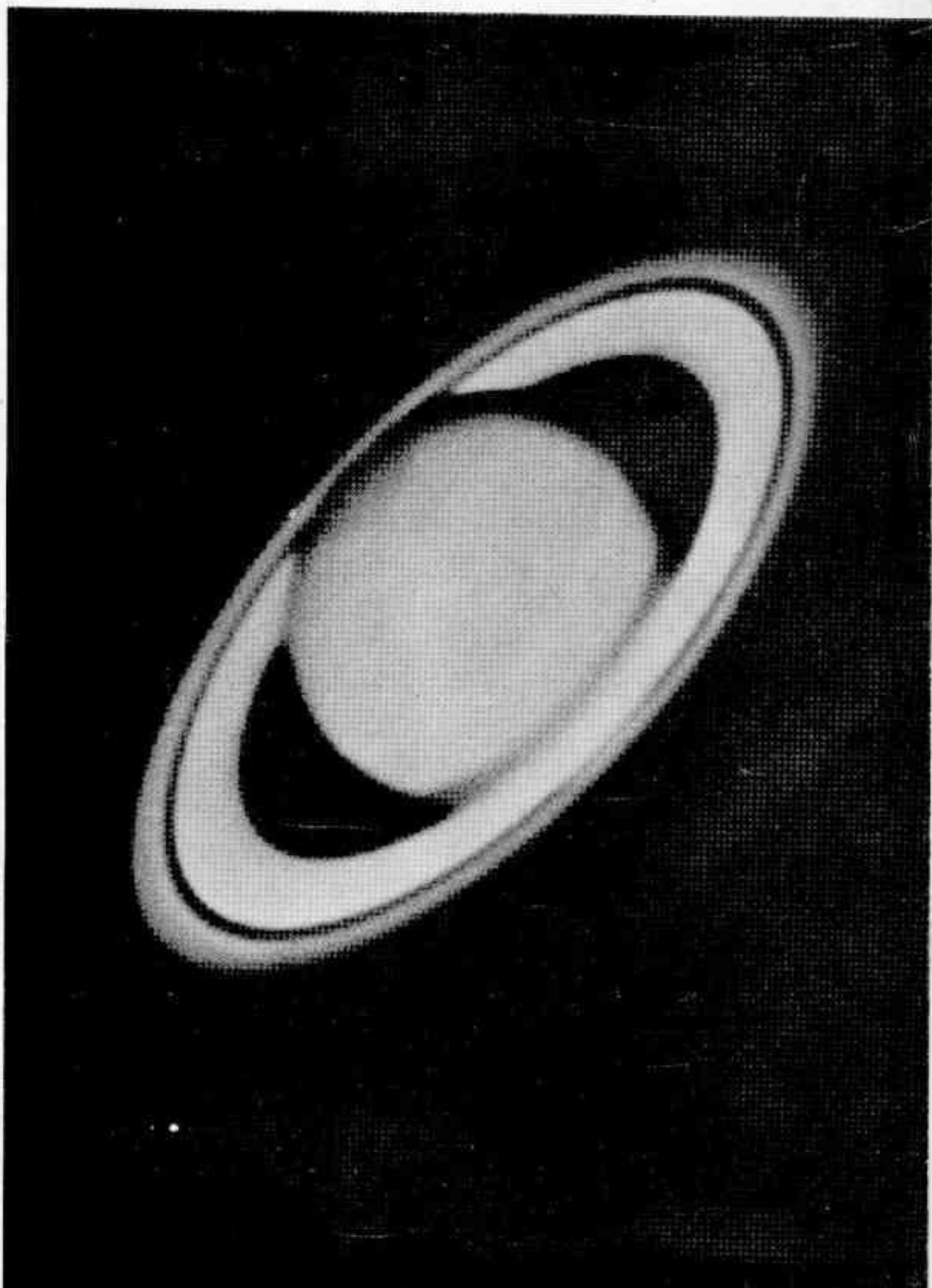


REVISTA ASTRONOMICA



JULIO-
SETIEMBRE
1980

Nº 214

... Cuanto más comprensible parece el Universo, tanto más sin sentido parece también. Pero si no hay alivio en los frutos de nuestra investigación, hay al menos algún consuelo en la investigación misma. Los hombres no se contentan con consolarse mediante cuentos de dioses y gigantes, o limitando sus pensamientos a los asuntos cotidianos de la vida. También construyen telescopios, satélites y aceleradores, y se sientan en sus escritorios durante horas interminables tratando de discernir el significado de los datos que reúnen. El esfuerzo para comprender el Universo es una de las pocas cosas que eleva la vida humana por sobre el nivel de la farsa y le imprime algo de la elevación de la tragedia.

"Los Tres Primeros Minutos del Universo"
Steven Weinberg
Premio Nobel de Física 1979

**REVISTA
ASTRONOMICA**

Nº 214

JULIO - SETIEMBRE de 1980

TOMO LII

AG ISSN 0044 - 9253

**REGISTRO NACIONAL
DE LA PROPIEDAD
INTELLECTUAL Nº 47103**

La dirección de la Revista no se responsabiliza por las opiniones vertidas por los autores de los artículos publicados o por los datos contenidos en ellos.

**DISTRIBUCION GRATUITA
A LOS SEÑORES ASOCIADOS**

Patricias Argentinas 550 (1405) Bs. As. - T.E. 88-3366

DIRECTOR:

Sr. Alejandro Di Baja (h)

SECRETARIOS:

Sr. Carlos Rúa

Sr. Eduardo De Tommaso

REDACTORES:

Sr. Ambrosio Juan Camponovo

Sr. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti,

Sr. Carlos Rúa

Sr. Mario Vattuone

TRADUCTORES:

Sr. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. Mario Vattuone

ASESOR ARTISTICO:

Sr. Jorge Luis Ferro

CANJE:

Srta. Dora Martínez

EFEMERIDES:

Ing. Cristián Rusquellas

COMISION DIRECTIVA

PRESIDENTE

Dr. Fernando P. Huberman

VICE-PRESIDENTE

Ing. Cristián Rusquellas

SECRETARIO

Prof. Luciano Ayala

PRO-SECRETARIO

Sr. Jorge Luis Ferro

TESORERO

Sr. Eduardo De Tommaso

PRO-TESORERO

Ing. Benjamin Trajtenberg

VOCALES TITULARES

Sr. Carlos Antonioli

Sr. Claudio Apelbaum

Sr. Alejandro Di Baja (h)

Dr. Angel Papetti

Sr. José María Requeijo

Sr. Mario Vattuone

VOCALES SUPLENTE

Sr. Federico Friedheim Bustillo

Sr. Roberto Frommel

Sr. Guillermo Lücke

COMISION REVISORA DE CUENTAS

Sr. Carlos E. Gondell

Dr. Fernando Larumbe

Sr. César R. del Río

Impreso en

Agencia Periodística CID

Avda. de Mayo 666, 2º,

Tel. 30-2471 Bs.As.



REVISTA
ASTRONOMICA



Fundador: CARLOS CARDALDA

Organo de la Asociación Argentina
Amigos de la Astronomía

SUMARIO

ASTRONOMIA INFRARROJA

Por el Dr. Alejandro Feinstein

pag. 2

LINEAS DE RECOMBINACION EN RADIO

Por el Lic. J.C. Cersosimo

pag. 8

LA OBSERVACION DEL SOL (parte 8)

Por el Dr. Angel Papetti

pag. 13

OPTICA E INSTRUMENTOS ASTRONOMICOS

Por la Subcomisión de Optica

pag. 17

NOTICIAS DE LA ASOCIACION

pag. 19

NOTICIERO ASTRONOMICO

Por el Sr. Mario Vattuone

pag. 21

NUESTRA PORTADA

EL PLANETA SATURNO,
EL QUE EN NOVIEMBRE
PRÓXIMO SERÁ FOTO-
GRAFIADO CON ALTA
RESOLUCIÓN POR LA
NAVE ESPACIAL
"VOYAGER"



Julio - Setiembre 1980 • 1

Astronomía Infrarroja

Por el Dr. Alejandro Feinstein

Basada en la conferencia dictada en nuestra Asociación el 7/7/79. La presente versión, suministrada por la S.C. de Cursos y Conferencias, ha sido corregida por el autor.

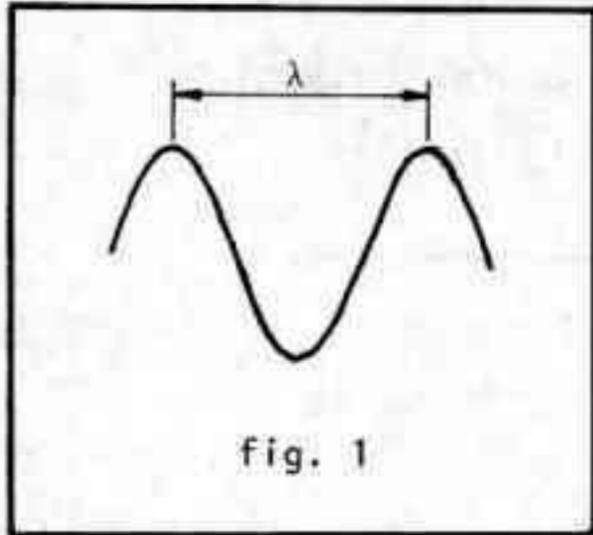


fig. 1

La Astronomía Infrarroja es una rama moderna de la Astronomía, ya que salvo unas pocas observaciones aisladas anteriores, se puede decir que nació hace unos quince años, y recién en los últimos cinco o seis años comenzaron a obtenerse resultados significativos. Nos referiremos aquí a los problemas singulares que involucra esta nueva técnica y algunos resultados obtenidos, inclusive aquellos logrados por nosotros en La Plata.

Recordamos que las ondas electromagnéticas se distinguen unas de otras por su frecuencia "f", o sea el número de veces por segundo que varía su polaridad; como la velocidad de propagación es constante, vemos que también podemos distinguir las por su longitud de onda " λ " fig. 1, expresada como la distancia entre dos crestas sucesivas. En la parte del espectro electromagnético que corresponde a la luz visible, λ es muy pequeña, y se mide en una unidad llamada "Angstrom" (A), que vale un cienmillonésimo de centímetro, $0,000.000.01$ cm o $0,000.1 \mu$ o 10^{-10} m.

La región del espectro visible es la que se presenta desde el violeta, con $0,4 \mu$, al rojo, con $0,7 \mu$. Pero el espectro electromagnético es mucho más amplio; la sección de longitudes de ondas más cortas que $0,4 \mu$ comprende el ultra-

violeta, luego los rayos X, le siguen los rayos Gamma, etc. de longitudes de onda cada vez más cortas, sin que exista un límite determinado. En el otro extremo, con longitudes de onda superiores a $0,7 \mu$, tenemos primero los rayos infrarrojos, luego con λ del orden de fracciones de mm llegamos al espectro de radio de

ondas ultracortas, luego tendremos ondas milimétricas, centimétricas, métricas, etc. no habiendo tampoco un límite definido.

Nosotros nos referiremos a la región del espectro que llamamos infrarrojo, entre $0,7 \mu$ y algunos cientos de μ .

