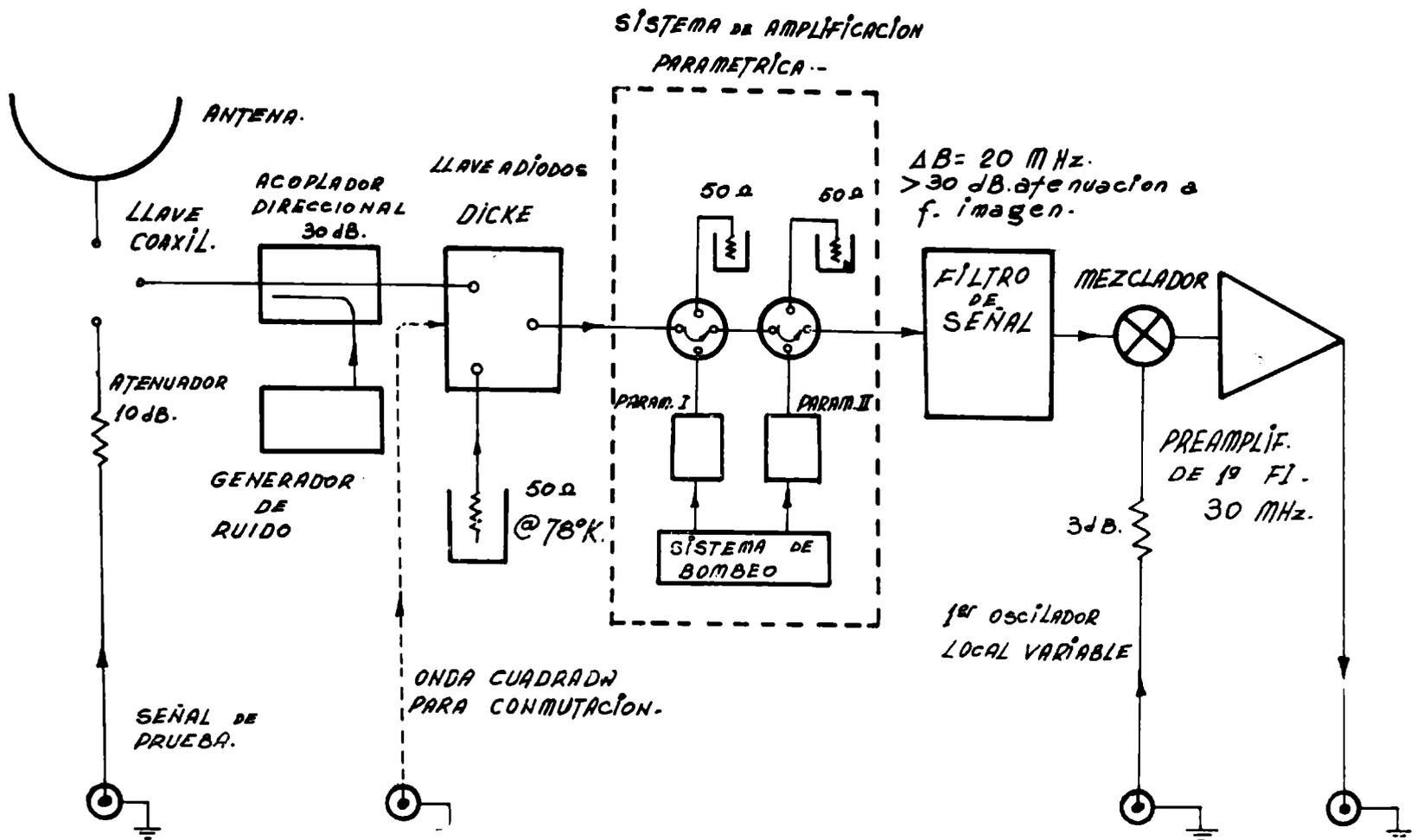


FIG. 3: Cabezal del receptor para H₂⁺. Versión I.

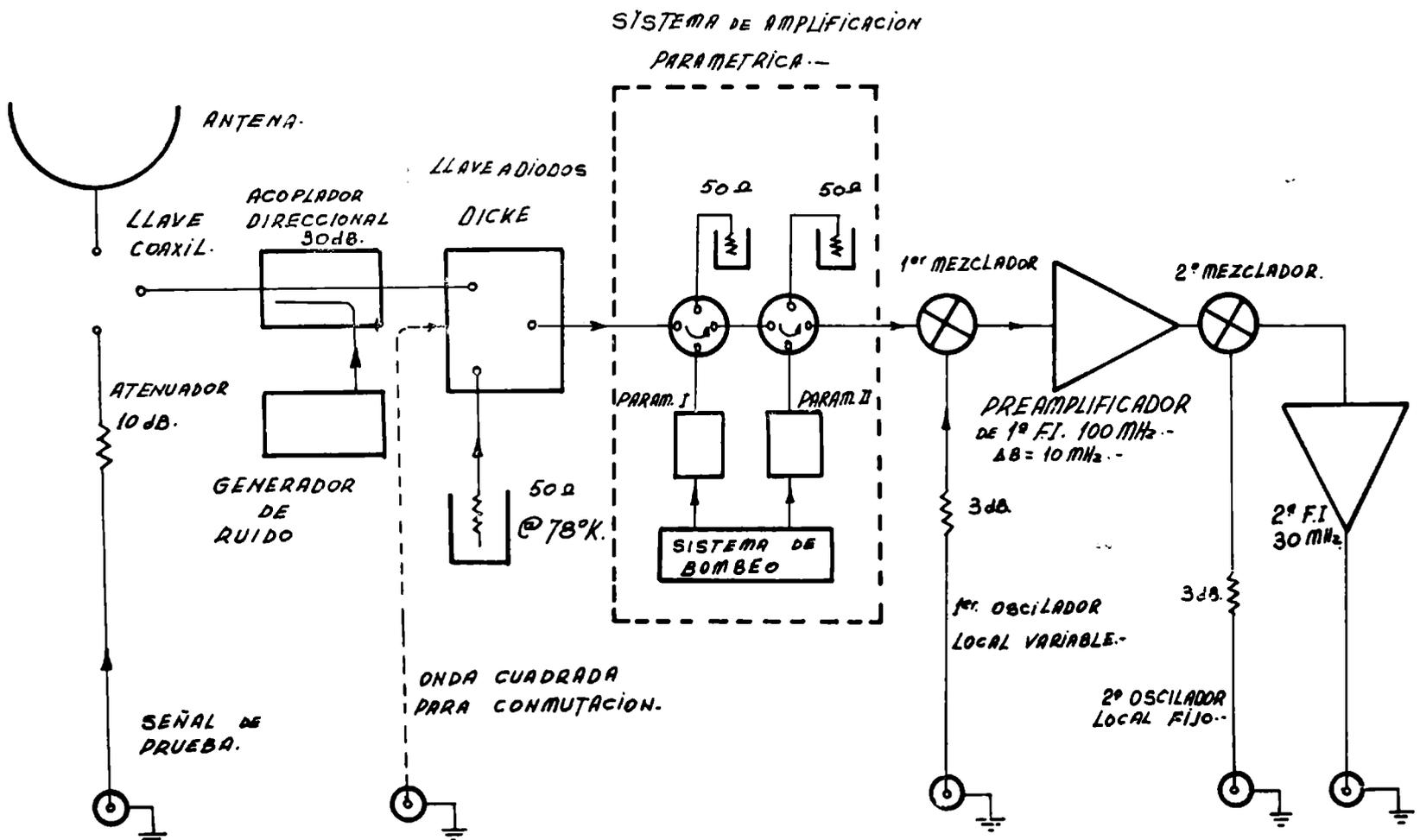


FIG. 4: Cabezal del receptor para H₂⁺. Versión II.

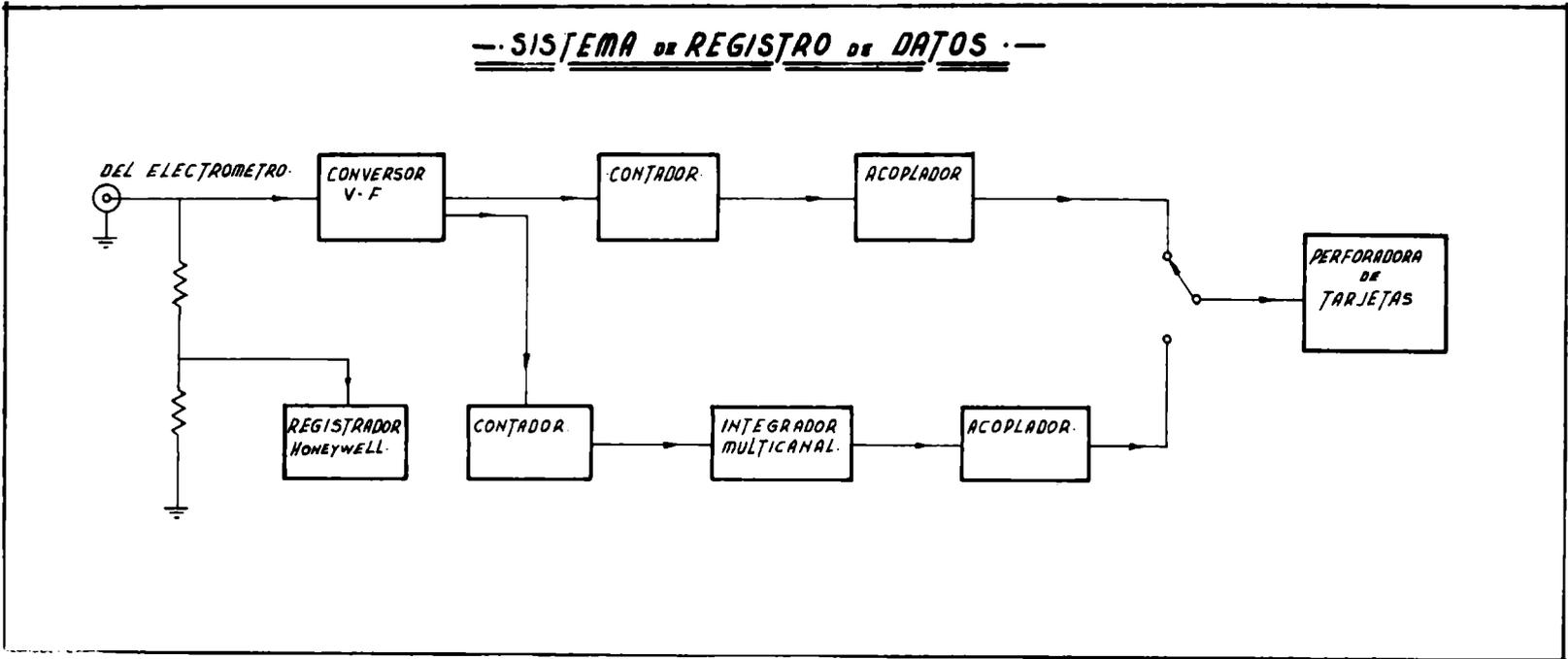


Fig. 5

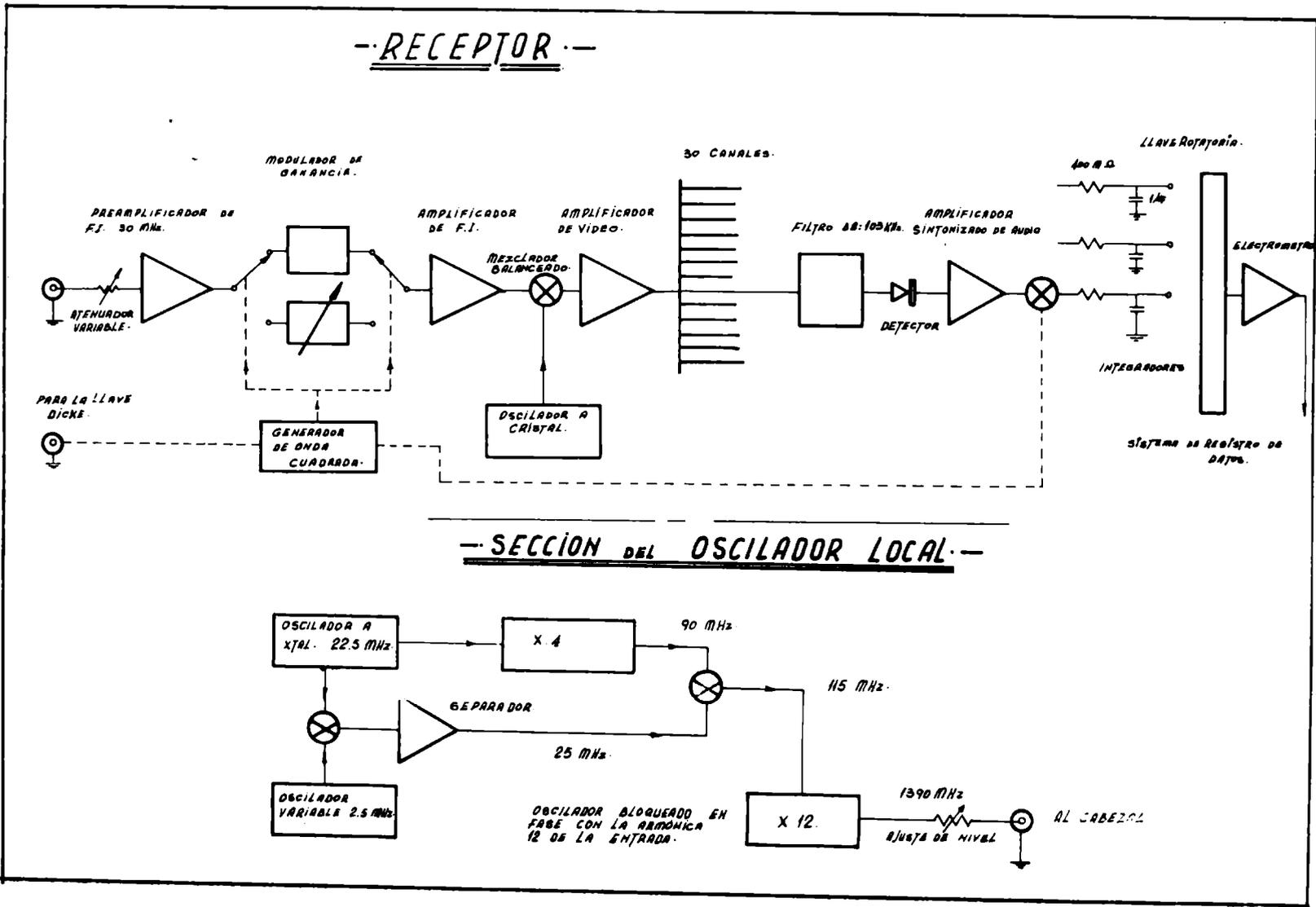


Fig. 6

comparación se realiza mediante una llave a diodos excitada por onda cuadrada sincrónicamente con un modulador de ganancia y detector sincrónicos situados en el receptor. En el canal de Antena se adiciona una llave coaxial electromecánica que permite conmutar a una carga de 50 ohms a 300 °K y por donde se puede introducir una señal de prueba, barrido en frecuencia normalmente, para verificar la sintonía y ganancia de los amplificadores; un segundo elemento es un acoplador direccional de — 30 dB de acoplamiento con el cual se introduce un monto de ruido calibrado proveniente de una fuente de ruido (amplificador de banda L, tubo de descarga o díodo semiconductores de ruido); el monto de ruido de la calibración es del orden de los 10 °K. Luego del sistema de amplificación paramétrica un mezclador de bajo ruido (500°K). La frecuencia intermedia es de 100 MHz. Este valor es elegido en base a dos factores:

a) Según la información disponible sobre los paramétricos es factible el logro de anchos de banda de hasta 50 MHz. Para este caso la frecuencia imagen estará a 200 MHz de la frecuencia de señal, esperándose que la contribución de la imagen en tales condiciones esté un mínimo de 20 dB por debajo de la frecuencia de señal.

b) Se dispone como última etapa para el oscilador local una unidad comercial que cubre de 1300 MHz hasta 1530 MHz. Utilizando el oscilador local por encima de la señal y con una frecuencia intermedia de 100 MHz se cubre el rango de 1200-1430 MHz que se requieren.

c) Debe ser la frecuencia intermedia de un valor lo menor posible para la obtención de bajas figuras de ruido en los mezcladores.

Una segunda conversión a 30 MHz nos permite utilizar el receptor central de 21 cm.

Versión II

La alternativa aquí consiste en que si la ganancia que pueda obtenerse con los paramétricos es superior a 30 dB cuando se los sintoniza en anchos pequeños relativamente, esto haría que la contribución de ruido de los elementos que le siguen se la divida por un factor 1000 o mayor con lo cual se puede adicionar previamente al mezclador un filtro pasabanda que asegure que la contribución de la frecuencia imagen esté 20 dB por debajo de la señal. La frecuencia intermedia puede ser 30 MHz directamente, lo que fija el requerimiento para el filtro de tener una atenuación de 20 dB a 60 MHz de la frecuencia del pasabanda cuya banda de paso debe tener un ancho del orden de los 10 MHz y un ripple no mayor de 0.2 dB. Debe ser ajustable pues son diversas las frecuencias de señal a observar. La limitación en este caso estará de parte del oscilador local el cual al estar limitado a 1300 MHz nos fijará la frecuencia mínima a observar en 1270 MHz. La mayor sencillez de esta versión, unido a que la mayor cantidad de frecuencias en los cuales se espera observar están entre 1300 a 1400 MHz hace que sea la más probable a utilizar.

Las partes de frecuencia intermedia y baja, sistema de oscilador local (fig. 5) y el sistema de registro de datos (fig. 6) son los que componen el actual receptor de 21 cm. del I.A.R. Estos han sido descriptos en detalle por Filloy (1971).

Dalgarno, A.; Patterson, T. N. L., y Somerville, W. B., 1960. Proc. R. Soc., A 259,100.

Filloy, E., 1971, en preparación.

Luke, S. K., 1969, Ap. J., 156, 761.

Penzias, A. A.; Jefferts, K. B.; Dickinson, D. F.; Lilley, A. E., y Penfield, H., 1968, Ap. J. 154, 389.

Shutter, W., 1969, J.R.A.S., Canadá, 63, 94.

Somerville, W. B., 1968, M.N.R.A.S., 139, 163.

Townes, C. A.; Schawlow, A. L., 1955. Microwave Spectroscopy, Mc. Graw-Hill-N. Y.

ASTROMETRIA

COMUNICACIONES

Resultados de las observaciones con el Círculo Meridiano en San Juan

J. A. LÓPEZ Y R. A. CARESTIA

Observatorio Astronómico "Félix Aguilar", San Juan

Abstract: The analysis of 198 series of FK4 stars observed with the Repsold Meridian Circle at San Juan, Argentina, shows similar results with those obtained by the Danjon Astrolabe at San Juan and others for the systematic errors of the FK4 in the Southern Hemisphere.

El Círculo Meridiano Repsold del Observatorio Astronómico de Córdoba, instalado actualmente en el Observatorio Astronómico "Félix Aguilar" de San Juan¹, está destinado desde julio de 1969 a la observación de un programa de 7.190 estrellas s.r.s.² entre -40° y -90° de declinación.

Simultáneamente con el programa s.r.s. se observan periódicamente series fundamentales de estrellas FK4, constituidas por alrededor de 40 estrellas distribuidas uniformemente a lo largo del meridiano entre las declinaciones $+40^\circ$ a -70° en culminación inferior.

Entre el 1º de enero de 1969 y el 30 de setiembre de 1971 se observaron 198 series FK4 en ambas posiciones del instrumento, habiéndose totalizado 8.000 observaciones individuales, las que convenientemente analizadas (Zverev 1965) permiten poner en evidencia el comportamiento del instrumento a la vez que posibles errores sistemáticos del catálogo fundamental.

Para cada serie se calculó el parámetro n de Bessel con el conjunto de las estrellas ecuatoriales con declinaciones comprendidas entre $+30^\circ$ y -30° mediante una solución por mínimos cuadrados del sistema de ecuaciones obtenido por aplicación a cada estrella de la fórmula:

$$(\alpha - T) = (u + m) + n \cdot \tan \delta$$

Comparando cada una de las restantes estrellas de la serie con la "estrella ecuatorial media" se calculó para cada una el valor n mediante:

¹ El Círculo Meridiano Repsold instalado en San Juan es operado en colaboración mediante convenio celebrado entre la Universidad Nacional de Córdoba y la Universidad Nacional de Cuyo.

² Programa apoyado mediante subsidio de la Academia de Ciencias de los EE. UU.

$$n = \frac{(\alpha - T) - (\overline{\alpha - T})_e}{\tan \delta - \tan \delta_e}$$

y finalmente se hicieron las diferencias:

$$\Delta n = n - n_e$$

Un total de 3.932 Δn así obtenidos (2.048 con freno este y 1.884 con freno oeste) fueron agrupadas en zonas de 5° de ancho en declinación y 6^h en ascensión recta. calculándose el valor medio $\overline{\Delta n}$ para cada zona.

La marcha de $\overline{\Delta n}$ con la declinación (Zverev, 1965) es consecuencia de los errores de observación y de los errores del catálogo fundamental en ascensión recta, de modo que si de alguna manera se pueden evaluar los primeros, la marcha de $\overline{\Delta n}$ con la declinación, pondrá en evidencia los segundos.

Es posible en esta forma determinar los errores sistemáticos del tipo $\Delta\alpha\delta$ mediante $\Delta\alpha\delta = -\overline{\Delta n} \cdot \tan \delta$, mientras que el estudio de los $\overline{\Delta n}$ por fajas horarias dará los $\Delta\alpha\alpha$.

En nuestro caso se han representado en la fig. 1 los valores que corresponden a la marcha de los $\overline{\Delta n}$ en función de la declinación, discriminados por posición del instrumento (FE, FW) y el promedio. Entre -30° y -50° de declinación hay coincidencia entre los valores para FE y FW, pero a partir de -50° aparece una diferencia sistemática que no supera los $0^s.03$. Aún cuando se está investigando el origen de esta diferencia, creemos que la curva promedio está libre de errores sistemáticos puesto que muestra valores coherentes con los obtenidos con otros instrumentos como se verá más adelante.

Para investigar la dependencia de $\overline{\Delta n}$ con la ascensión recta, las observaciones fueron agrupadas en cuatro zonas de 6 horas de ancho centradas en 0^h , 6^h , 12^h y 18^h . La dependencia de $\overline{\Delta n}$ con la declinación se muestra en la fig. 2 separadamente para cada grupo.