Cuando un cuerpo es calentado, irradia energía electromagné-

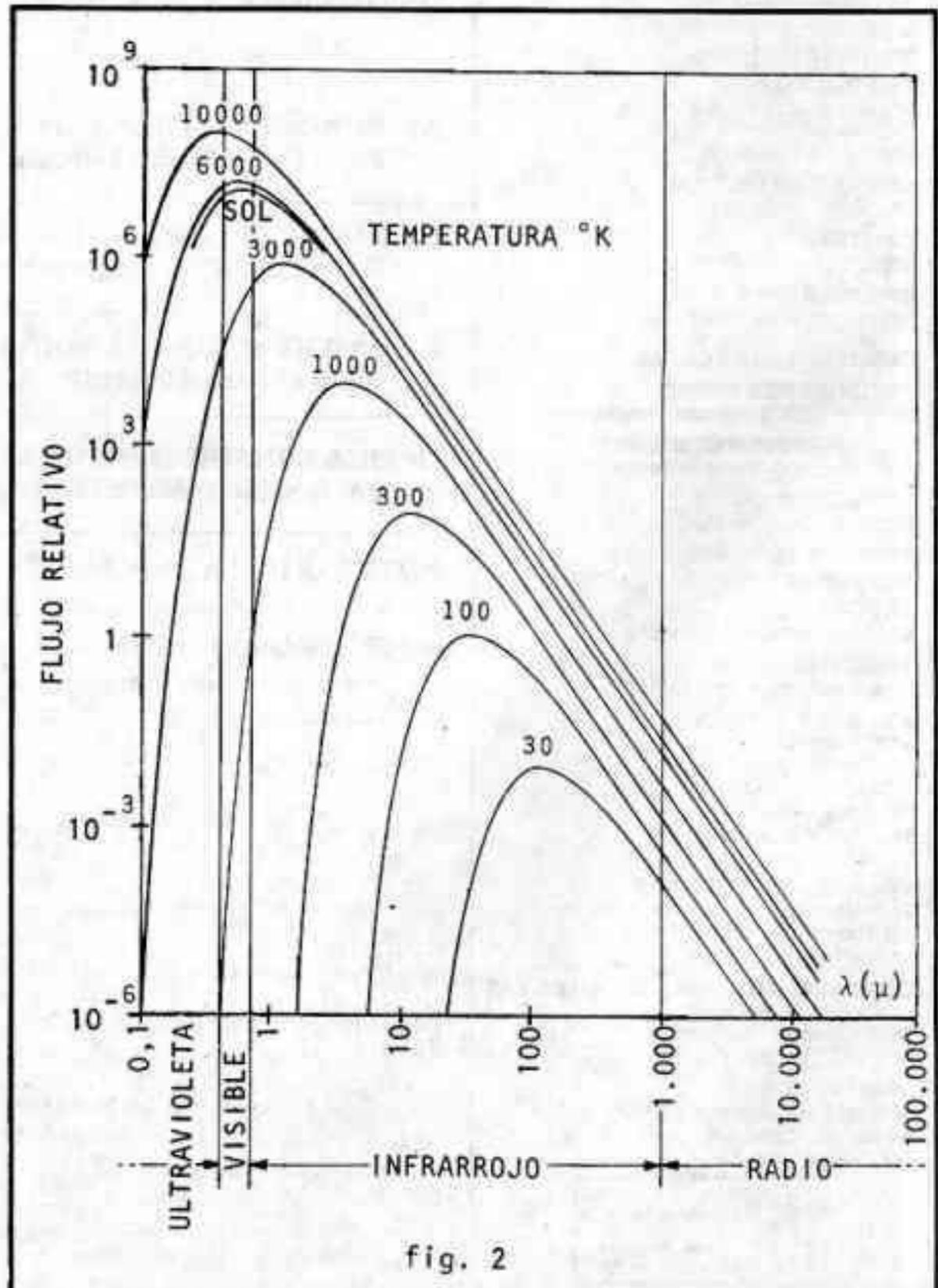


fig. 2

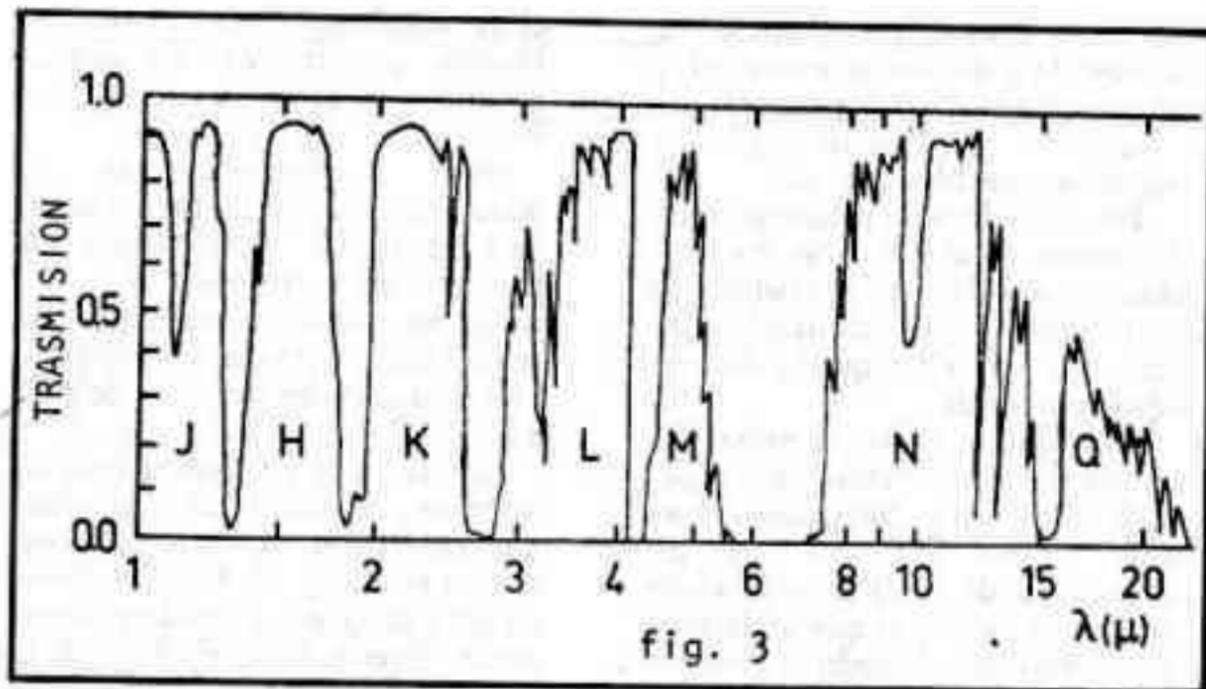


fig. 3

tica (luz, calor) en una cantidad que depende de la temperatura, y con una distribución en función de λ que está perfectamente definida. En la fig. 2 vemos las curvas de irradiación para diferentes temperaturas, todas presentan un máximo y caen gradualmente a ambos lados; hemos indicado la parte del visible, que como vemos es muy angosta, ubicamos el infrarrojo cercano y lejano y las otras partes del espectro que hemos citado.

Si bien estas curvas son teóricas, y trazadas para lo que se conoce como un "cuerpo negro", se aproximan bastante bien a las correspondientes de un cuerpo real; en la fig. 2 se ha superpuesto la curva de radiación del Sol, que equivale a la de un cuerpo a 5.700°K , y que presenta su máximo en la zona del visible, coincidente con la máxima sensibilidad del ojo humano. Vemos también que un cuerpo a 600°K no irradia prácticamente nada en el visible, y que de uno a 1.500°K apreciamos sólo una parte muy pequeña de su irradiación total; en conclusión, para estudiar cuerpos a estas "bajas temperaturas" debemos utilizar otras técnicas, ya que emiten principalmente en el infrarrojo, que no es observable con el ojo.

En la fig. 3 vemos que la atmósfera dificulta las observaciones en el infrarrojo, ya que no resulta transparente como en el visible. Más allá de 1μ , las moléculas presentes en la atmósfera, como el CO_2 y el agua (vapor) producen bandas de absorción. O sea que a ciertas longitudes de onda la atmósfera es opaca, y más allá de los 25μ se hace totalmente opaca. Las bandas que aparecen en la figura con las letras J, H, K, L, M, N y Q son las únicas regiones de la atmósfera que nos

permiten hacer astronomía infrarroja desde la superficie de la Tierra.

La fig. 4 es un esquema del fotómetro infrarrojo que tenemos en La Plata, un fotómetro típico que opera entre 1 y $3,5\mu$. En él, la radiación que se recibe del telescopio, en nuestro caso del tipo Cassegrain, puede ser monitoreada por medio de un ocular hacia el cual es desviada por un espejo; éste puede ser rebatido a un costado permitiendo a la radiación seguir su camino hacia abajo. A un costado tenemos una fuente de referencia, común en este tipo de instrumento, que es posible intercalar por medio de otro espejo rebatible; los rayos inciden luego en un "chopper".

La función de este último es fundamental: como todos los cuerpos a baja temperatura que nos rodean irradian fuertemente en el infrarrojo, debemos contar con un medio que nos permita separar esta "radiación de fondo" de la deseada que recibimos del astro bajo observación. El "chopper" del instrumento que estamos comentando consiste en un espejo rotativo de vidrio en forma de disco, dividido en seis sectores, tres de ellos elevados respecto de los otros tres, de manera que al hacerlo girar a alrededor de 30 o 40 vueltas por segundo, si hemos dirigido al telescopio adecuadamente, al detector llegan alternativamente: a) radiación de la fuente que nos interesa más una zona de cielo que la rodea, y b) radiación de fondo solamente.

Por medio de un circuito electrónico apropiado se pueden restar ambas y obtener así solamente la radiación de la fuente. De no utilizar este sistema sería imposible efectuar observaciones en el infrarrojo, porque todo lo que nos rodea irradia fuertemente

en esa gama, no solamente el cielo, sino también el telescopio, la cúpula, una bandada de pájaros que pasa, nosotros mismos, etc.

La radiación reflejada en el chopper se dirige a una caja refrigerada en la que se halla el detector. Este puede ser de diversos tipos dentro de los semiconductores: sulfuro de plomo, antimonio de indio, etc.; la incidencia de la radiación producirá un cambio en la resistencia a la corriente continua del elemento (tipo fotoconductor) o le hará generar una fuerza electromotriz, pequeña pero medible (tipo fotovoltaico) etc. Deben ser mantenidos a temperaturas muy bajas (-200°C), de lo contrario no funcionan; suele utilizarse el nitrógeno líquido como enfriante, aunque en algunos casos, como con los bolómetros de germanio, se usa helio líquido, lo que permite mantenerlos a 4°K .

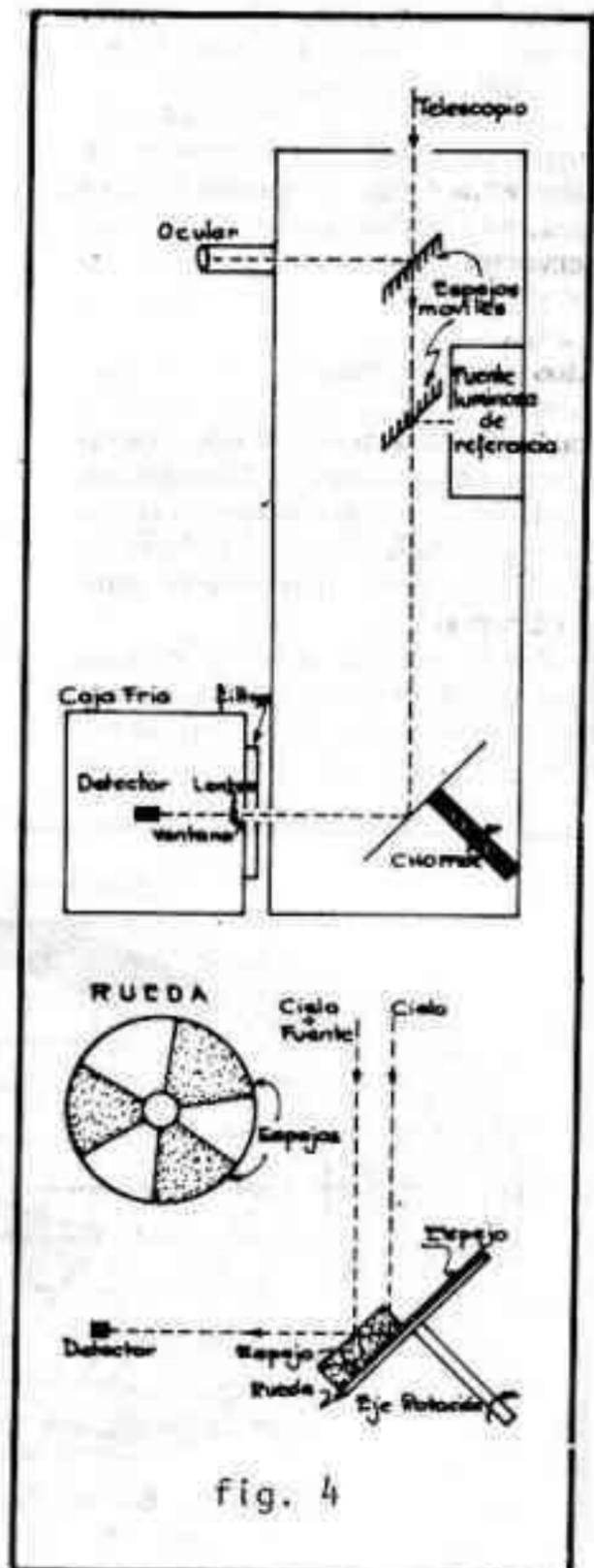


fig. 4

De necesitarse temperaturas aún menores se bombea aire de la caja, llegándose así a 2°K; en instrumentos más modernos se llega a temperaturas todavía más bajas.