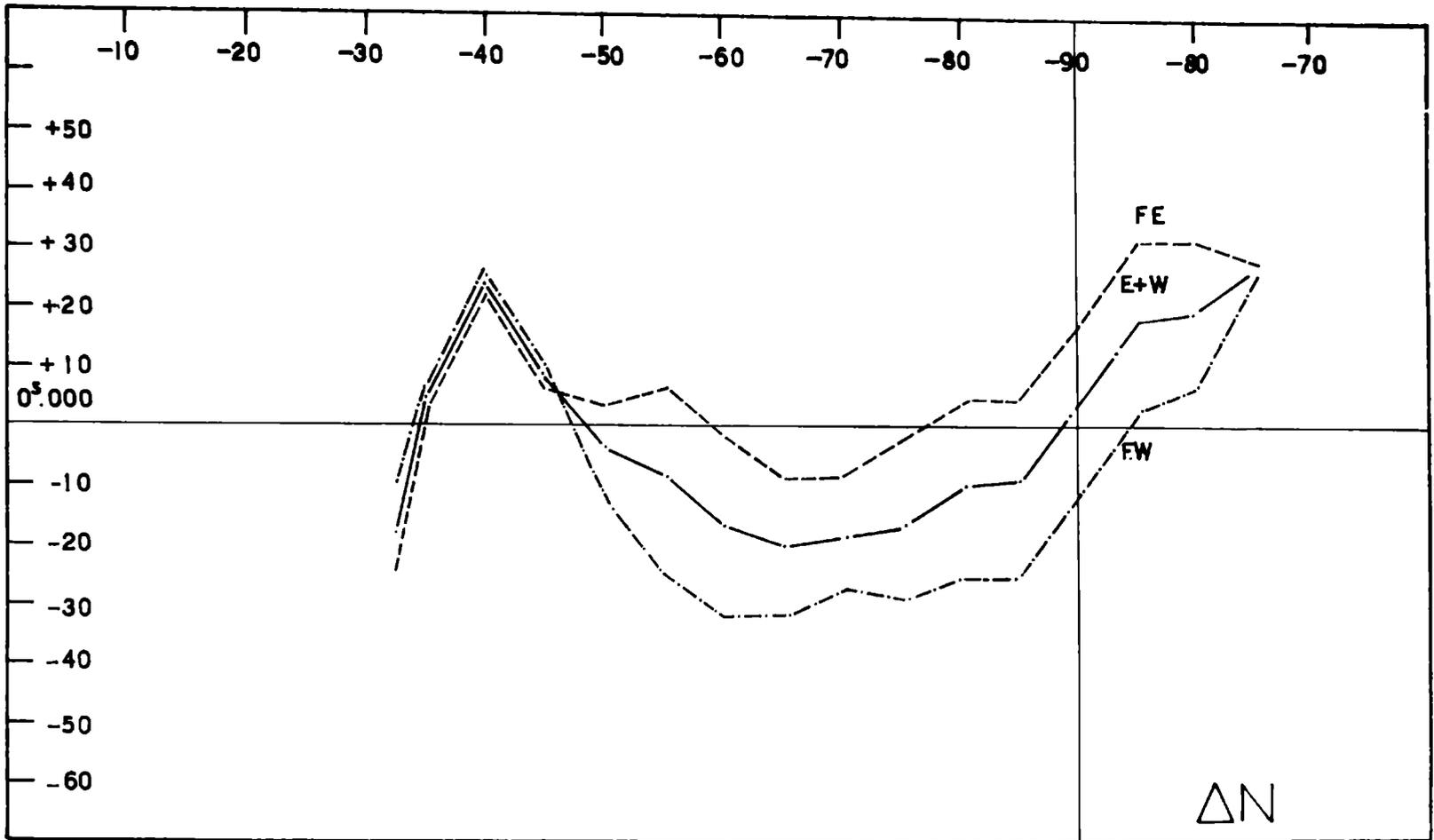


Fig. 1

C I R C U L O M. SAN JUAN

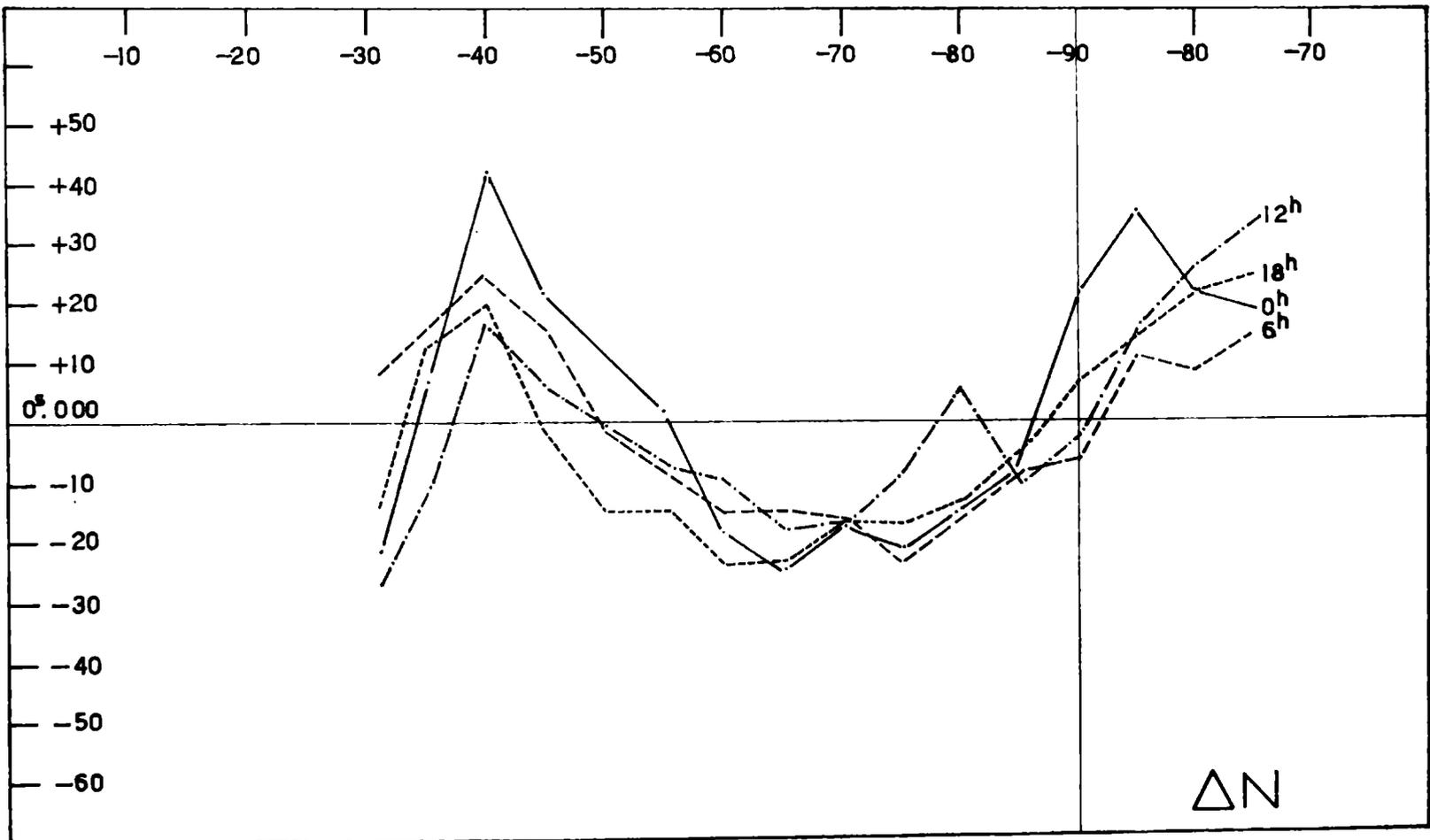


FIG. 2

C I R C U L O M. SAN JUAN

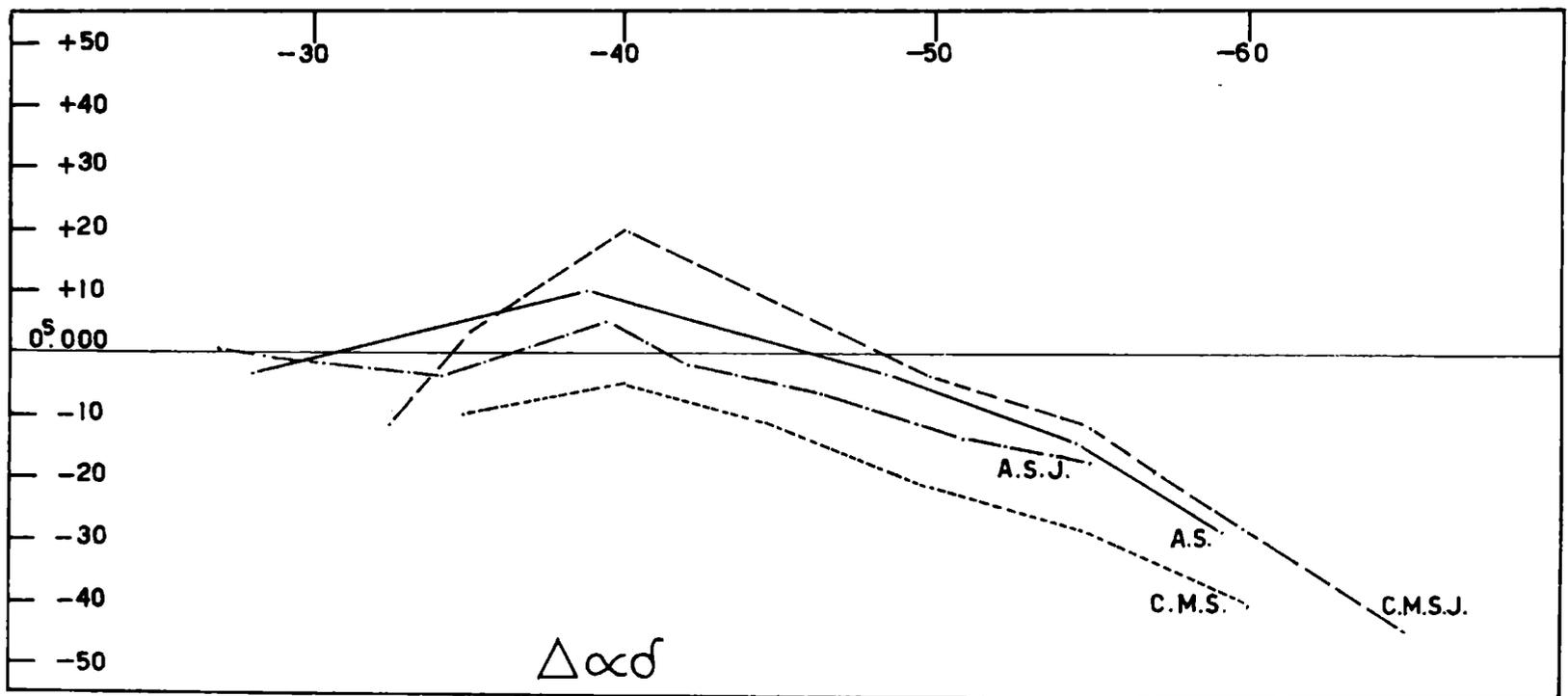


FIG. 3

C I R C U L O M. S A N J U A N

Los valores de $\Delta\alpha\delta$ han sido representados en la fig. 3. En el mismo se muestran también las curvas obtenidas con el Círculo Meridiano Repsold de Santiago, Astrolabio de Santiago y Astrolabio de San Juan. La coincidencia de los resultados obtenidos con los cuatro instrumentos es satisfactorio.

Finalmente en la fig. 4 se han representado los valores obtenidos con el Círculo Meridiano de San Juan para la zona comprendida entre -75° y -90° de declinación. Esta curva se obtiene haciendo intervenir los valores aportados por las estrellas observadas en ambas culminaciones, los que fueron calculados mediante:

$$\Delta\alpha\delta = -\frac{1}{2}(\Delta n - \Delta n_{sp}) + \tan\delta$$

En la fig. 4 también se ha representado la curva de corrección FK4 propuesta por Fricke y Gliese en base a observaciones obtenidas en los Observatorios del Cabo y Cerro Calán (Desiderata for the FK5, 1968).

Anguita, C. y Noel, F., 1969, A. J., V. 74, N° 7, 954.

Zverev, M. S., 1965, Astr. Zu. 42, 823.

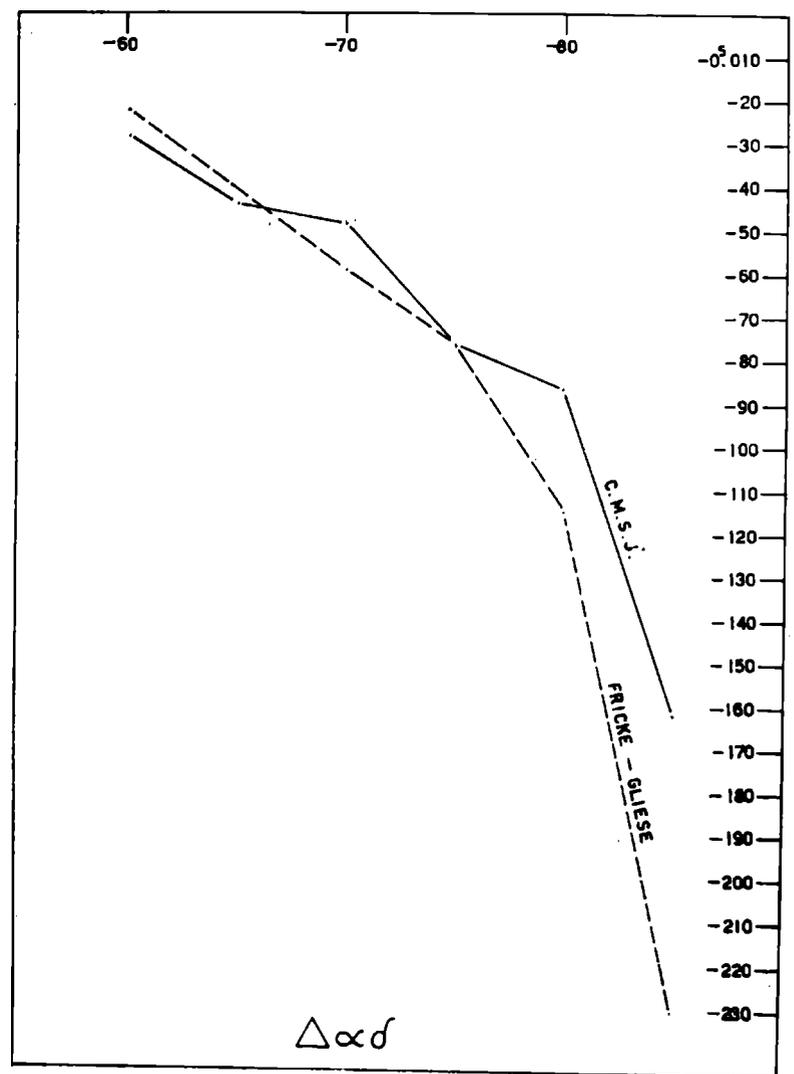


FIG. 4

C I R C U L O M. S A N J U A N

TABLA I

$\bar{\delta}$	$\overline{\Delta n}$			$\Delta \alpha \delta$ E + W
	FE	FW	E + W	
— 32	—24.9 (134)	—09.5 (118)	—17.7 (252)	—11.3
— 35	02.0 (268)	06.0 (219)	03.8 (487)	02.7
— 40	22.5 (208)	25.8 (199)	24.1 (407)	20.2
— 45	06.0 (250)	11.0 (222)	08.4 (472)	08.4
— 50	04.0 (287)	—12.1 (259)	—03.6 (546)	—04.3
— 55	06.9 (257)	—24.8 (233)	—08.2 (490)	—11.7
— 60	—01.4 (268)	—31.9 (243)	—15.9 (511)	—27.5
— 65	—08.8 (258)	—31.8 (257)	—20.3 (515)	—43.5
— 70	—08.2 (244)	—27.4 (230)	—17.5 (474)	—48.1
— 75	—02.4 (251)	—29.0 (246)	—15.6 (497)	
— 80	05.2 (257)	—25.3 (259)	—10.1 (516)	
— 85	05.0 (242)	—24.9 (228)	—09.5 (470)	
— 90	17.0 (191)	—12.2 (168)	03.3 (359)	
— 95	32.1 (243)	02.4 (226)	17.8 (469)	
—100	33.0 (267)	07.0 (252)	20.4 (519)	
—105	29.0 (162)	25.0 (152)	27.1 (314)	

Los paréntesis indican cantidad de observaciones individuales.
Unidades: 0^s.001.