Estos detectores tienen superficies útiles del orden de 1mm² o menores, lo que obliga a extremar el cuidado en el centrado, apareciendo problemas de tipo mecánico debido a las muy bajas temperaturas de operación.

El ocular de monitoreo al que nos refiriéramos anteriormente tiene una característica especial: posee dos cruces de hilos, de manera que si ubicamos la estrella que deseamos medir en uno de los cruces, al actuar el chopper llegará alternativamente al detector la radiación de la estrella y la del fondo de cielo ubicado en el otro cruce de hilos. Luego se desplaza el telescopio para que la estrella caiga en el otro cruce de hilos, y comparamos con el fondo de cielo que ahora aparece en el primer cruce. Esta doble medición busca eliminar errores sistemáticos.

La medición se prolonga a lo largo de un cierto intervalo de tiempo y luego se promedia, ya que la radiación de fondo es muy variable.

Las observaciones:

Antes de comenzar un programa de observaciones debemos establecer qué objetos observar, ya que ¿cuántos objetos, débiles en el visible, serán fuertemente emisivos en el I.R.?

Por lo pronto, se puede esperar que un objeto mucho más emisivo en el rojo que en el azul, lo sea también en el I.R.. Para hallarlos

se usan placas fotográficas de adecuada sensibilidad espectral, y se comparan las imágenes de las placas sensibles al azul con las de aquellas sensibles al rojo.

Pero puede haber objetos muy brillantes en el I.R. que no irradian en absoluto en el visible; los astrónomos han comenzado a interesarse en la búsqueda de este tipo de objetos.

Una de las técnicas utilizadas consistió en un telescopio especial, construido hace unos diez años en los E.E.U.U., de un diámetro de 1,50 m y relación focal muy corta, al que se destinó a una revisión de todo el cielo en busca de fuentes infrarrojas. El espejo no era de vidrio sino de plástico epoxídico, al que se dio la forma apropiada por centrifugación del recipiente que lo contenía cuando aún estaba fluido. Instrumento totalmente automático, barrió el cielo desde el polo N celeste hasta la declinación -30°, en 0,7 y 2,5 μ ; detectó varios miles de fuentes, el 20% de

ellas totalmente desconocidas. Habría que realizar un relevamiento similar en nuestro hemisferio.

Otra revisión se efectuó por medio de cohetes. La fuerza aérea de los E.E.U.U. lanzó varios que hicieron un barrido del cielo durante los escasos minutos en que se hallaban fuera de la atmósfera, en las longitudes de onda de 4,2, 11 y 19,8 μ .

En las fig. 5 y 6 vemos los planisferios, trazados en coordenadas galácticas, con las observaciones en 4,2 y 19,8 μ . Se observa una progresiva concentración de los objetos hacia el plano de la Galaxia a medida que aumenta la longitud de onda, lo que indicaría que si en 19,8 μ vemos en su mayoría objetos galácticos, en 4,2 μ aparecen gran cantidad de objetos no pertenecientes a nuestra Galaxia. Las zonas en blanco son áreas no abarcadas por los cohetes, ya que fueron todos lanzados desde el hemisferio N.

Luego de tabular los objetos

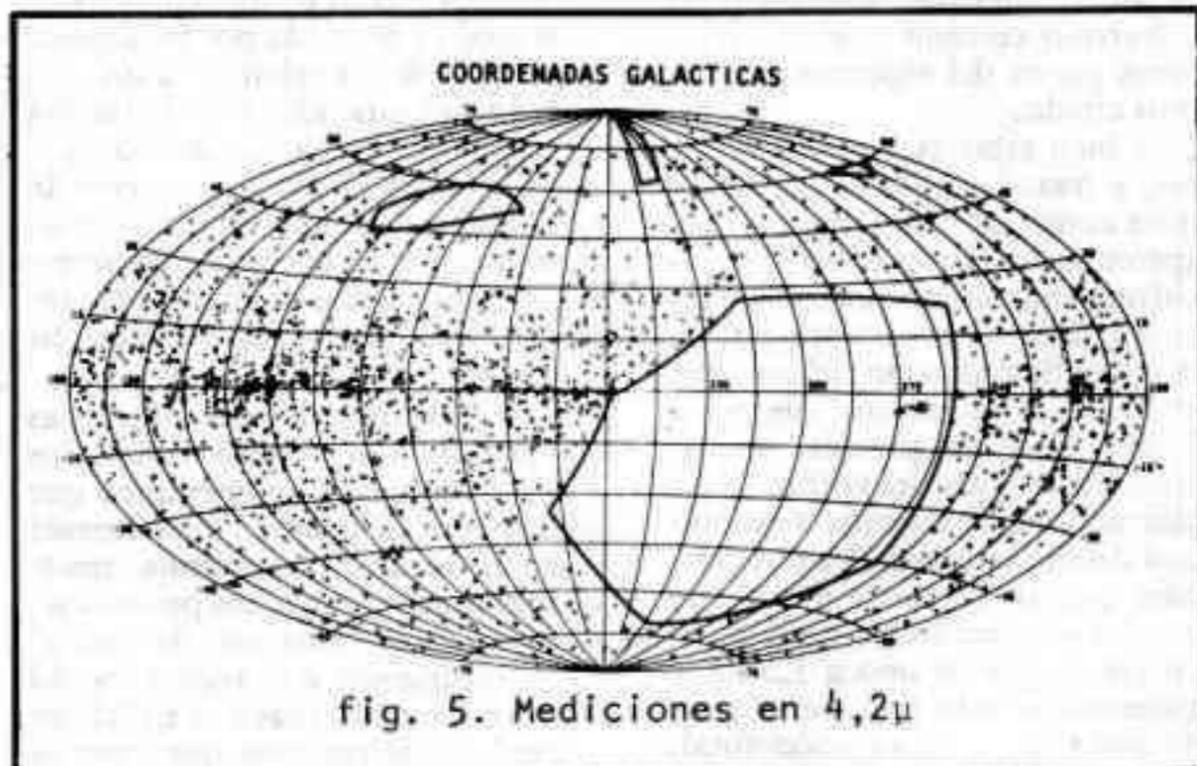


fig. 5. Mediciones en 4,2 μ

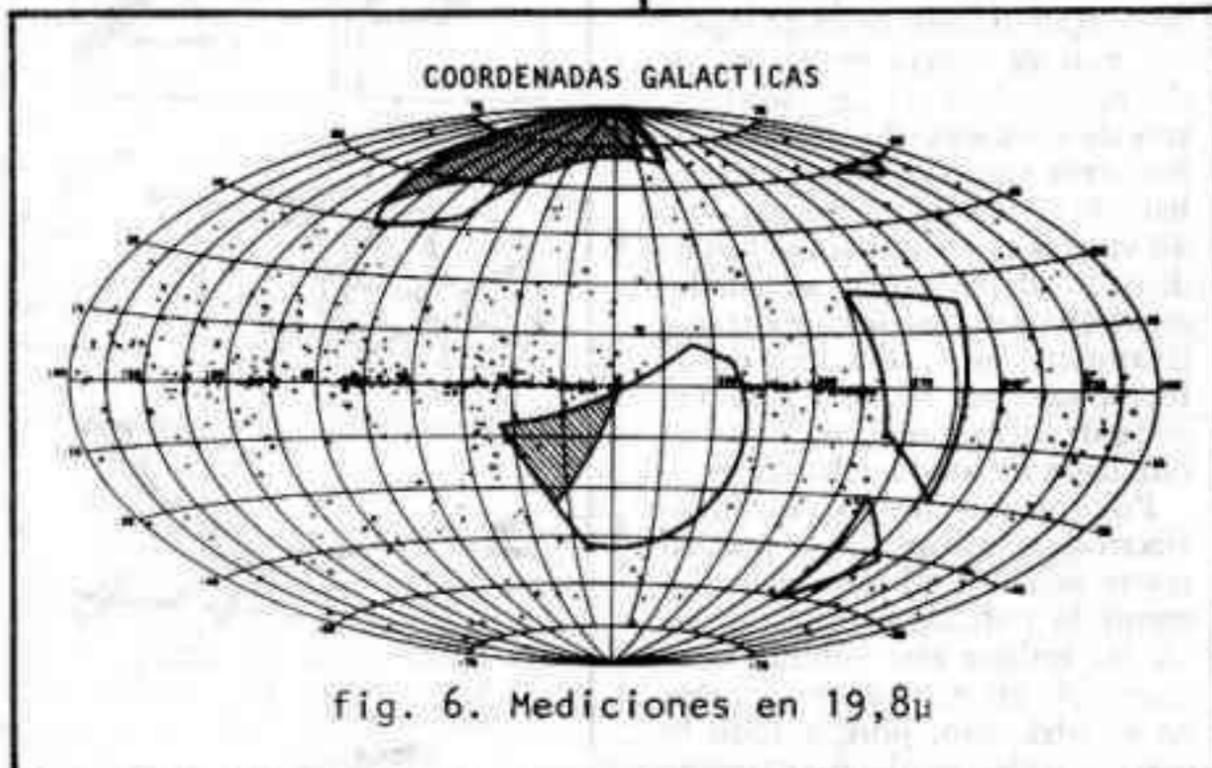


fig. 6. Mediciones en 19,8 μ

galácticos, se trató de identificarlos con objetos conocidos, pero en la mayor parte de los casos ello no se logró, o sea que se trata de astros que irradian casi exclusivamente en el infrarrojo.

En la fig.7 vemos varios objetos de fuerte radiación I.R.; T Tau es una estrella conocida con su máximo de irradiación en el I.R., pero hay también otros objetos que emiten principalmente en esa zona, incluyendo una nebulosa de emisión que radia totalmente en el I.R.

Otro objeto interesante es el correspondiente al centro galáctico. Nosotros no lo podemos ver directamente en el visible porque

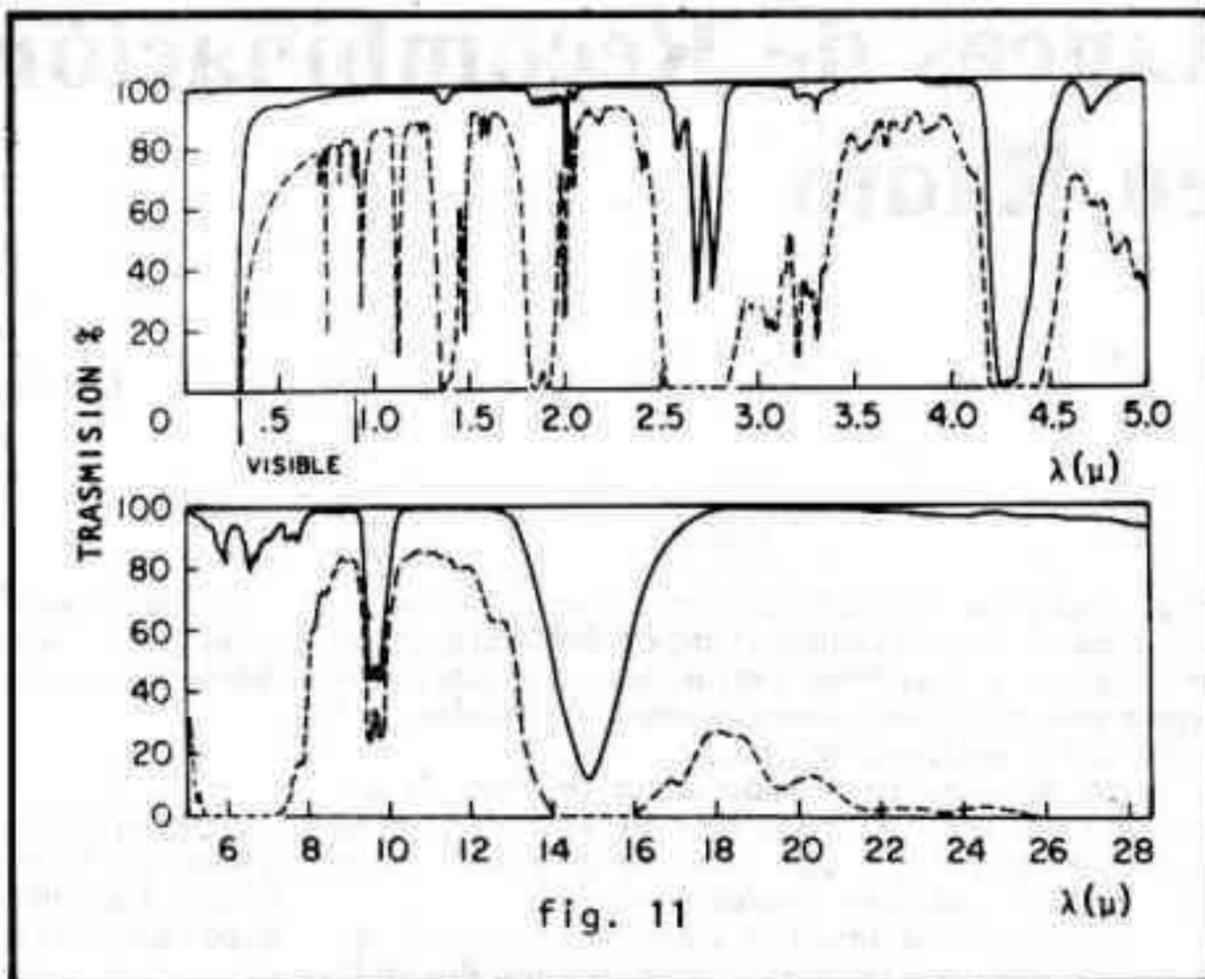
Un procedimiento más moderno consiste en observar con un telescopio I.R. colocado en un avión; se ha usado por ejemplo un Cassegrain de 90 cm., en el que el chopperizado se obtenía haciendo oscilar el espejo secundario.