TABLA II

$\bar{\delta}$	$\overline{\Delta n (E + W)}$			
	0 h	6 h	12 h	18 h
— 32	—22.0 (57)	09.1 (38)	—26.7 (104)	—14.4 (53)
— 35	05.7 (108)	15.7 (89)	—11.3 (163)	13.2 (127)
— 40	43.1 (65)	24.9 (92)	17.0 (105)	20.2 (145)
— 45	22.2 (79)	15.7 (72)	06.1 (189)	—00.8 (132)
— 50	10.8 (86)	—00.6 (66)	—01.1 (214)	—14.5 (180)
— 55	01.4 (83)	—08.2 (70)	—06.7 (177)	—14.9 (160)
— 60	—18.6 (80)	—14.6 (88)	—10.4 (212)	—24.1 (131)
— 65	—25.0 (106)	—15.0 (83)	—17.8 (210)	—24.4 (116)
— 70	—18.1 (81)	—17.0 (76)	—18.3 (214)	—15.8 (103)
— 75	—21.2 (67)	—23.8 (89)	—07.9 (181)	—17.3 (160)
— 80	—15.3 (111)	—16.7 (86)	05.0 (128)	—14.3 (191)
— 85	—06.6 (89)	—08.6 (52)	—09.9 (174)	—11.2 (155)
— 90	21.7 (66)	—05.6 (23)	—03.0 (199)	06.7 (71)
— 95	35.6 (76)	10.9 (92)	15.5 (171)	15.3 (130)
—100	21.6 (58)	09.2 (103)	25.7 (178)	21.1 (180)
—105	18.9 (25)	14.9 (25)	34.4 (115)	24.8 (149)

TABLA III

$\frac{1}{2} (\Delta n + \Delta n_{pp})$

Unidades: 0^s.001

	FE	FW	E + W	0 h	6 h	12 h	18 h
—90	17.0	—12.2	02.4	21.7	—05.6	—03.0	06.7
—85	18.6	—11.2	03.7	14.5	01.2	02.8	02.0
—80	19.1	—09.2	05.0	03.2	—03.8	15.4	03.4
—75	13.3	—02.0	05.6	—01.2	—04.4	13.2	03.8
PROM.	17.0	—08.6	04.2	09.6	—03.2	08.6	04.0

	$\frac{1}{2} (\Delta n - \Delta n_{sp})$									
	FE	FW	E + W	0 h	6 h	12 h	18 h	Prom.		
—90	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
—85	—13.6	—13.6	—13.6	—21.1	—09.8	—12.7	—13.2	—14.2	—14.1	—162.3
—80	—13.9	—16.2	—15.0	—18.4	—15.4	—10.4	—17.7	—15.5	—15.3	— 87.9
—75	—15.7	—27.0	—21.4	—20.0	—19.4	—21.2	—21.0	—20.4	—19.7	— 76.1

Correcciones individuales a 112 estrellas del FK4, deducidas de las observaciones con el Astrolabio de San Juan, Argentina

W. T. MANRIQUE

Observatorio Astronómico "Félix Aguilar", San Juan

Abstract: From the observations of FK4 stars (declination: —3° to —60°) made with a Danjon Astrolabe, preliminary corrections in right ascension are derived for 112 stars. These stars were observed in both transits in the groups used regularly for time and latitude determination at San Juan, Argentine. The list of the star groups, as well as their corrections in time, latitude and zenith distance are given.

El Astrolabio Impersonal Danjon del Observatorio "Félix Aguilar" de San Juan, inició sus observaciones sistemáticas a fines de Julio de 1968, en un programa cuyo objetivo es colaborar con el Servicio Internacional de la Hora y con el Servicio Internacional de Latitudes como así también la investigación de los errores sistemáticos e individuales del FK4 en el Hemisferio Sur.

El programa observacional, considerado como el fundamental para determinar Hora y Latitud, está formado

por estrellas del FK4 y FK4 Sup. cuyas declinaciones van desde —3° a —60° y más brillantes que la magnitud 6.1.

Doce grupos de composición invariable de 28 estrellas cada uno, con una duración de 1 hora 40 minutos aproximadamente, separados por un intervalo de 20 minutos y con un total de 335 estrellas, de las cuales 14 son del FK4 Sup. Para estudio de catálogo se tomaron 112 estrellas de doble pasaje.

Los resultados de Hora, Latitud y Distancia Cenital, son los dados por los grupos observados la misma noche por el mismo observador, desde fines de Julio de 1968. Hasta el presente, tres años de trabajo, se han observado 1200 Series con un total aproximado de 33600 tránsitos.

En la presente comunicación se dan los resultados obtenidos del procesamiento de dos períodos (Julio 68-69 y año 1970) calculado independientemente, como así también los de todo el período de observación.

Han participado en la tarea observacional los señores Alfredo Serafino, Eloy Actis, Alberto Andreoni, José Baldivieso.

Agradecemos a la Ing. Geodesta señora Carla de Cardinali, que colaboró en la confección del programa para la computadora IBM 1130 de la Facultad de Ingeniería y Ciencias Exactas, Físicas y Naturales.

OBSERVATORIO ASTRONOMICO "FELIX AGUILAR"
ASTROLABIO DANJON, SAN JUAN
GRUPOS FUNDAMENTALES. CORRECCIONES DE ALISADO INTERNO.
UNIDAD: 0."001

n	G:01 (0 h)			G:02 (2 h)			G:03 (4 h)			G:04 (6 h)		
	FK 4	Z	CLI									
1	900	24.4	+162	1074	42.5	— 76	1152	131.0	+ 88	1194	123.1	+236
2	30	51.5	+ 15	1630	324.1	+189	1144	66.1	—242	1120	335.0	+351
3	58	110.4	—650	1599	244.9	—199	62	309.5	+252	266	55.0	—166
4	1044	135.6	— 45	133	100.5	+159	223	108.0	+ 38	1086	229.0	— 7
5	790	246.1	+ 58	883	216.1	+177	1031	240.2	— 18	106	242.7	+ 1
6	3707	282.9	— 51	128	138.4	—304	1120	25.0	+ 97	154	321.2	+183
7	1595	332.0	+178	104	46.0	—122	59	294.4	+120	246	29.8	— 19
8	825	205.4	+508	1108	130.8	— 43	1044	224.4	+124	1197	74.2	—288
9	67	129.6	+246	879	258.2	—154	1080	334.9	+119	128	221.6	+516
10	824	210.4	— 83	118	156.2	+ 74	49	236.5	+ 3	306	116.4	—137
11	59	65.6	+316	155	121.2	+153	1159	142.1	+541	49	300.7	+157
12	828	299.6	— 54	901	216.0	+217	1074	317.5	+126	2546	161.2	+349

n	G:01 (0 h)			G:02 (2 h)			G:03 (4 h)			G:04 (6 h)		
	FK 4	Z	CLI									
13	68	141.3	+201	905	290.9	- 81	219	62.5	-383	409	131.4	+211
14	47	43.7	-314	127	47.7	+ 9	195	38.7	- 10	1202	61.7	-248
15	1591	308.4	-187	1080	25.1	+ 98	188	31.5	+ 75	1212	71.1	-342
16	814	257.2	-244	23	203.2	-178	67	230.4	-346	133	259.5	-368
17	864	318.3	+557	149	59.3	+ 24	1156	152.5	+ 21	1108	229.2	-349
18	86	132.6	+175	161	76.6	- 58	1053	238.2	+164	293	47.6	-149
19	62	50.5	-105	1129	120.3	-174	220	48.1	-241	1186	27.1	+ 40
20	829	229.0	- 16	30	308.5	+102	104	314.0	+ 73	171	210.5	-643
21	1581	244.2	-263	3	231.5	-339	235	149.2	- 68	161	283.4	-236
22	106	117.3	+ 24	1097	31.7	- 35	1076	211.6	-517	195	321.3	+ 51
23	2117	34.7	-124	1049	334.9	-142	1097	328.3	+143	190	314.7	- 31
24	1608	313.3	+ 46	6	253.0	+295	83	276.3	-201	155	238.8	- 28
25	900	335.9	- 84	40	309.0	+136	86	227.4	-223	1234	118.8	+192
26	1086	131.0	-241	22	289.4	+ 26	1184	121.1	- 42	1155	333.4	+385
27	860	219.4	-278	47	316.3	-223	263	138.6	+489	1227	143.9	+118
28	1076	148.1	+258	171	149.5	+329	1171	53.6	-183	345	123.2	+221
				2117	325.3	+138						

OBSERVATORIO ASTRONOMICO "FELIX AGUILAR"
 ASTROLABIO DANJON, SAN JUAN
 GRUPOS FUNDAMENTALES. CORRECCIONES DE ALISADO INTERNO.
 UNIDAD: 0"001

n	G:05 (8 h)			G:06 (10 h)			G:07 (12 h)			G:08 (14 h)		
	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI
1	304	24.0	-166	293	312.4	+180	1242	285.8	+196	525	34.8	+405
2	220	311.9	+ 25	434	99.9	+ 99	1345	70.7	-399	558	141.0	+153
3	246	330.2	+204	270	276.6	-131	1234	241.2	+207	1410	125.2	+ 37
4	1156	207.5	+154	439	105.7	- 32	1335	47.3	+ 17	1390	53.0	-139
5	204	293.3	+127	435	131.9	-149	345	236.8	+ 70	431	290.8	+131
6	219	297.5	+ 97	1281	45.2	-219	1324	34.0	-166	586	103.6	-112
7	1170	318.0	-181	275	229.8	+129	2764	220.1	-561	455	199.8	-250
8	197	253.7	+146	428	147.6	+184	512	131.2	-183	2956	207.5	-606
9	1152	229.0	-103	1202	298.3	+171	512	109.0	+120	545	33.4	+ 16
10	1233	162.1	-407	1197	285.8	- 64	504	145.1	+ 66	1324	326.0	+ 23
11	1159	217.9	-312	449	121.1	- 94	1261	302.4	-104	1301	289.2	- 48
12	373	72.4	+ 48	1301	70.8	- 33	498	52.2	+ 62	435	228.1	+173
13	235	210.8	-358	1194	236.9	- 1	356	251.8	+239	1309	292.0	- 26
14	1268	119.6	+122	1289	161.0	+ 98	373	287.6	+198	434	260.	- 61
15	354	44.5	+ 43	1212	288.9	+ 29	1248	259.4	-153	475	317.8	+ 0
16	375	147.9	- 20	2900	39.1	-175	1292	336.6	+148	561	160.5	+122
17	223	252.0	+145	1233	197.9	- 99	1377	126.9	+118	1419	66.6	-224
18	1273	130.6	+769	301	242.5	+327	1336	24.3	+142	1431	105.8	+152
19	229	237.8	+ 60	457	68.9	- 85	1281	314.8	+ 93	604	137.5	+267
20	1261	57.6	-392	464	137.5	+404	1355	44.6	- 72	1321	303.1	+ 89
21	1245	31.5	- 28	309	228.6	-231	1289	199.0	+ 12	1335	312.7	+103
22	2763	34.5	- 59	306	243.6	-111	1289	199.0	+335	449	238.9	+ 87
23	389	67.2	+ 45	1292	23.4	+ 35	2900	320.9	-196	1439	112.5	+153
24	266	305.0	+ 69	1227	216.1	-400	1371	58.4	- 13	464	222.5	- 57
25	415	120.7	+ 41	2763	325.5	+118	552	122.6	-127	1420	43.8	-280
26	2885	107.8	- 54	370	333.2	- 95	529	152.8	+298	3280	49.1	-393
27	304	336.0	- 10	1306	31.9	+157	1273	229.4	-378	624	69.6	+139
28				1321	56.9	- 11	1306	328.1	+ 30	1320	245.7	+146