Hubo que resolver toda una serie de problemas. El sistema electrónico de a bordo debe mantener la trayectoria del avión para poder observar el objeto de interés; debido a la gran altura de vuelo (12.000-15.000m), no hay turbulencias que puedan perturbar la marcha, pero de todas maneras el telescopio está provisto de un sistema de seguimiento que lo mantiene apuntando con un error de 2".

Un circuito cerrado de TV permite que los operadores vean lo que está recibiendo el ocular del telescopio. La computadora tiene almacenadas en su memoria las posiciones de alrededor de 250.000 estrellas, de manera que se puede representar en una pantalla de TV el mapa celeste de la zona en estudio.

El fuselaje del avión tiene una abertura de observación; el telescopio en sí está aislado del interior, para poder mantener dentro la presión atmosférica normal que permita una operación confortable.

En el lugar del ocular, hay un



fotómetro I.R. refrigerado con helio líquido a alrededor de 2°K.

Con este avión se observaron toda clase de objetos. Desde él se ha medido el centro galáctico y numerosas galaxias exteriores, galaxias de Seifert, galaxias compactas y galaxias con núcleo sumamente denso, todas ellas completamente diferentes a nuestra Vía Láctea. En ellas se

detectan procesos mucho más activos que en las galaxias normales. También desde él se descubrieron los anillos de Urano.

Con técnicas como las descritas es indudable que en los próximos años los descubrimientos serán mucho más importantes que los logrados hasta el presente, y nos permitirán conocer nuevas clases de objetos celestes.

Publicaciones en venta en nuestro local social

- CONSTRUCCION DE TELESCOPIOS, por J.Schermann y H. Viola
- FOTOGRAFIA ASTRONOMICA, por J.Galli
- LA DETERMINACION GEOGRAFICA DEL LUGAR, por E.Schulte
- Números atrasados de REVISTA ASTRONOMICA
- Fotografías color sobre temas astronómicos

“EL SOPLETE”

- Discos de vidrio “Pyrex” para objetivos de telescopios reflectores, diámetros de 100 hasta 380 mm.
- Cilindrado de discos a cualquier diámetro intermedio con muela diamantada.

Av. San Martín 3450 - 60
1416 Buenos Aires

T.E. 59-2200
8204
1521

Líneas de Recombinación en Radio

Por J.C. Cerososimo

Becario Consejo Nacional de Investigaciones Científicas

Instituto Argentino de Radiodifusión

El principal constituyente del medio interestelar es el hidrógeno, le siguen en importancia el helio, el nitrógeno, el oxígeno, el carbono y otros elementos. Las líneas espectrales de estos últimos son mejor observadas en el brillo de las nebulosas de emisión.

Una nebulosa de emisión es un volumen de gas ionizado por un mecanismo de tipo térmico, para lo cual es necesario que esté asociada con una o más estrellas que produzcan el calentamiento.

El hidrógeno atómico en estado neutro puede ser detectado mediante radiotelescopios sintonizados en la longitud de onda de 21 cm. En estado molecular se lo detecta por medio de satélites a través de observaciones en el ultravioleta. Cuando el átomo de hidrógeno está ionizado su detección puede hacerse utilizando varias técnicas.

Un electrón libre puede ser capturado por un ion positivo de hidrógeno. Cuando esto ocurre el electrón cae en cascada hacia el núcleo pasando por sucesivos niveles de energía. La transición entre estos niveles de energía se produce desde los de mayor energía a otros de energía menor emitiendo en cada una de estas transiciones radiación en forma de ondas electromagnéticas. Estas radiaciones del átomo se emiten en una gran variedad de frecuencias que abarcan desde el espectro ultravioleta hasta el espectro de radio.

Bohr representó el átomo de hidrógeno con un núcleo cargado positivamente y un electrón girando a su alrededor con carga negativa. Las órbitas de estos electrones, considerados en un principio como circulares, tiene un radio

$$r_n = .529446 \times 10^{-8} n^2 \text{ (cm)} \quad (1)$$

donde $n = 1, 2, 3, \dots$, etc. es siempre un número entero llamado número cuántico principal.

El electrón en una de estas órbitas posee cierta energía cinética debido al movimiento que realiza alrededor del núcleo

$$T = m v^2 / 2 \quad (2)$$

donde m es la masa del electrón y v su velocidad orbital. También posee cierta energía potencial debido a la interacción coulombiana que ejerce con el núcleo, ya que ambos poseen cargas eléctricas. La carga del electrón es $-e$, y la carga del núcleo es $+Ze$, donde Z es el número atómico y e es la carga elemental, $e = 1.6019 \times 10^{-19}$ culombios o $e = 4.8022 \times 10^{-10}$ u.e.s. La fuerza de atracción electrostática (Ze^2/r_n^2 , ejercida por el núcleo, mantiene al electrón en una órbita circular alrededor del mismo induciéndole una aceleración centrípeta v^2/r_n . Luego

$$Z e^2 / r_n^2 = m v^2 / r_n \quad (3)$$

La energía total del electrón en una de sus órbitas de radio r_n es la suma de las energías cinética y potencial debido a la atracción coulombiana:

$$E = v^2 / 2 - Ze^2 / r_n \quad (4)$$

Si despejamos V^2 de la fórmula (3) y reemplazamos en la fórmula (4) obtenemos una expresión para la energía E_n que es función del radio r_n y a su vez depende del número cuántico principal n

$$E_n = -Ze^2 / 2r_n \quad (5)$$

Esta energía es la energía total del nivel n y es característica para cada radio. Un resultado importante que se obtiene de este modelo atómico es que la energía total del electrón E_n es igual a la energía cinética del electrón cambiado de signo. Utilizando la expresión $v^2 = Ze^2 / m r_n$ que surge de la fórmula (3) y reemplazando en la fórmula (2) obtenemos:

$$E_n = -T \quad (6)$$

Esto nos dice que cuando el electrón está en la órbita de menor radio ($n = 1$), poseyendo mayor energía cinética, el átomo está en su nivel de menor energía total.

Cuando el electrón está girando en cierta órbita de radio r_n se dice que está en un nivel de energía E_n y no emite ni absorbe radiación. Un electrón puede saltar de un nivel de energía E_n a otro de energía $E_{n'}$. Si n' es menor que n significa que el átomo perdió energía; tal energía fue emitida en forma de onda electromagnética. Esta cantidad de energía así emitida se llama "cuanto de energía", además, es en monto igual a la diferencia de energía entre los niveles en que se produce la transición. Este es el modo en que se produce un línea espectral de cierta frecuencia ν , frecuencia que es proporcional a la cantidad de energía emitida

$$h \nu = E_n - E_{n'} \quad (7)$$

$h \nu$ representa un cuanto de energía radiante, h es la constante de Planck ($h = 6.6238 \times 10^{-27}$ erg.s).

Si en vez de suceder que el electrón salte a una órbita inferior lo hace a otra de mayor radio, significa que el átomo absorbió energía. Es decir que cuando un fotón (o cuanto de energía $h \nu$) es absorbido por el átomo excita al electrón enviándolo a una órbita de mayor energía $E_{n'}$ tal que

$$E_{n'} = E_n + h \nu \quad (8)$$

Cuando un fotón es absorbido por un átomo pueden ocurrir dos cosas; si la energía del fotón es muy alta es posible que el electrón escape del átomo produ-

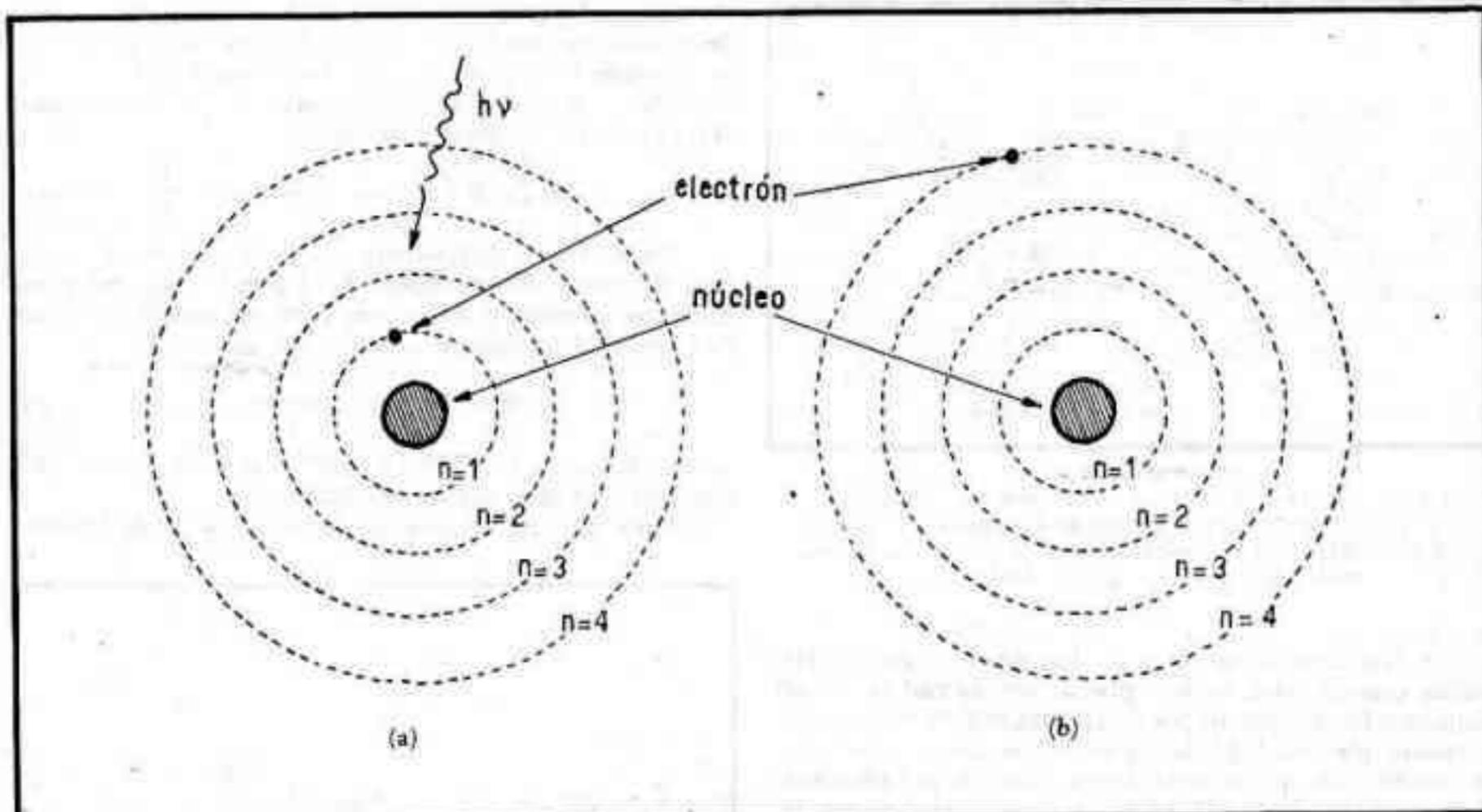


Fig. 1 - ESQUEMA DEL ÁTOMO DE HIDRÓGENO CON SUS ÓRBITAS DESDE $n=1$ A $n=4$. A) ÁTOMO DE HIDRÓGENO EN SU ESTADO FUNDAMENTAL Y UN FOTÓN DE ENERGÍA LLEGANDO A ÉL. B) ÁTOMO DE HIDRÓGENO EXCITADO DEBIDO A LA INTERACCIÓN DEL ÁTOMO CON UN FOTÓN.

ciéndose la ionización del mismo. En el caso contrario el átomo queda excitado y el electrón irá a ocupar un nivel de energía mayor que el que tenía según muestra la figura 1.