OBSERVATORIO ASTRONOMICO "FELIX AGUILAR"
ASTROLABIO DANJON, SAN JUAN
GRUPOS FUNDAMENTALES, CORRECCIONES DE ALISADO INTERNO.
 UNIDAD: 0"001

n	G:09 (16 h)			G:10 (18 h)			G:11 (20 h)			G:12 (22 h)		
	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI	FK 4	Z	CLI
1	389	223.2	+109	558	218.1	-173	1519	21.4	+ 9	1617	122.1	+ 31
2	1345	289.3	+ 83	605	330.7	+419	1439	247.5	+301	1504	212.3	-334
3	605	29.3	+ 99	552	237.4	+305	781	47.9	- 76	889	128.0	+ 5
4	666	116.7	+ 61	1420	316.2	-167	814	102.8	+ 54	744	308.4	-213
5	603	24.1	+130	727	65.5	- 34	1547	46.3	- 69	883	143.9	-393
6	504	214.9	-507	1520	120.4	-309	822	111.5	- 74	718	247.6	+184
7	1450	50.6	-107	1504	147.7	-221	794	53.5	-153	1514	294.1	+102
8	645	150.6	+221	3280	310.9	-232	785	159.9	+ 24	1502	234.4	+195
9	523	310.5	- 18	1417	299.1	- 37	1581	115.8	+247	1595	28.0	+105
10	545	326.6	+ 18	1489	30.0	+ 80	1543	31.6	+ 63	728	242.2	+ 70
11	3177	332.6	- 58	1500	42.6	-120	1463	281.3	- 131	1608	46.7	+ 51
12	683	110.6	+ 32	1410	234.8	-115	829	131.0	- 44	894	62.2	-183
13	529	207.2	+340	1415	284.8	-139	1474	207.9	+ 20	761	303.3	+ 92
14	689	105.3	+335	1435	198.4	+257	717	329.3	+269	901	144.0	+108
15	1371	301.6	+ 14	717	30.7	+155	1486	313.7	- 17	905	69.1	+114
16	683	77.4	+ 73	755	144.1	+252	666	243.3	+ 83	785	200.1	+ 51
17	512	228.8	-170	586	256.4	+ 99	824	149.6	+326	781	312.1	- 34
18	697	121.2	- 95	744	51.6	- 13	696	298.1	- 43	1547	313.7	-116
19	3399	43.0	-334	1418	240.1	-240	828	60.4	-146	15	135.0	+ 72
20	1394	315.9	+ 11	769	131.6	+ 50	808	34.0	+134	1015	129.2	+262
21	647	31.3	- 16	604	222.5	+164	825	154.6	- 77	3860	24.1	-187
22	520	251.0	+ 48	1542	124.8	- 86	1500	317.4	-121	808	326.0	- 13
23	1390	307.0	+162	762	62.6	- 3	1519	338.6	+ 36	1018	79.1	+ 63
24	1474	152.1	-296	761	56.7	+136	683	250.0	+122	776	218.1	- 7
25	696	61.9	-154	790	113.9	- 72	691	231.3	-239	794	306.5	- 54
26	1377	233.1	-113	1450	309.4	- 75	860	140.6	-157	44	112.5	-198
27	546	217.5	+107	764	154.4	+124	1495	293.5	- 51	769	228.4	+ 11
28	3499	142.2	+ 25				708	215.8	-290	1630	35.9	+216

Acuerdo de los grupos

Después de la aplicación de las correcciones de alisado interno, se dispone de resultados homogéneos, aún si los grupos observados son incompletos. Los errores medios cuadráticos están desprovistos de la parte debida al Catálogo de estrellas. Se forman las diferencias sistemáticas entre grupos consecutivos de la misma noche y mismo observador. Para tener en cuenta la calidad de las observaciones como así también el número de estrellas observadas, cuando el grupo es incompleto, se hace uso de una ponderación.

Correcciones a los grupos

Después de la obtención de las diferencias sistemáticas de los 12 Grupos del programa fundamental, en tiempo, latitud y distancia cenital, se obtienen las correcciones para referirlos a un grupo medio.

A continuación damos las correcciones obtenidas en forma independiente para dos períodos diferentes, como así también las correcciones obtenidas independientemente considerando todo el período de observación.

CORRECCIONES A ΔT , UNIDAD: 0".001

Grupos	Período 68-69	Período 1970	Período 68-70
1	+ 9.9	- 3.3	+ 2.7
2	+16.2	- 0.8	+ 6.4
3	+15.6	+ 5.1	+ 9.8
4	+ 6.4	+ 2.8	+ 5.0
5	- 1.4	+ 8.4	+ 5.3
6	-12.7	+ 2.2	- 3.2
7	-12.4	- 3.6	- 6.8
8	- 6.8	+ 5.4	+ 0.7
9	-11.4	- 0.5	- 5.6
10	- 6.4	- 3.4	- 6.9
11	- 7.3	-15.4	-12.8
12	+10.0	+ 3.1	+ 5.4

CORRECCIONES A φ , UNIDAD: 0".01

Grupos	Período 68-69	Período 1970	Período 68-70
1	- 5.0	- 5.4	- 5.3
2	- 5.9	-10.4	- 8.5
3	+ 0.2	+ 2.5	+ 2.2
4	+21.8	+12.9	+16.6

Grupos	Período 68-69	Período 1970	Período 68-70
5	+ 6.8	+ 6.2	+ 6.7
6	+ 4.4	+ 4.7	+ 5.0
7	- 1.3	+ 0.4	+ 0.3
8	-12.0	- 4.3	- 6.6
9	+ 0.1	- 3.0	- 2.9
10	+ 3.0	+ 5.6	+ 4.0
11	- 1.4	+ 6.6	+ 2.1
12	-11.1	-15.8	-13.6

CORRECCIONES A Z, UNIDAD: 0"01

Grupos	Período 68-69	Período 1970	Período 68-70
1	+21.0	+ 5.9	+ 9.6
2	+ 1.9	+ 2.2	+ 0.9
3	- 7.4	+ 4.7	+ 0.3
4	-12.2	+10.2	+ 3.2
5	-17.2	+ 1.6	- 3.9
6	-28.7	- 7.9	-14.2
7	-31.4	-16.9	-20.2
8	-13.8	- 7.8	- 8.3
9	+ 7.7	+ 1.2	+ 3.8
10	+26.3	+ 0.6	+ 8.3
11	+32.9	+ 7.5	+15.0
12	+20.8	- 1.3	+ 5.5

MEJORAMIENTO DEL CATALOGO UTILIZADO
POSICIONES INDIVIDUALES DE 112 ESTRELLAS

Se adoptó el mismo criterio y fórmulas dadas por el Doctor Guinot en el análisis de los resultados obtenidos con el Astrolabio de París (1958).

De las observaciones realizadas se han obtenido correcciones preliminares en ascensión recta para 112 estrellas, cada una de las cuales fue observada 40 veces en promedio. Estas estrellas son observadas en ambos tránsitos y los 12 grupos del programa, vinculados entre ellos en lo

que concierne a las tres incógnitas a determinar por la observación astronómica.

Después de un año de observaciones, la vinculación en cadena de las incógnitas se ha realizado y disponemos de valores dx, dy, dz necesarios para el cálculo de $M = M + dM$ (M es el residuo bruto de las observaciones y dM es corrección al mismo por el acuerdo externo de los grupos) para posteriormente calcular las correcciones $\Delta\alpha$.

Al año siguiente, un segundo juego de correcciones $\Delta\alpha$ para las mismas estrellas se han calculado independientemente, valores que se dan a continuación, como así también los valores obtenidos considerando todo el período de observación en forma independiente.

Estas estrellas pertenecen al programa regular de medida de Hora y Latitud y sus posiciones pueden ser determinadas independientemente después de cada ciclo anual de observaciones.

La tabla siguiente da la comparación de los resultados de dos ciclos de observaciones, julio 68-69 y 1970, como así también de todo el período de 68-70.

Fórmulas utilizadas

$$M = M + dx \cos \varphi \sin Z + dy \cos Z - dz$$

$$\Delta\alpha = \frac{M_E - M_W}{30 \sin Z \cos \alpha} + K$$

Z = acimut contado desde el Norte;

φ = Latitud del lugar.

B. Guinot, L'astrolabe impersonnel A. Danjon, modele O.P.L., de l'Observatoire de Paris. Etude des resultats d'une annee d'observations. Variation de la latitude. Catalogue d'etoiles (Bull. Astron., t. XXII, 1958).

COMPARACION DE LAS ASCENSIONES RECTAS OBTENIDAS DESDE JULIO 1968
A DICIEMBRE 1970

UNIDAD: 0s.001 ($\Delta\alpha$ en el sent. Astr. - Cat.)

FK 4	$\Delta\alpha$			FK 4	$\Delta\alpha$		
	68-69	1970	68-70		68-69	1970	68-70
1519	- 0	-16	- 9	761	+ 1	+ 2	+ 0
1292	+ 0	+ 5	+ 5	1321	+ 7	+10	+ 9
304	+10	+27	+20	1261	+ 1	+ 9	+ 7
900	- 4	-32	-19	1371	+ 5	+ 9	+ 7
1120	+20	+19	+22	149	+ 3	+ 7	+ 7
1080	+10	- 6	+ 1	828	+ 3	- 4	- 1
1595	+14	+ 2	+ 7	1202	+ 9	+16	+14
605	+21	+25	+18	696	+ 9	- 2	+ 0
246	+18	+26	+24	219	+23	+26	+26
717	+ 7	+ 7	+ 5	59	- 5	-10	- 7
1097	+19	+ 8	+14	905	- 1	- 7	- 4
1306	-16	-16	-15	1345	+24	+26	+24
545	- 7	+16	+ 4	1301	- 1	+ 4	+ 2
808	- 0	-19	-10	1212	+ 5	+13	+11
1324	+16	+27	+23	373	- 2	+ 0	+ 0
2763	- 4	+17	+ 7	1197	+ 6	+ 1	+ 4
2117	+25	+11	+18	161	- 4	- 3	- 2
1630	+ 1	- 4	- 1	434	- 9	- 2	- 5

FK 4	$\Delta \alpha$			FK 4	$\Delta \alpha$		
	68-69	1970	68-70		68-69	1970	68-70
195	+ 2	+ 5	+ 6	133	-11	-14	-12
2900	- 9	- 7	- 7	814	-16	-20	-19
1074	+22	+ 9	+15	586	+11	+21	+13
1500	- 4	- 2	- 4	223	+11	+ 9	+11
47	+ 9	+ 3	+ 6	520	+ 2	+ 2	+ 0
1420	+26	+ 3	+ 8	683	+ 4	+ 0	+ 0
1281	+ 2	+15	+11	1439	+16	+14	+12
104	+15	+12	+14	790	+ 6	+ 0	+ 2
1547	- 3	- 4	- 4	1581	-26	-33	-30
1608	+ 6	+ 0	+ 3	306	-12	- 4	- 7
1335	+15	+ 7	+10	666	+ 5	- 2	- 1
293	+19	+ 8	+13	106	+ 5	+ 0	+ 4
781	- 5	+ 6	- 0	1234	-16	-13	-13
220	+16	+15	+18	449	+ 4	+ 9	+ 7
3280	+20	+10	+10	155	+ 0	+ 4	+ 4
62	+19	+13	+17	552	+36	+28	+27
1450	+ 2	- 2	- 4	1194	-29	-15	-20
30	+ 0	+ 9	+ 6	345	-23	-23	-22
744	- 4	- 6	- 6	1410	+ 9	+ 0	+ 1
1390	+11	+23	+17	1377	- 3	- 4	- 6
794	+ 0	+ 4	+ 1	67	-29	-25	-25
266	+18	+12	+ 16	1273	-74	-68	-69

COMPARACION DE LAS ASCENSIONES RECTAS OBTENIDAS DESDE JULIO 1968 A DICIEMBRE 1970

Unidad: 0^a.001 ($\Delta \alpha$ en el sent. Astr. - Cat.)

FK 4	$\Delta \alpha$		
	68-69	1970	68-70
1108	+ 0	- 4	+ 0
1086	+20	+14	+20
1152	- 4	- 2	- 2
829	- 2	-13	- 8
512	+17	+ 2	+ 6
309	-39	-33	-34
769	- 3	-13	- 9
435	+ 9	+18	+15
86	-24	-15	-16
1044	+12	+12	+14
464	-31	-25	-28
604	+20	+ 1	+ 5
128	+67	+62	+66
860	-11	-26	-18
558	+ 7	-11	- 7
1159	-47	-48	-46
1227	-59	-46	-50
883	+44	+43	+43
901	+16	+10	+13
504	-15	-34	-30
1504	-20	-19	-21
1076	-62	-54	-53
235	-14	-16	-14
171	-58	-49	-50
824	-37	-53	-45
1474	+57	+15	+30
1156	+14	+18	+19
529	+28	+13	+15
825	+46	+26	+37
785	- 8	-46	-27
1289	-15	-39	-27
1233	+15	+29	+25

Errores sistemáticos $\Delta \alpha \delta$ del Catálogo Fundamental FK4 deducidos de las observaciones con Astrolabio en el Hemisferio Sur

W. T. MANRIQUE

Observatorio Astronómico "Félix Aguilar", San Juan

Abstract: Investigations of the $\Delta \alpha \delta$ error in the FK 4, based on Astrolabe observations made at "Félix Aguilar" Astronomical Observatory in San Juan, Argentina and compared with that made with other instruments (Astrolabe and Repsold Meridian Circle at Cerro Calán, Chile, and Astrolabe at Tananarive, Madagascar), gave similar results. This would clearly indicate that the curves are due mainly to an error of $\Delta \alpha \delta$ type in the FK 4 right-ascension system and not to instrumental error or personnel or local effects.

Los resultados obtenidos con el Astrolabio Danjon del Observatorio de San Juan se basan en el estudio de 500 Series de los 12 Grupos, de 28 estrellas cada uno, que componen el programa fundamental para la determinación de la Hora y Latitud y que fueron observadas durante el período: Julio 1968 a Diciembre de 1970.

Cada grupo ha sido observado 40 veces en promedio. El número total de residuos es 13680, de los cuales 5712 corresponden al período julio 68-69 con 210 series y 7968 residuos correspondientes a 290 series observadas en el año 1970.

Se obtienen los promedios M de los residuos de cada estrella y se calculan los errores medios de los residuos $R - M$. Para gran número de estrellas se ha encontrado fuertes residuos en distancia cenital.

M es la suma de los errores accidentales de observación y de los errores sistemáticos que se supone son debidos al Catálogo.

Estos errores Sistemáticos pueden deducirse del solo acuerdo interno de los grupos sin tener que introducir el acuerdo externo de los mismos.

En posesión de los residuos brutos M, se han formado clases de acimut de rango 20°. Se han calculado los promedios de estos residuos de todas las estrellas pertenecientes a estas clases, cualesquiera que sean los grupos a los cuales pertenecen. Las clases de acimut no son independientes; todas ellas se recubren parcialmente 10° aprox. con el objeto de que en cada una de ellas haya un número suficiente de estrellas para atenuar la influencia de los errores accidentales de las posiciones como así también atenuar los errores de observación.

ESTUDIO DE LOS RESIDUOS EN FUNCION DE LA MAGNITUD, TIPO ESPECTRAL Y ACIMUT

Mag.	MAGNITUD	
	R. M. (0".01)	em (0".01)
1.2 - 3.0	-5.5 ± 3.9	22.2
3.1 - 4.0	-2.6 ± 2.2	21.8
4.1 - 5.0	-1.3 ± 1.8	21.6
5.1 - 6.0	+4.5 ± 2.0	23.7

Todas las estrellas están comprendidas en las cuatro clases de la tabla anterior. Dada la pequeñez de la ecuación de magnitud, podemos considerar que la misma no tiene influencia en los residuos.

No obstante se constata por los errores medios que la calidad de las observaciones disminuye un poco cuando la magnitud crece.

RELACION DE LOS RESIDUOS MEDIOS (R. M.) Y DEL ERROR MEDIO (em) CON RESPECTO AL TIPO ESPECTRAL

Espec.	R. M. (0".01)	em (0".01)
B	+ 4.0 ± 2.5	22.2
A	+ 5.2 ± 2.5	22.8
F	+ 0.2 ± 2.6	23.0
G	- 3.3 ± 3.4	22.9
K	- 4.0 ± 2.0	21.9
M	-11.7 ± 5.0	24.4

De acuerdo a los valores de la tabla anterior, podemos considerar que los residuos no dependen del tipo espectral. Parecería que las estrellas de los diversos tipos espectrales están observadas con una precisión sensiblemente constante.

No obstante esto, el residuo promedio de la clase M, es significativo. Trataremos de verificar este resultado en un próximo procesamiento.

DEPENDENCIA DEL ERROR MEDIO (em) CON EL ACIMUT

Acimut	em (0".01)	Acimut	em (0".01)
20° - 40°	23.5	200° - 220°	21.7
30° - 50°	23.4	210° - 230°	22.2
40° - 60°	22.8	220° - 240°	22.4
50° - 70°	23.6	230° - 250°	22.5
60° - 80°	23.4	240° - 260°	22.9
70° - 110°	23.6	250° - 290°	22.6
100° - 120°	22.8	280° - 300°	22.4
110° - 130°	21.5	290° - 310°	21.9
120° - 140°	21.5	300° - 320°	21.6
130° - 150°	21.3	310° - 330°	22.1
140° - 160°	21.4	320° - 340°	23.5

De acuerdo a los valores de la tabla anterior podemos considerar que los residuos no dependen del acimut y que las estrellas son observadas con similar precisión.

Promedios de los residuos por clase de Acimut

Se puede constatar sobre los resultados obtenidos en la tabla siguiente, que los residuos de las estrellas observadas al Sur-Este tienen tendencia a ser negativos, mientras que aquellos del Sur-Oeste, tienden a ser positivos.

Esta tendencia se explicaría por la presencia de un Error Sistemático $\Delta\alpha\delta$ de las ascensiones rectas del Catálogo utilizado (FK4), en función de la declinación como se podrá apreciar posteriormente en los gráficos correspondientes.

RESIDUOS DEL ESTE

Acimut	estr.	$\bar{\delta}$	15 sen Z cos φ	1968-69 (0''.001)	1970 (0''.001)	68-70 (0''.001)
20° - 40°	30	- 4.8	+ 6.4	- 36	- 44	- 41 ± 2.3
30° - 50°	35	7.5	8.2	+ 63	+ 54	+ 57 ± 2.7
40° - 60°	33	10.2	9.7	+106	+121	+112 ± 2.3
50° - 70°	27	13.9	11.0	+ 66	+ 84	+ 75 ± 3.1
60° - 80°	22	17.2	11.8	+103	+ 84	+ 92 ± 4.0
70° - 110°	19	27.2	12.3	- 2	+ 8	+ 2 ± 4.2
100° - 110°	11	34.4	12.3	-119	- 34	- 72 ± 3.7
100° - 120°	23	37.1	11.9	- 37	+ 8	- 12 ± 4.2
110° - 120°	12	39.5	11.5	+ 38	+ 46	+ 42 ± 7.0
110° - 130°	29	41.8	11.0	- 51	- 23	- 34 ± 4.5
120° - 140°	33	46.2	9.8	- 69	- 78	- 73 ± 4.1
130° - 150°	33	50.9	8.2	- 65	-101	- 84 ± 4.0
140° - 160°	29	-55.1	+ 6.4	- 51	-100	- 78 ± 4.1

RESIDUOS DEL OESTE

Acimut	estr.	$\bar{\delta}$	15 sen Z cos φ	1968-69 (0''.001)	1970 (0''.001)	68-70 (0''.001)
200° - 220°	27	-54.9	- 6.4	+118	+154	+138 ± 5.9
210° - 230°	33	50.8	8.3	+112	+141	+ 129 ± 4.6
220° - 240°	32	46.1	9.9	+ 31	+ 53	+ 44 ± 4.0
230° - 250°	30	41.9	11.0	- 7	- 1	- 4 ± 3.4
240° - 250°	14	39.6	11.5	- 62	- 68	- 65 ± 4.6
240° - 260°	26	37.2	11.9	- 22	- 31	- 26 ± 3.8
250° - 260°	11	33.9	12.4	+ 7	- 10	+ 00 ± 6.4
250° - 290°	24	26.9	12.3	- 2	- 8	- 5 ± 3.4
280° - 300°	24	17.6	11.9	- 27	- 20	- 20 ± 2.4
290° - 310°	26	13.9	11.0	- 32	- 27	- 29 ± 2.2
300° - 320°	35	9.9	9.6	- 12	- 8	- 9 ± 2.7
310° - 330°	35	7.6	8.3	- 45	- 56	- 51 ± 2.9
320° - 340°	25	- 4.9	- 6.4	- 86	-104	- 96 ± 4.6

Dependencias del error $\Delta\alpha$ (Astr. - FK 4) con relación a δ .

Los resultados del estudio del error $\Delta\alpha\delta$ en el sentido Astrolabio - FK4 que se deducen de la tabla anterior y cuyos promedios para los períodos considerados 68-69; 1970; 68-70, figuran en la tabla siguiente, dan una idea

de la estabilidad del instrumento, bastante buena.

$$(\text{Ast. - FK4}) = \frac{\text{RM}(E) - \text{RM}(W)}{30 \text{ sen. } Z \text{ cos. } \varphi} + K$$

δ	15 sen Z cos. φ	$\frac{1}{2} [\text{RM (E)} - \text{RM (W)}]$			$\Delta \alpha$			N° Est.
		68-69 0''.001	1970 0''.001	68-70 0''.001	68-69 0''.001	1970 0''.001	68-70 0''.001	
- 4°.8	+ 6.4	+ 25	+ 30	+ 28 ± 24	+ 04	+ 05	+ 04 ± 4	55
7°.6	8.2	+ 54	+ 55	+ 54 ± 20	+ 07	+ 07	+ 07 ± 2	70
10°.0	9.6	+ 59	+ 64	+ 61 ± 18	+ 06	+ 07	+ 06 ± 2	68
13°.9	11.0	+ 49	+ 55	+ 52 ± 19	+ 04	+ 05	+ 05 ± 2	53
17°.4	11.8	+ 65	+ 52	+ 56 ± 23	+ 06	+ 04	+ 05 ± 2	46
27°.0	12.3	00	+ 08	+ 04 ± 27	00	+ 01	+ 00 ± 2	43
34°.2	12.4	- 63	- 12	- 36 ± 36	- 05	- 01	- 03 ± 3	22
37°.2	11.9	- 8	+ 20	+ 07 ± 28	- 01	+ 02	+ 01 ± 2	49
39°.6	11.5	+ 50	+ 57	+ 54 ± 41	+ 04	+ 05	+ 05 ± 4	26
41°.9	11.0	- 22	- 11	- 15 ± 28	- 02	- 01	- 01 ± 2	59
46°.2	9.8	- 50	- 66	- 59 ± 29	- 05	- 07	- 06 ± 3	65
50°.8	8.2	- 89	-121	-107 ± 30	- 11	- 15	- 13 ± 4	66
-55°.0	6.4	- 85	-127	-108 ± 35	- 13	- 20	- 17 ± 5	56

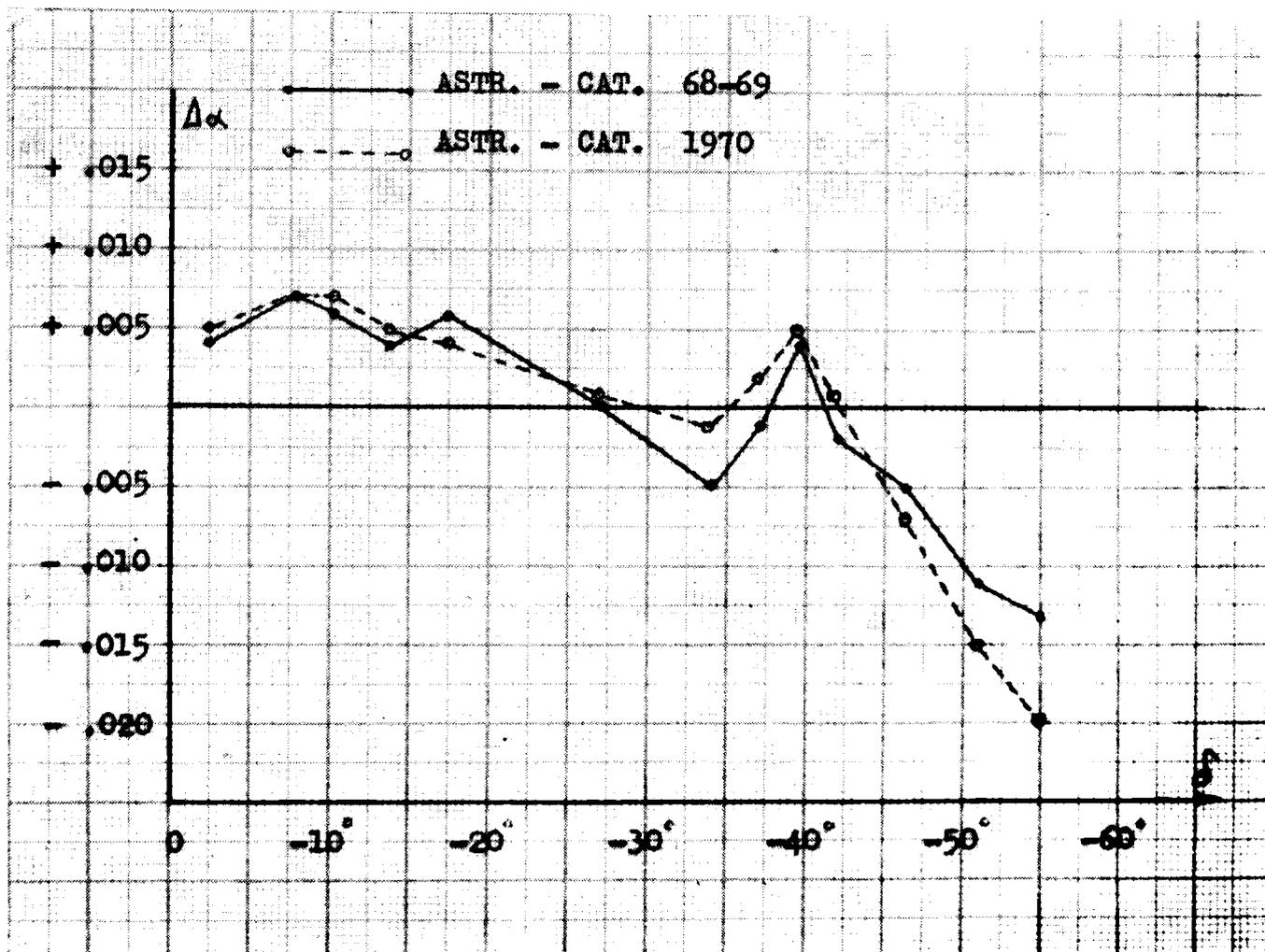


FIG. 1: Error $\Delta\alpha\delta$ del FK 4 deducido de las observaciones con Astrolabio Danjón del Observatorio de San Juan, para dos períodos: julio 68-69 y 1970.