La interacción entre un fotón y un átomo con la consecuente liberación de un electrón, quedando el átomo ionizado, es el principal mecanismo responsable de la ionización de los átomos en las regiones de hidrógeno ionizado. Estas regiones reciben el nombre de regiones HII.

El potencial de ionización se define como la energía necesaria para extraer el electrón que está más débilmente ligado al átomo en su estado normal. El átomo de hidrógeno en este estado ($n=1$) posee un solo electrón, y la energía necesaria para arrancarlo debe ser igual o mayor que $13.6 \text{ eV} = 2.1787 \times 10^{-11}$ ergios. Por lo tanto el fotón que va a ionizar dicho átomo deberá tener una energía equivalente. La frecuencia de este fotón será:

$$\nu \geq \frac{E}{h} = 3.289 \times 10^{15} \text{ s}^{-1} \quad (9)$$

Utilizando la relación válida para todas las ondas $\lambda\nu = c$, donde la constante c es la velocidad de la luz en el vacío ($c = 2.9979 \times 10^{10} \text{ cm/s}$), podemos decir que todo fotón que posea una longitud de onda λ menor que 912 \AA es capaz de ionizar a un átomo de hidrógeno.

Este tipo de radiación, que se encuentra en el rango ultravioleta del espectro, en general proviene de estrellas cuya temperatura efectiva en la superficie es mayor a 29.000°K . El hidrógeno cercano a tales estrellas se encuentra casi totalmente ionizado.

Una región HII está constituida fundamentalmente por iones y electrones, (también posee átomos neutros). La densidad electrónica en estas regiones generalmente es $N_e \leq 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Podemos distinguir dos tipos de regiones HII. Las del primer tipo generalmente no están bien limitadas debido a la relativa escasez de material en

los alrededores de la estrella o estrellas responsables de la ionización del medio, por lo cual los fotones alcanzan a ionizar a los átomos más distantes. En las del segundo tipo en cambio, al haber mucho material presente su tamaño está bien definido y limitado por la cantidad de radiación ionizante proveniente de la estrella. La transición entre el plasma y el material neutro que lo rodea es muy brusca habiendo un frente de ionización bien definido. En el caso idealizado en que el plasma tiene densidad uniforme, el frente de ionización tiene forma esférica encerrando la región HII. Estas regiones reciben el nombre de esferas de Strömgren. El radio de estas regiones está determinado por la luminosidad de las estrellas que excitan el material y por la densidad del gas en los alrededores.

Los electrones libres de una región HII pueden interactuar con los iones de dos formas: una siendo dispersados, y otra siendo capturados. La dispersión de un electrón por un ion se produce cuando el electrón se acerca al ion. Un electrón libre puede moverse siguiendo cierta trayectoria con velocidad constante; del mismo modo puede hacerlo un ion. Si ambos se acercan, ejercen entre sí una fuerza de tipo coulombiano; de esta interacción quien más va a sufrir las consecuencias es el electrón debido a su pequeña masa frente a la del ion ($m_e/m_{\text{protón}} \approx 5 \times 10^{-4}$).

El electrón al ser acelerado cambia la dirección de su trayectoria. Además, debido a que se trata de una partícula cargada, al ser acelerado emite radiación electromagnética perdiendo energía. Este tipo de radiación se denomina radiación de frenado o bremsstrahlung; se produce a distancias del núcleo donde los electrones no están ligados, por lo tanto sus energías no están cuantificadas. Luego los cambios de energía no se encuentran restringidos y pueden producirse emisiones de radiación que abarcan todo el espectro electromagnético. Esto se denomina el continuo de radiación producido por transiciones libre-libre. Las emisiones más importantes generalmente son las que tienen longitudes de onda de radio.

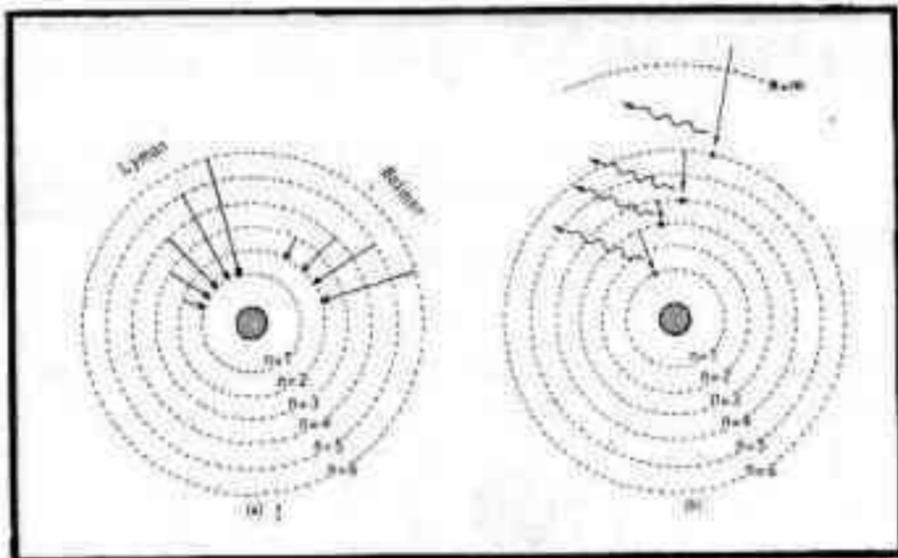


Fig. 2 - ESQUEMA DE LAS SERIES DE LYMAN Y DE BALMER. a) ELECTRÓN CAPTURADO POR UN IÓN DE HIDRÓGENO. LUEGO DE SER CAPTURADO CAE EN CASCADA HACIA EL NÚCLEO EMITIENDO UN FOTÓN CADA UNA DE LAS TRANSICIONES.

A frecuencias menores de 300 MHz la región HII puede considerarse opaca, por lo que la radiación del continuo libre-libre no puede atravesarla. A frecuencias mayores que 300 MHz la región HII se hace transparente permitiendo que pase la mayor parte de la radiación. A partir de los 3000 MHz hacia las frecuencias más altas, el flujo de energía proveniente de la región HII decrece muy suavemente; esto está ilustrado en la figura 3.

Analicemos ahora el caso de captura de un electrón por un ion. Este es el proceso inverso a la ionización y se le da el nombre de recombinación (también transición libre-ligado). Este fenómeno es el que regula las poblaciones de los niveles atómicos. Cuando el electrón es capturado por un ion cae en cascada hacia el núcleo como se presentaba en la figura 2b. Cada vez que el electrón pasa de un nivel n a otro n' ($n > n'$), emite radiación siendo la diferencia $n - n' \geq 1$.

El caso más interesante para la astronomía óptica es cuando el electrón salta del nivel $n=3$ al $n=2$ ($n=3 \rightarrow 2$), debido a que emite en una longitud de onda adecuada para ser detectada en placas fotográficas sensibles al rojo. Esta línea se denomina H_{α} y su longitud de onda es de 6563 Å. El término siguiente de esta serie, denominado serie de Balmer, es la línea H_{β} ($n=4 \rightarrow 2$), cuya longitud de onda es de 4861 Å. Luego le sigue en importancia la línea H_{γ} ($n=5 \rightarrow 2$) con longitud de onda de 4340 Å (ver figura 2a).

La serie de Lyman ($n=x \rightarrow 1$ con $x > 1$) se emite en la parte ultravioleta del espectro, pero no es detectable en las regiones HII debido a que las mismas son ópticamente gruesas a esta radiación; esto se debe a que los átomos de hidrógeno neutro existentes en estas regiones se encuentran preferentemente en el estado fundamental, o sea que la radiación que se produce por la caída de los electrones al nivel $n=1$, es absorbida antes de salir de la nube.

Las transiciones entre los niveles de energía de un átomo (números cuánticos bien definidos) se llaman transiciones ligado-ligado. Las transiciones entre grandes números cuánticos ($n \geq 60$), producen ondas electromagnéticas en frecuencias de radio.

La teoría de Bohr para los átomos en general da la frecuencia que corresponde a la transición entre dos niveles de energía caracterizados por números cuánticos n y n' :

$$\nu = cZ^2R \left[\frac{1}{(n + \delta_{n,1})^2} - \frac{1}{(n' + \delta_{n',1})^2} \right] \quad (10)$$

donde R es la constante de Rydberg, y $\Delta n = n - n'$. Los

términos $\delta_{n,1}$ corresponden a transiciones entre niveles del momento angular. Estos son despreciables para líneas de recombinación en radio. La fórmula que vamos a considerar se puede deducir a partir de las expresiones (1), (5), y (7). De estas obtenemos:

$$\nu = cZ^2R \left[n^{-2} - (n + \Delta n)^{-2} \right] \quad (11)$$

La constante de Rydberg puede calcularse con la teoría desarrollada por Bohr. Esta fórmula es útil para distintos átomos; la constante tiene en cuenta el efecto de la masa del núcleo y su expresión es:

$$R = R_{\infty} (1 - m/M) \quad (12)$$

donde $R_{\infty} = 109737.31 \text{ cm}^{-1}$, m es la masa del electrón y M es la masa del núcleo.

Para que una transición electrónica cause la emi-

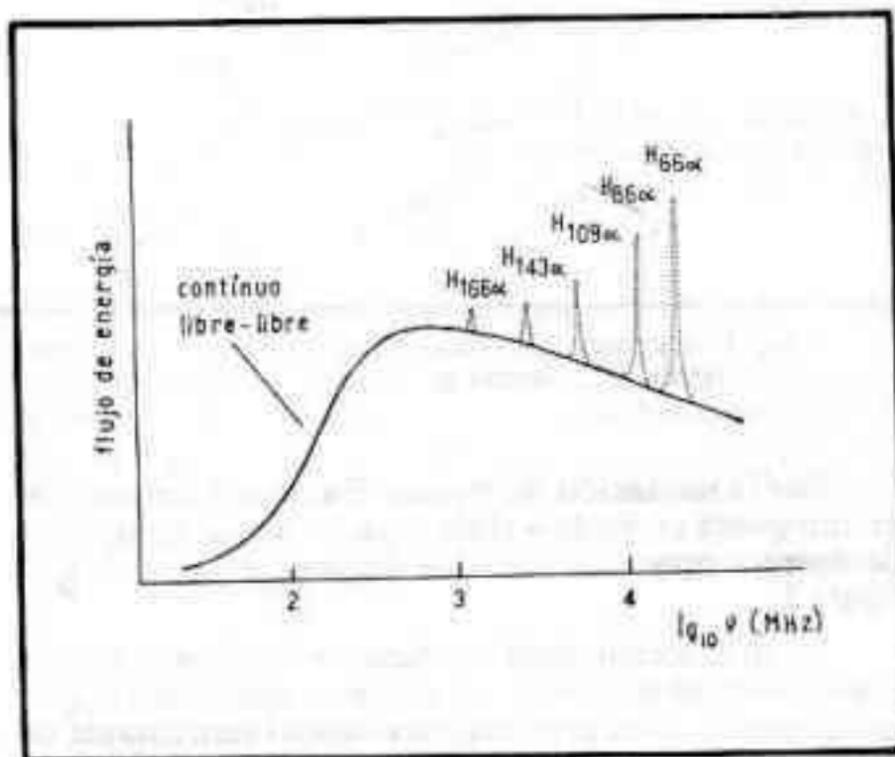


Fig. 3 - ESPECTRO DE EMISIÓN DEL CONTINUO LIBRE-LIBRE EN FUNCIÓN DE LA FRECUENCIA, CON ALGUNAS LÍNEAS DE RECOMBINACIÓN $H_n \alpha$ SUPERPUESTAS.

sión de una onda electromagnética en el espectro de radio es necesario que $\Delta n \ll n$. Cuando $\Delta n = 1$, y se trata de una transición en el átomo de hidrógeno, designamos la línea con el símbolo $H_n \alpha$, siendo n el número cuántico del nivel al cual llegó el electrón. Si $\Delta n = 2$ se designa $H_n \beta$, si $\Delta n = 3$ se designa $H_n \gamma$, y así sucesivamente. La diferencia entre números cuánticos n con que se produce la transición (la que se indica con letras griegas), se denomina orden. Por ejemplo la línea correspondiente al hidrógeno que se produce cuando el electrón va del nivel $n' = 110$ al $n = 109$ se denomina H_{109} . La frecuencia de esta línea está dada por la fórmula (11) y es $\nu = 5008.923 \text{ MHz}$.