Los resultados obtenidos se basan en la observación de 500 series, de las cuales 210 series fueron observadas en el período julio 68-69 y 290 series en período 1970. Para muchas estrellas se encontró un residuo grande en distancia cenital. El error medio de estos residuos para un tránsito simple es $+ 0.''22$, valor obtenido de las soluciones provisionarias de grupos fundamentales y representaría la posición interna del instrumento.

Del análisis de los errores medios de los residuos promedios, se llegaría a la conclusión que no dependen del tipo espectral, magnitud ni del acimut de las estrellas.

Esta última conclusión permitiría suponer que no existen efectos locales grandes, para producir una distorsión en los resultados de las observaciones.

Del gráfico anterior, se puede deducir que el instrumento tiene una estabilidad bastante buena.

La investigación del error $\Delta\alpha\delta$ del FK4, basada en las observaciones con el Astrolabio realizadas en San Juan y comparadas con los resultados obtenidos en Cerro Calán, Santiago de Chile, con Astrolabio Danjon y Círculo Meridiano, dan resultados similares.

ERROR SISTEMATICO $\Delta\alpha\delta$

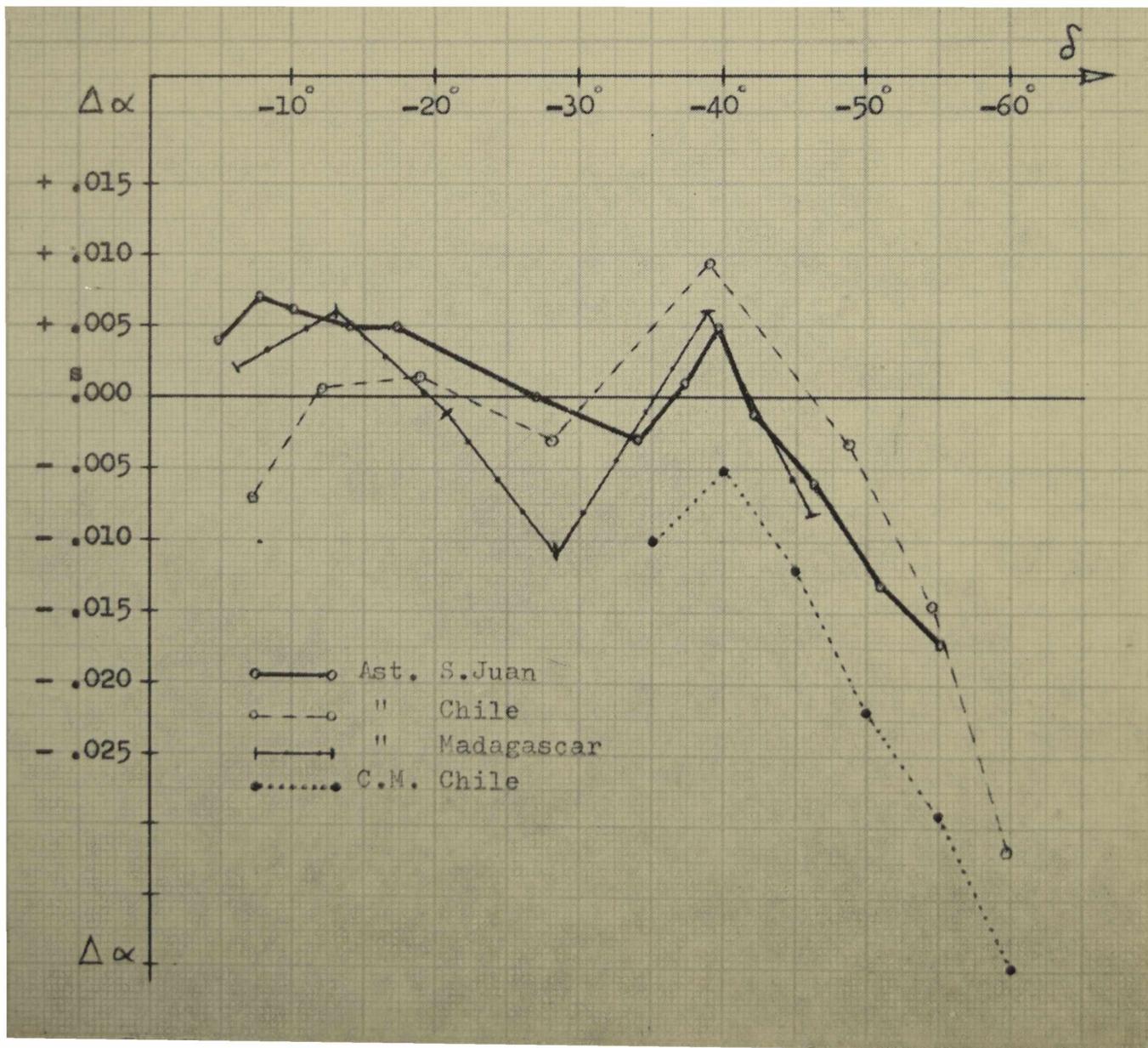


FIG. 2: Comparación de los resultados del Astrolabio de San Juan, con los resultados obtenidos por el Astrolabio y Círculo Meridiano del Cerro Calán, Santiago de Chile y por el Astrolabio de Madagascar.

Las curvas muestran un buen acuerdo, lo que indicaría que las características de las curvas no dependen del sistema instrumental, sino que se deben principalmente a un error del tipo $\Delta\alpha\delta$ del sistema FK4, y no a errores instrumentales o a efectos locales o personales.

Los resultados obtenidos en San Juan, comparados con los resultados independientes de otros instrumentos, muestran muy buen acuerdo.

- B. Guinot, Bull. Astron., T. XX, 1956, p. 119-130.
 B. Guinot, Bull. Astron., T. XVIII, 1955, p. 283-307.
 C. Anguita and F. Noel, Astron. Journal, Vol. 74, N° 7, pp. 954-957, 1969.
 C. Anguita, G. Carrasco, P. Loyola, The SPF 1 Catalogue of Right Ascensions.

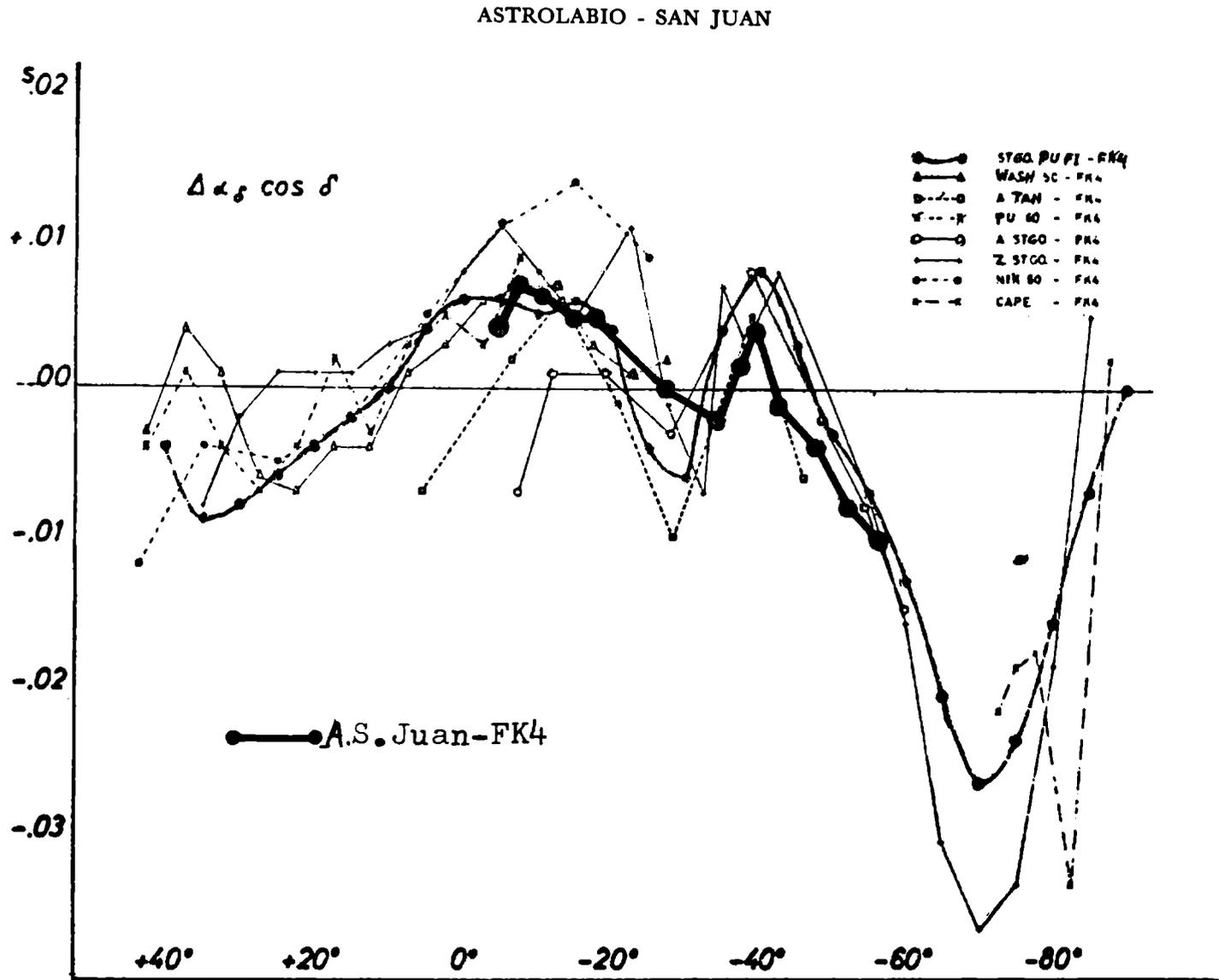


Fig. 3 — Comparación del error sistemático $\Delta\alpha\delta$ obtenido con el Astrolabio de San Juan, con otros resultados. En el sistema $\Delta\alpha\delta \cos. \delta$.

MECANICA CELESTE

COMUNICACIONES

On a process for obtaining a new set of homogeneous differential equations of the three-body problem

C. A. ALTAVISTA

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: I have reported in the *Information Bulletin for the Southern Hemisphere* (1971) that the differential equations of relative motion of the three-body problem can be brought to an homogeneous form. I have elsewhere shown that this can be achieved by transforming the secondary accelerations of the original set of equations by means of the following process:

$$(1) \quad \Delta = \lim (P_1T + TB + BD + DF + FH + \dots)$$

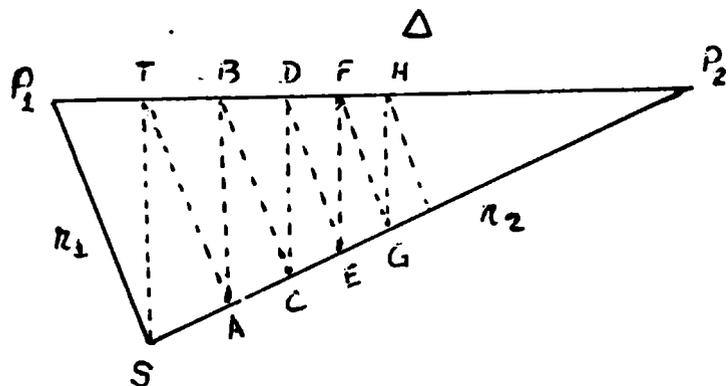


Fig. 1 — Geometric configuration of the three-body problem at some arbitrary time t . ST, BA, CD, EF, \dots are perpendicular to the side Δ . AT, CB, ED, GF, \dots are the corresponding parallels to the side r_1 .

In this expression every term into brackets is a function of the sides of the triangle. The process for transforming the secondary accelerations can now be justified in the light of the theory of sets. In fact, if we consider P_1T, TB, BD, DF, \dots as closed intervals of points, the corresponding functions which give the value of each one of the closed intervals are bounded.

This must necessarily occur according to theorems by Heine concerning the uniform convergence of a function $f(x)$ over a closed interval of points and Bolzano-Weierstrass' concerning the existence of a limiting point in a bounded linear set of points. These statements assure the validness of the whole set of operations performed for obtaining the new equations of motion.

C. A. Altavista, 1972, *Celestial Mechanics*, Vol. 6, N° 2.

Colisiones en el problema restringido de cuatro cuerpos

F. LÓPEZ GARCÍA

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Se estudia numéricamente el caso particular de una colisión triple en el problema restringido de cuatro cuerpos.

COMUNICACION

La juventud de Benjamín Gould

C. J. LAVAGNINO

Observatorio Astronómico, La Plata

Resumen: Los estudios y trabajos del primer período de Benjamín Gould arrojan luz sobre la situación de la astronomía en un país que inicia su desarrollo científico.

INSTRUMENTAL

COMUNICACIONES

Aberrations of spectrographs with the correction of the Schmidt camera effected in the collimator

L. R. DE NOVARINI, R. PLATZECK y J. M. SIMON

*Departamento de Física, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales,
Buenos Aires*

Observatorio Astronómico, La Plata

Abstract: Of the different ways to introduce the Schmidt correction of the camera in a spectrograph, the case was studied in which it is effected in the collimator. Equations which describe the form of the wavefront at one side of the grating as function of the form at the other side were found. The sixth order terms in the correction to compensate for the deformation of the wave front in the path from the collimator to the grating and to the mirror were also found. The aberrations for a correction which is symmetrical around the collimator axis were calculated. The limit of camera aperture for which this aberrations are tolerable is between $F/D = 4$ and $F/D = 3$ according to the size and number of lines of the grating.

Este trabajo será publicado en *Optica Acta*.

Proyecto de un nuevo espectrógrafo estelar para el reflector de 154 cm. de Bosque Alegre

J. LANDI DESSY y G. GENAIZIR

Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba

Observatorio Astronómico, Córdoba

Resumen: El reflector de 154 cm. de Bosque Alegre presenta el problema de no permitir una instalación adecuada para un es-

pectrógrafo coudé. Se ha diseñado un instrumento colgante que permite obtener dispersiones entre 88 \AA/mm. y $2,2 \text{ \AA/mm.}$ Además resuelve el problema de poner la superficie focal fuera del haz, lo que permite la fácil colocación de tubos de imagen. Las cámaras tienen una distancia focal de 450 y 1000 mm. El instrumento resulta compacto; la separación de la red con el vértice del espejo del colimador es de un metro, siendo ésta la mayor entre los elementos ópticos.

INFORME DE TRABAJO

El prisma de Wolaston en la determinación del magnetismo solar por el método de Leighton

J. M. SIMON

Observatorio Nacional de Física Cósmica, San Miguel y Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Buenos Aires.

Resumen: Se calcularon las aberraciones introducidas por un prisma Wolaston en un haz convergente y se propone un sistema compensador para dichas aberraciones, siendo las aberraciones residuales un astigmatismo menor que 60 y una distorsión 1/1000.

CONTENIDO

ASTROFISICA DE ALTAS ENERGIAS

COMUNICACION

- Medición simultánea de los cuatro parámetros de Stockes *J. Albano y R. Terlevich* 5

INFORME DE TRABAJO

- Importancia de los procesos Sincrotron-Compton *J. Albano, J. Frank y R. Terlevich* 8

ASTROFISICA TEORICA

COMUNICACIONES

- The mass function in spectroscopic binaries .. *C. Jaschek y O. Ferrer* 12
- Critical revision of the methods for the derivation of the luminosity function *J. C. Muzzio* 12
- The luminosity function in the solar neighbourhood *J. C. Muzzio* 12
- Acerca de los parámetros de cúmulos abiertos y nubes galácticas *C. J. Lavagnino* 12
- A Re-Analysis of τ U Ma *Z. López García* 12

INFORME DE TRABAJO

- El diagrama magnitud-diámetro de las asociaciones de estrellas O y B y de los cúmulos estelares globulares y abiertos *H. Wilkens* 12
- Hipótesis del Red-Shift gravitacional en Quasars un test observacional *R. F. Sisteró* 16

ASTRONOMIA SOLAR

COMUNICACIONES

- Macroscopic motions in prominences I, the prominence of 26th march, 1971 *M. E. Machado y H. Grossi Gallegos* 17
- Analysis of two active prominences *M. E. Machado* 17
- The loop prominence of may 13, 1971 and its associated effects *M. E. Machado, H. Grossi Gallegos y A. F. Silva* 17

INFORME DE TRABAJO

- Correlación de las mediciones de flujo diario solar, en 73,5 cm. con otros eventos solares *R. J. Marabini* 17
- Liberación de energía en fulguraciones solares *M. E. Machado* 20
- Medición de campos magnéticos solares *F. A. Silva* 21
- Ensanchamiento de líneas en fulguraciones sobre manchas solares *J. R. Seibold y M. E. Machado* 21

COSMOLOGIA

COMUNICACIONES

Estado actual de la Hipótesis de Lambert-Charlier	<i>C. J. Lavagnino</i>	22
Acercas de las masas galácticas	<i>C. J. Lavagnino</i>	22

INFORME DE TRABAJO

Modelos cosmológicos con materia y radiación	<i>R. F. Sisteró</i>	22
--	----------------------	----

ESPECTROSCOPIA ESTELAR

COMUNICACIONES

Comments on the statistics of stellar rotation	<i>O. H. Levato</i>	23
Estrellas F con espectros anómalos	<i>S. Malaroda y M. Jaschek</i>	29
The spectrum of HR 2902 in 1971	<i>E. Brandi y M. Jaschek</i>	30
La binaria de eclipse GG Carinae	<i>L. López, J. Sahade y A. Thackeray</i>	30
Estudio espectroscópico de WY Velorum	<i>L. López y J. Sahade</i>	30
Estrellas rojas en la nube mayor de Magallanes	<i>E. E. Mendoza y T. Gómez</i>	30

INFORME DE TRABAJO

Influencia de la rotación estelar en la clasificación espectroscópica	<i>M. E. Castore de Sisteró</i>	30
Exceso ultravioleta en sistemas Algol	<i>R. F. Sisteró</i>	30

FOTOMETRIA ESTELAR

COMUNICACIONES

Espectrofotometría de la asociación de Orión ..	<i>H. Moreno</i>	31
Photometric study of the open cluster NGC 2232 ..	<i>J. J. Clariá</i>	31
Análisis del método Q	<i>A. Gutiérrez-Moreno</i>	32
Fotometría en banda angosta de γ_2 Velorum y ζ Puppis	<i>L. López</i>	32
Estudio de la binaria μ Sco	<i>C. Hernández</i>	32

INFORME DE TRABAJO

HD 101799: Un sistema W UMa totalmente eclipsante	<i>R. F. Sisteró</i>	32
---	----------------------	----

GALAXIAS

COMUNICACIONES

Fotometría superficial de galaxias con efecto Sabatier	<i>H. A. Dottori</i>	33
Chain of galaxies in Centaurus	<i>J. L. Sérsic y E. L. Agüero</i>	33
El objeto Fourcade-Figueroa: un shread asociado a NGC 5128?	<i>C. R. Fourcade y H. A. Dottori</i>	33

RADIOASTRONOMIA

COMUNICACIONES

Observaciones del cúmulo galáctico NGC 2287 en 21-cm.	<i>W. G. L. Pöppel y E. R. Vieira</i>	34
Puntos de calibración para observaciones en 21-cm.	<i>W. G. L. Pöppel y E. R. Vieira</i>	35
Búsqueda de nubes de hidrógeno atómico con velocidad intermedia	<i>I. F. Mirabel</i>	37
La corrugación del estrato de hidrógeno neutro galáctico	<i>R. I. Quiroga</i>	42
Estudio en H I de regiones H II	<i>E. Bajaja y S. Garzoli</i>	46

INFORME DE TRABAJO

Búsqueda de pulsos provenientes del centro galáctico	<i>K. C. Turner</i>	46
El espectro de radio del H ⁺ ₂	<i>F. R. Colomb y E. M. Filloy</i>	47

ASTROMETRIA

COMUNICACIONES

Resultados de las observaciones con el Círculo Meridiano en San Juan	<i>J. A. López y R. A. Carestia</i>	52
Correcciones individuales a 112 estrellas del FK4, deducidas de las observaciones con el Astrolabio de San Juan, Argentina	<i>W. T. Manrique</i>	56
Errores sistemáticos $\Delta\alpha\delta$ del catálogo fundamental FK4 deducidos de las observaciones con Astrolabio en el hemisferio sur	<i>W. T. Manrique</i>	60

MECANICA CELESTE

COMUNICACIONES

On a process for obtaining a new set of homogeneous differential equations of the three-body problem	<i>C. A. Altavista</i>	66
Colisión en el problema restringido de cuatro cuerpos	<i>F. López García</i>	66

HISTORIA

COMUNICACION

La juventud de Benjamín Gould	<i>C. J. Lavagnino</i>	67
-------------------------------------	------------------------	----

INSTRUMENTAL

COMUNICACIONES

Aberrations of spectrographs with the correction of the Schmidt camera effected in the collimator	<i>L. R. de Novarini, R. Platzeck y J. M. Simón</i>	68
Proyecto de un nuevo espectrógrafo estelar para el reflector de 154 cm. de Bosque Alegre	<i>J. Landi Dessy y G. Genazir</i>	68

INFORME DE TRABAJO

El prisma de Wolaston en la determinación del magnetismo solar por el método de Leighton	<i>J. M. Simon</i>	68
--	--------------------	----

*ASOCIACION ARGENTINA DE
ASTRONOMIA*

COMISION DIRECTIVA

1970 - 1972

<i>PRESIDENTE</i>	<i>Dr. Carlos O. R. Jaschek</i>
<i>VICE-PRESIDENTE</i>	<i>Dr. Carlos J. Lavagnino</i>
<i>SECRETARIO *</i>	<i>Dr. Roberto F. Sisteró.</i>
<i>TESORERO</i>	<i>Dr. Carlos U. Cesco</i>
<i>VOCALES</i>	<i>Dra. Zulema López García</i> <i>Dra. Silvia Garzoli</i>

* El Dr. R. Sisteró fue elegido Secretario en la Asamblea del 26 de octubre de 1971 para reemplazar al Dr. G. Carranza que había renunciado en noviembre de 1970.

RECOMENDACION PARA LOS AUTORES

1. Los artículos podrán tener cualquier longitud superior a 3 páginas tamaño oficio a doble espacio (Incluidas ilustraciones y tablas). Con cerca de 3 páginas se podrá publicar, siempre y cuando tenga el carácter de nota breve (en especial observaciones, situación de Instrumentos y programas, etc.).
2. Título del trabajo (en letras mayúsculas sin subrayar).
3. Nombre (con iniciales) y apellido del autor o los autores.
4. Lugar de trabajo, por ejemplo: Observatorio Astronómico, La Plata. Observatorio Astronómico e IMAF, Córdoba, etc.
5. Si el texto principal va en lengua extranjera se acompañará un resumen en español. Si el texto principal va en español, habrá un resumen en el idioma que el autor prefiera.
6. Los gráficos, ilustraciones o fotografías deberán ser lo suficientemente claros y grandes para poder ser reducidos al tamaño de la publicación.
7. Al usar expresiones o ecuaciones matemáticas convendrá hacerlas manuscritas y aclarar al margen el nombre de los símbolos y signos cuyo trazado resulte dudoso.
8. Las tablas se numeran con números romanos, por ejemplo: TABLA I.
Las figuras con números arábigos, por ejemplo: FIG. 1.
Las fotografías se reunirán por el editor en láminas.
9. Bibliografía: a) en el texto, apellido del autor a que se hace referencia y el año de la publicación, b) al final del trabajo, la bibliografía por orden alfabético y en la forma usual; apellido del autor, iniciales del nombre, año de la publicación, nombre abreviado de la revista, número de la revista y número de la página.
10. Si el texto principal tiene una longitud superior a 20 páginas (Incluidas tablas e ilustraciones) el resumen podrá extenderse hasta una página y media cuando resulte necesario para su comprensión.