Un electrón altamente excitado, cuyo número cuántico es $n = 100$, gira alrededor del núcleo en una órbita de radio mayor que 0.5 micrones. Aun cuando este átomo no sea uno de hidrógeno, por ejemplo uno de helio o de carbono con electrones girando en las cercanías del núcleo, la carga resultante de éste se comporta como puntual, vista desde el electrón excitado. Es decir que éste no es seriamente perturbado por la presencia del resto de los electrones. Por tal motivo el espectro de líneas de recombinación para el helio y otro elemento es muy similar al del hidrógeno excepto que el conjunto de líneas de cada uno de ellos está desplazado en frecuencia debido a la variación de la constante de Rydberg por la

corrección debida a la masa del núcleo según muestra la fórmula (12).

Cuando se apunta con la antena de un radiotelescopio en dirección de una región HII, sintonizando en la frecuencia de alguna línea de recombinación, la radiación que se recibe es la suma de la emisión del continuo libre-libre y la emisión de la línea. En lo que sigue la temperatura de brillo debido al continuo se indicará con T_c , y la correspondiente a la línea con T_L ; donde las temperaturas de brillo son indicativas de las intensidades recibidas en la dirección en que se apunta la antena.

El perfil de emisión de una línea de recombinación, montado sobre la emisión del continuo tiene la forma aproximadamente gaussiana. Los otros parámetros de importancia que se obtienen son el ancho a mitad de máxima intensidad $\Delta\nu$, y el desplazamiento del centro del perfil con respecto a la frecuencia de la línea en reposo debido al efecto Doppler. En la figura 4 se representa esquemáticamente un perfil de una línea de recombinación en el cual se muestran los cuatro parámetros mencionados.

La estrella excitatriz produce en la región un campo de radiación, el cual por su interacción con el gas es fuertemente anisótropo. Además, el material expuesto a este campo de radiación efectúa movimientos macroscópicos haciendo que la densidad varíe de punto a punto. A pesar de esto las interacciones entre iones y electrones dentro de la región HII son tan rápidas que es posible considerar una distribución al azar de velocidades (distribución Maxwelliana de velocidades) y permiten definir localmente una temperatura macroscópica T_e llamada temperatura electrónica. Entonces, en base a estas consideraciones, se puede expresar el número de átomos excitados en un nivel, relativo al número de átomos excitados en otro nivel de energía inferior, (o sea la población relativa de niveles) en función de la temperatura electrónica. Si a todas estas suposiciones le agregamos que en la nube es válida la ley de Kirchhoff-Planck estamos suponiendo que en la región de interés hay aproximadamente equilibrio termodinámico.

La temperatura electrónica puede ser derivada a partir de los parámetros observados. En un modelo simple en el cual se supone la existencia de equilibrio termodinámico, se obtiene esta relación:

$$T_e \propto (T_c \nu^{1.1} / T_L \Delta\nu)^{0.7} \quad (13)$$

En muchas regiones HII se hicieron medidas de T_e en distintas líneas de recombinación obteniéndose temperaturas del orden de los 8,000°K. Las temperaturas obtenidas a través de análisis de las líneas de recombinación resultan ser más bajas que las obtenidas con el estudio de las líneas prohibidas (métodos ópticos). La causa de estas diferencias radica en que las nebulosas no están realmente en equilibrio termodinámico, produciéndose un realce en las intensidades de las líneas observadas. Si las observaciones se hacen en líneas de altos órdenes ($\Delta n \geq 2$), las temperaturas electrónicas que se obtienen son mayores a las obtenidas con líneas $Hn\alpha$. Esto fue sugerido por Hjellming y Davies en el año 1970 después de analizar las observaciones obtenidas de la nebulosa de Orión. Estos autores proponen que si las líneas son amplificadas debido al no-equilibrio termodinámico, las líneas de altos órdenes serán mucho menos afectadas. Consecuentemente es más probable que sea correcto asumir equilibrio termodinámico para líneas con $\Delta n \approx 2$.

Otro parámetro de importancia que se deduce de las observaciones de las líneas de recombinación es la velocidad radial de la región HII que contribuye al conocimiento cinemático de estas regiones. También es po-

sible medir abundancias de helio haciendo observaciones de líneas de recombinación de este átomo. Esto es de gran importancia cosmológica.

Otras líneas que son sometidas a estudio son las correspondientes a elementos más pesados, por ejemplo Si, Mg. y C. Las regiones HII se encuentran frecuentemente asociadas con nubes de materia en estado molecular. Es probable que la radiación estelar de alta frecuencia ($\lambda \approx 912 \text{ \AA}$) que escapa de la región HII ionice cualquier elemento cuyo potencial de ionización sea menor que 13.6 eV; en el carbono por ejemplo el potencial de ionización es de 11.3 eV. La línea de recombinación del carbono se detectó por primera vez en 1967 en la dirección de la nebulosa de Orión y en otras once regiones asociadas con regiones HII. Estas zonas donde se detecta esta línea de recombinación, reciben el nombre de regiones CII.

Los parámetros observados en regiones CII tienen una notable coincidencia con los derivados de las observaciones de líneas moleculares. Por ejemplo, las velocidades de casi todas las líneas de recombinación del carbono coinciden con las velocidades de casi todas las líneas moleculares detectadas en la misma dirección, siendo fuertemente diferentes a las velocidades de las líneas de la región HII asociada. Además, los anchos de las líneas de las regiones CII son similares a los anchos de sus líneas moleculares, mientras que las líneas de las correspondientes regiones HII son mucho más anchas.

A pesar de los numerosos estudios y modelos realizados sobre las regiones CII, no está claro aún si la estrella que excita la región HII es la fuente de fotones que ioniza al carbono. El flujo incidente sobre la nube que contiene carbono puede ser atenuado por la absorción debido al polvo que se encuentra dentro de la región HII. Por el momento se acepta que las líneas de recombinación del carbono se forman en nubes cuyas densidades de átomos de hidrógeno son mayores que 1000 cm^{-3} . Además, los modelos de emisión sugieren que estas regiones son de baja temperatura, del orden de 20° a 200°K.

Las intensidades de las líneas del carbono dependen de que la región CII se encuentre delante o detrás de la

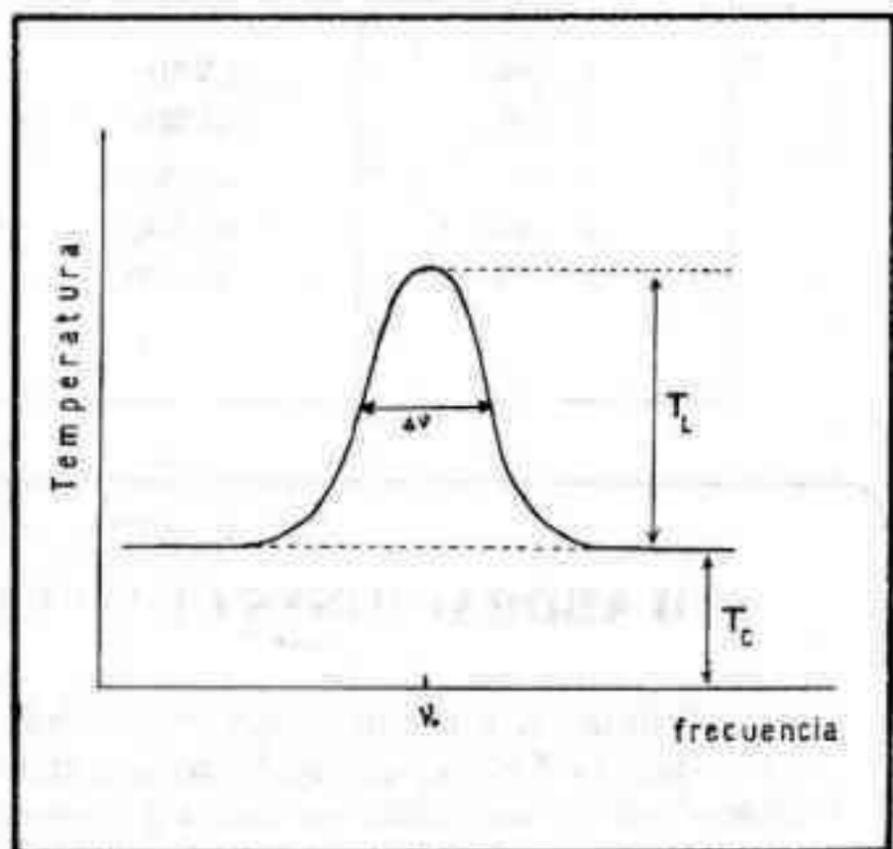


Fig. 4 - Perfil esquemático de una línea de recombinación montada sobre la emisión del continuo. Se indican los parámetros observables.

región HII. Si la región CII está detrás de la región HII la emisión será principalmente debida a la emisión espontánea habiendo poca estimulación causada por la radiación que proviene del fondo. En cambio si la región CII está delante de la región de hidrógeno ionizado, la emisión de la línea será causada principalmente por emisión estimulada provocada por la radiación del continuo, que proviene de la región HII, superponiéndose a la emisión espontánea**.

El estudio de las líneas de recombinación en la actualidad está orientado a las investigaciones de regiones HII compactas y nubes moleculares. Para ello se utilizan, además de grandes radiotelescopios, métodos interferométricos aprovechando su alta resolución espacial.

En el Instituto Argentino de Radioastronomía es posible detectar tales líneas, para ello se cuenta con una antena parabólica de 30 metros de diámetro y un radioreceptor que puede ser sintonizado en las frecuencias de 1420 y 1660 MHz. Actualmente se han iniciado tra-

bajos de relevamiento en el plano galáctico y de estudio en zonas particulares de la línea H166

* Se considera que un gas es "ópticamente fino" cuando es al menos un poco transparente para las frecuencias en las que absorbe más fuertemente. El extremo opuesto es una gas "ópticamente grueso".

** Cuando un electrón que se encuentra en un nivel excitado decae a un nivel inferior emitiendo un fotón, se dice que se produjo una emisión espontánea. Pero puede también ocurrir que bajo el estímulo de radiación incidente de frecuencia apropiada sobre un átomo excitado, se produzca una transición emitiéndose un fotón de la misma frecuencia, dirección de propagación y polarización que el incidente. Esto se denomina emisión estimulada.

Referencias:

Ambartsumian V.A. y colaboradores. "Astrofísica Teórica" Tomo 1, EUDEBA. Buenos Aires, 1966. Cap. 3,4,5 y 8.

Brown R.L., Lockman F.J. "Annual Review of Astron. & Astrophys." Vol 16, pag. 445, 1978.

Chaison E.J. "Investigación y Ciencia" (Edición española de Scientific American), Febrero 1979.

Dupré A.K., Goldberg L. "Annual Review of Astron. & Astrophys." Vol. 8 pag 231. 1970.

Gergely T., Poppel W.L. "Curso de Radioastronomía I"

(no publicado), Instituto Argentino de Radioastronomía, 1974.

Hjellming R.M. Davies R.D. "Astronomy & Astrophysics". Vol 5, pag. 53, 1970.

Verschuur, G.L., Kellerman K.J. "Galactic and Extragalactic Radioastronomy". Springer-Verlag, New York, 1974.

White H. "Introduction to Atomic Spectra", Mc Graw-Hill Book Company, New York, 1934.

CUOTAS SOCIALES 1980

Trimestre	Activos	Cadetes Estudiantes	Carnet y Ficha Metálica
1° 1980	20.500	19.200	6.000
2° 1980	34.000	25.000	7.000
3° 1980	41.000	30.000	8.000
4° 1980	49.000	37.000	9.000
1° 1981	57.000	43.000	10.000

COLABORACIONES CON "REVISTA ASTRONOMICA"

Solicitamos a nuestros colaboradores que estén interesados en enviarnos artículos para publicar en nuestra Revista, que en la medida de lo posible los originales sean escritos a máquina y a doble espacio, para facilitar su lectura y eventual corrección. Asimismo los dibujos o fotografías que acompañen el texto deberán adecuarse al nuevo formato de "Revista Astronómica" cuya "caja" es actualmente de 17 x 25 cm.

La Observación del Sol

Por el Dr. Angel Papetti

Conociéndose la posición de los polos del Sol para cualquier época del año, se puede trazar sobre el disco solar la red de meridianos que pasan por dichos polos, así como el ecuador y los paralelos heliográficos. Esa red de coordenadas solares presenta al observador terrestre diferentes aspectos según cual sea la posición de la Tierra en su órbita.

Cuando la Tierra pasa por uno de los nodos (Nó N', Fig 11) se encuentra en el plano del ecuador del Sol; en esas circunstancias, sus polos, PNS y PSS se proyectan sobre el borde del disco (gráficos c y g de la Fig 12), y el ecuador y los paralelos solares se presentan como segmentos rectos. En cualquier otra época del año, uno

de los dos polos se proyecta dentro del disco, el otro queda oculto detrás del borde solar, y los paralelos se presentan como arcos de elipses. El trazado de los diferentes aspectos que presenta la red de coordenadas solares para un observador terrestre, puede obtenerse fotografiando una grilla de meridianos y paralelos trazados sobre una esfera, desde diferentes ángulos que correspondan a los indicados por las 'Efemérides para observaciones físicas del Sol'. Estas mismas efemérides permiten elegir luego para un determinado día de observación el gráfico correspondiente. En la práctica, esos gráficos no se trazan para cada día del año; dado que se trata siempre de mediciones aproximadas, basta, en ge-

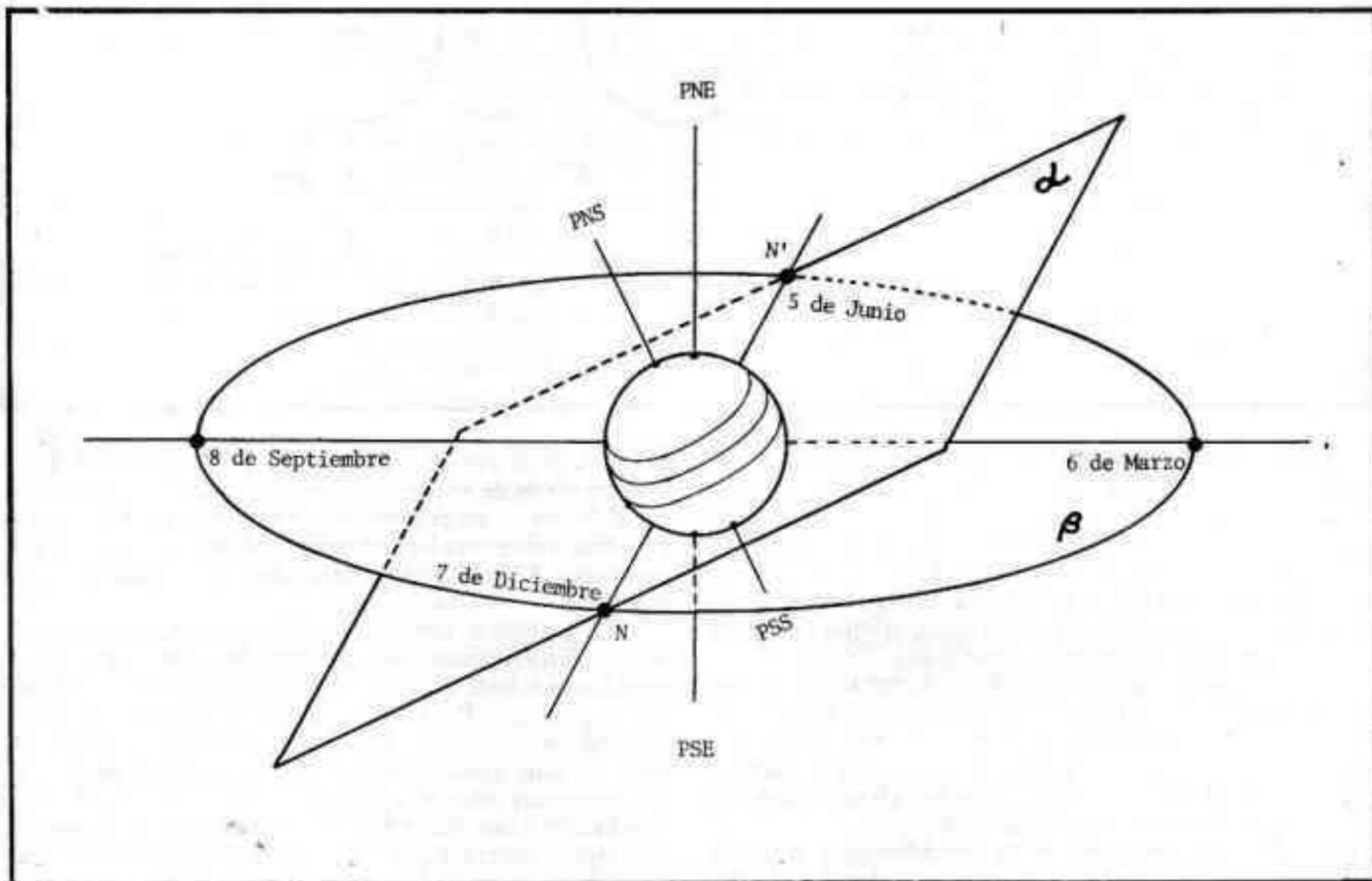


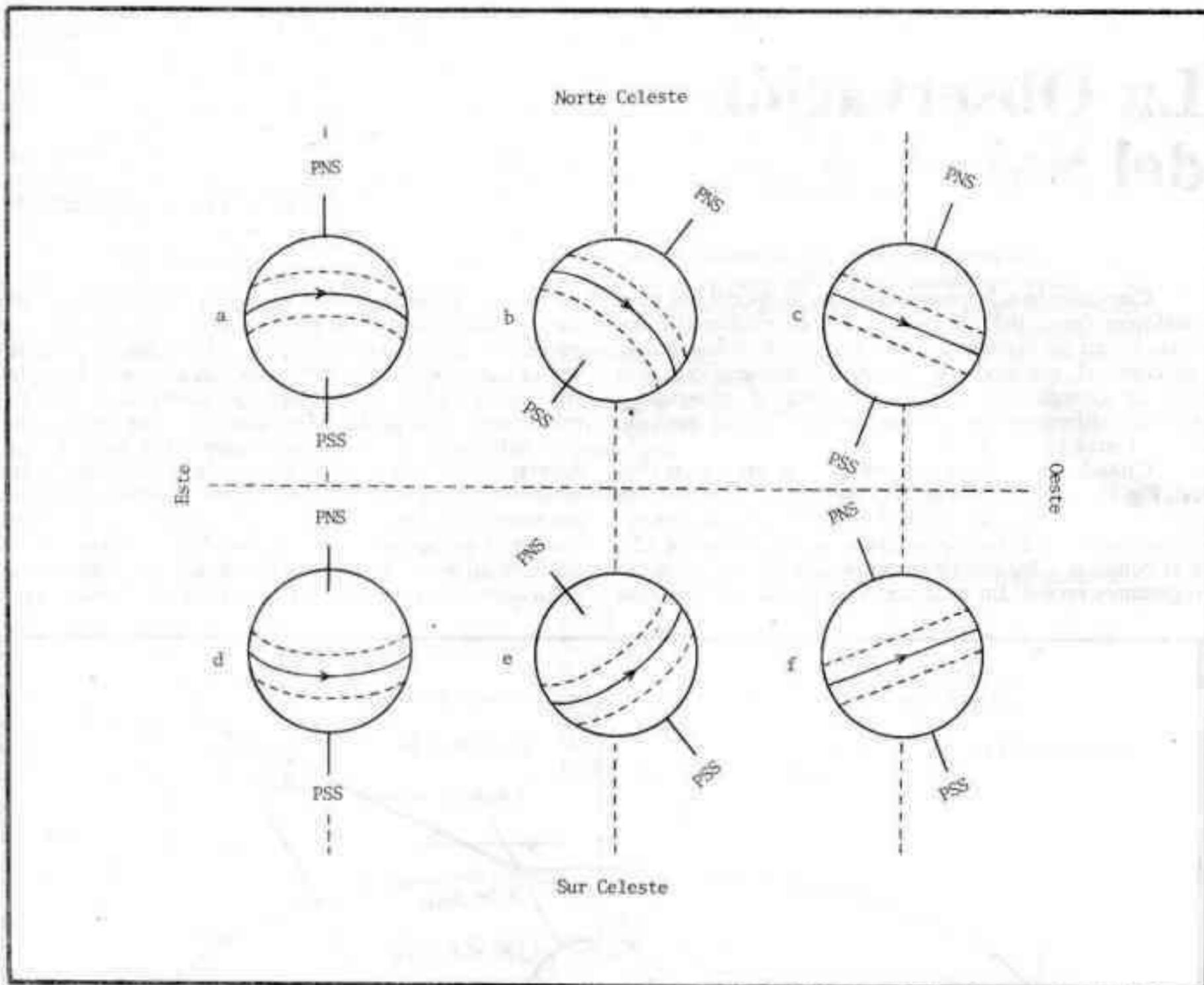
Figura 11: PNS y PSS DESIGNAN, RESPECTIVAMENTE, A LOS POLOS NORTE Y SUR DEL SOL. PNE Y PSE INDICAN, RESPECTIVAMENTE, LOS POLOS NORTE Y SUR DE LA ECLÍPTICA. α Y β SON LOS PLANOS DEL ECUADOR SOLAR Y DE LA ECLÍPTICA RESPECTIVAMENTE. N Y N' SON LOS NODOS DEL ECUADOR SOLAR CON LA ECLÍPTICA.

neral, con un juego de 8 diagramas entre los cuales se selecciona el que corresponde a la fecha más próxima a la de la observación. Estos diagramas se venden bajo diferentes nombres: Discos Thompson, Moreux, Stonhurst, etc. Más adelante volveremos a ocuparnos de ellos para explicar su empleo en la determinación de las coordenadas heliográficas de las manchas.

Antes de proseguir con el tema en sí, conviene aclarar aquí algunos conceptos erróneos, muy frecuentes

entre los aficionados, cuando tratan de interpretar 'físicamente' a los discos mencionados.

La trayectoria real de una mancha sin movimiento propio es, en general, un paralelo solar (muy raramente se observará alguna sobre el mismo ecuador) y, si la Tierra no se desplazara en su órbita alrededor del Sol, la trayectoria de esa misma mancha observada desde nuestro planeta sería, precisamente, la proyección ortográfica de ese paralelo solar desde la Tierra. Pero, en



realidad, mientras el Sol rota y, con él, la mancha del caso, la Tierra se traslada por el espacio y cambia, por lo tanto, continuamente, el punto de vista de la proyección ortográfica mencionada. Por ello, la trayectoria aparente de la mancha será, vista desde la Tierra, la resultante de ambos movimientos y coincidirá con la envolvente de infinitos elementos de arcos de elipse, la cual resultará ser una suerte de elipse muy deformada.

Por consiguiente, las proyecciones ortográficas de los paralelos solares trazados sobre los discos de referencia, podemos asimilarlas a las formas que tendrían las trayectorias de las manchas solares vistas desde nuestro planeta, si éste no se desplazara en su órbita, o si el Sol rotara con velocidad angular infinita.

Para tener una idea general de los diferentes aspectos que presentan los paralelos solares vistos desde la Tierra en distintas épocas del año, así como de la posición del eje de rotación del Sol con respecto al meridiano celeste que pasa por el centro de su disco, volvamos a la figura 12; estos diferentes aspectos nos permitirán orientar sin ambigüedad a los discos de Stonghurst que utilizaremos para determinar las coordenadas heliográficas de las manchas, cuyos contornos hemos previamente delineado por proyección sobre un papel transparente adosado a la pantalla.

El gráfico *a* corresponde, aproximadamente, al 5 de Enero. En esta época el eje de rotación solar coincide con el meridiano celeste que pasa por el centro del disco, es decir, que el ángulo de posición *P* del mismo es cero. El Sol nos muestra entonces su polo sur; el polo Norte

está oculto detrás del borde Norte del disco. Los paralelos son arcos de elipse que presentan su convexidad hacia el Norte y, en esa perspectiva, el centro del disco se proyecta sobre una latitud heliográfica B_0 de, aproximadamente, -3° (el signo negativo denota latitud heliográfica Sur),

El gráfico *b* corresponde, más o menos, al 6 de Marzo. En este caso el eje de rotación solar forma con el meridiano celeste un ángulo *P* de unos -23° (signo negativo porque el Polo Norte del Sol, aunque sigue siendo invisible, se encuentra al Oeste del meridiano); seguimos viendo solamente el polo Sur. La latitud heliográfica B_0 del centro del disco es ahora de $-7^\circ 15'$ (o sea, $7^\circ, 25'$), el máximo valor numérico observable y que se repetirá, con signo contrario, en la proximidad del 8 de Septiembre.

El gráfico *c* corresponde al 5 de Junio, época en que la Tierra pasa por uno de los nodos determinados por la intersección de los planos del ecuador solar y de la eclíptica. Ambos polos solares se proyectan ahora sobre el borde del disco, y el ángulo *P* del polo Norte es de unos -14° . Los paralelos y el ecuador se presentan como segmentos de recta perpendiculares al eje de rotación del Sol, y el centro del disco se proyecta sobre el ecuador solar, es decir, que su latitud heliográfica B_0 es cero.

El gráfico *d* corresponde, aproximadamente, al 7 de Julio, y es la contraparte del gráfico *a*, es decir, el ángulo *P* es cero, pero se ve ahora el polo Norte del Sol, y los paralelos solares presentan su convexidad hacia el Sur; B_0 es de unos $+3^\circ$.

El gráfico *e*, que corresponde, más o menos, al 8 de Septiembre, es la contraparte del diagrama *b*, o sea, B_0 alcanza otra vez su máximo valor numérico, $+7^\circ 15'$, ahora con signo positivo porque el centro del disco se proyecta sobre el hemisferio Norte solar, y P vale unos $+23^\circ$ (signo positivo porque el polo Norte del Sol, que ahora es visible, se encuentra al Este del meridiano celeste). Como en el gráfico *d*, los paralelos presentan su convexidad hacia el Sur.

Finalmente, el gráfico *f* corresponde, aproximadamente, al 7 de Diciembre. La Tierra se encuentra ahora en el otro nodo, y el aspecto es la contraparte del que presenta el diagrama *c*: $B_0 = 0$; $P = +14^\circ$.

Nuevamente, paralelos rectos y ambos polos proyectados sobre el limbo solar.

En síntesis, y al efecto de orientar adecuadamente los discos de Stonghurst con respecto al meridiano celeste que pasa por el centro del disco solar, debe recordarse que:

1) El eje de rotación del Sol se proyecta sobre dicho meridiano celeste a principios de Enero y de Julio (gráficos *a* y *d*).

2) El polo norte del Sol se encuentra al Oeste del mencionado meridiano desde principios de Enero hasta principios de Julio, y al Este del mismo desde entonces hasta principios de Enero.

Veamos ahora un ejemplo de determinación de las coordenadas heliográficas de una mancha cuyo contorno hemos delineado mediante una observación por proyección. La misma observación nos ha permitido trazar, previamente, el meridiano celeste que pasa por el centro del disco del Sol (ver Revista Astronómica, N° 211).

Para la determinación de las coordenadas, latitud y longitud heliográficas, debemos recurrir a las efemérides correspondientes, que se incluyen entre las efemérides generales publicadas por varios observatorios y por nuestra Asociación bajo el título: "Efemérides para observaciones físicas del Sol". En ellas se dan para cada día del año y para las 0h de Tiempo Universal, los valores de P , B_0 , y L_0 , donde L_0 es la longitud del meridiano

central del Sol, es decir que pasa en el instante dado por el centro de su disco.

Tal vez, no esté demás recordar aquí cómo, en el Sol, que es un cuerpo gaseoso sobre el cual no se puede identificar ningún punto fijo, se ha logrado determinar un meridiano de origen a partir del cual se miden las longitudes heliográficas.

El problema se ha resuelto tomando como meridiano de origen el que pasó por el nodo ascendente del ecuador solar con la eclíptica, el 1° de Enero de 1854 a las 12 horas de Tiempo Universal. Asignándole a este meridiano un período de rotación sideral de 25,38 días, puede conocerse su posición para cualquier otro instante y, por lo tanto, para ese mismo instante, puede conocerse la longitud L_0 del meridiano que pasa por el centro del disco solar. El período sideral de 25,38 días no se fijó arbitrariamente, por supuesto, sino que resultó del promedio de los períodos siderales observados a diferentes latitudes del Sol.

A diferencia de las longitudes terrestres, que se miden de 0° a 180° al Este y al Oeste del meridiano origen (Greenwich, en general), las longitudes heliográficas se encuentran desde 0° hasta 360° , en el sentido de la rotación solar. Visto desde la Tierra, el globo solar rota del Este al Oeste, y en ese mismo sentido aumentan las longitudes solares. Por ello, para obtener la longitud heliográfica de cualquier singularidad fotosférica (una mancha en nuestro caso) que se encuentra al Oeste del meridiano central del Sol, deberemos sumar su distancia angular a este meridiano, al valor de L_0 ; si la mancha está al Este del meridiano central, su distancia angular al mismo deberá restarse de L_0 . En uno u otro caso, el valor numérico resultante podrá ser mayor o menor que L_0 .

Por ejemplo, si para el día y el instante de la observación L_0 es 94° y la mancha se encuentra 35° al Este del meridiano central, su longitud heliográfica será: $94^\circ - 35^\circ = 59^\circ$. Si L_0 es 335° y la mancha está 47° al Oeste del meridiano central, su longitud heliográfica será $335^\circ + 47^\circ = 382^\circ - 360^\circ = 22^\circ$. Si L_0 es 2° y la

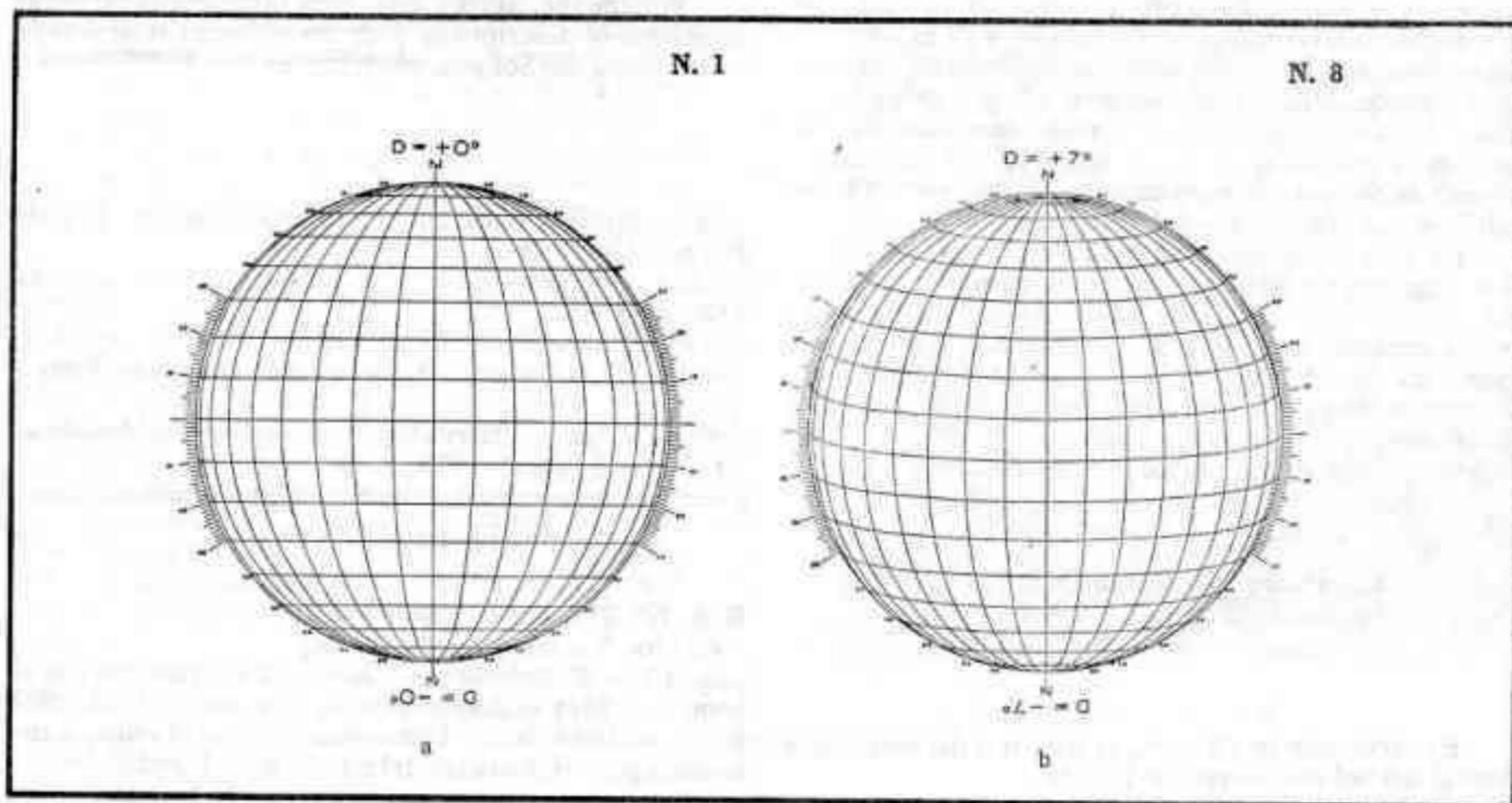


Figura 13: LA GRILLA DE COORDENADAS DEL GRÁFICO *a* CORRESPONDE A UNA LATITUD HELIOGRÁFICA DEL CENTRO DEL DISCO SOLAR:

$B_0 = 0^\circ$.
EL GRÁFICO *b* CORRESPONDE A $B_0 = \pm 7^\circ$.

mancha se encuentra 38° al Este del meridiano central, su longitud será: $360^\circ - (38^\circ - 2^\circ) = 324^\circ$

Volvamos ahora al ejemplo, y supongamos que la mancha cuyas coordenadas queremos medir fue observada el día 15 de Agosto de 1980, a las 10h 30m (hora oficial argentina), es decir a las 13h 30m de Tiempo Universal.

De entre el conjunto de 8 discos de Stonghurst, elegiremos el que corresponde a la latitud heliográfica del centro del disco solar para la fecha, o el que está más próximo a esa latitud. Como, de acuerdo con las efemérides, para el 15 de Agosto, B_0 es $6^\circ,66$, trabajaremos con el disco N° 8 marcado $+7^\circ$ ($0^\circ, -7^\circ$), que se muestra en el gráfico *b* de la Figura 13. Sobre el mismo superpondremos el gráfico del Sol que hemos dibujado en papel transparente (con un diámetro de 139 mm. para la circunferencia solar), en el que delineamos la mancha observada, así como trazado el meridiano y el paralelo celestes que pasan por el centro del Sol, sobre los cuales hemos identificado los puntos cardinales.

Las mismas efemérides indican que, para la fecha de la observación, $P = +16^\circ,07$, es decir, que el eje de rotación del Sol (que se proyecta sobre el meridiano central del disco de Stonghurst), forma un ángulo de este valor con el meridiano celeste, encontrándose el polo Norte solar al Este del extremo Norte del meridiano celeste. Orientando, de este modo, ambos gráficos, leeremos directamente sobre la red de coordenadas del disco de Stonghurst la latitud heliográfica de la mancha observada, así como la diferencia de longitud entre el meridiano que pasa por la misma, y el meridiano central del Sol.

Los meridianos y paralelos de los discos de Stonghurst y similares están trazados cada 10° y, con su diámetro de 139mm., permiten estimar cómodamente los ángulos con una aproximación de un grado.

Habiendo medido la diferencia de longitud heliográfica entre la mancha y el meridiano central del Sol, si conocemos, mediante las efemérides, la longitud de este último para el día y la hora de la observación, una suma o diferencia nos proporcionaría la longitud de la mancha. No obstante, como los datos de la efemérides corresponden a las 0h de Tiempo Universal (21, hora oficial argentina, del día anterior a la fecha de Greenwich), es evidente que nunca obtendremos directamente de esas tablas el valor de la longitud del meridiano central del Sol para la hora de nuestra observación solar y deberemos realizar una interpolación lineal.

La hora de nuestra observación del 15 de Agosto, 10h 30m hora argentina, está comprendida entre las 21h del día 14 y las 21h del 15 de Agosto; entre estas fechas deberemos realizar la interpolación, teniendo en cuenta que las 21h del 14 y las 21h del 15 corresponden, respectivamente, a las 0h del 15 y las 0h del 16 para Greenwich.

De las efemérides obtenemos:

$$\begin{aligned} L_0 \text{ para las 21h del día 14} &= 187^\circ,93 \\ L_0 \text{ para las 21h del día 15} &= 174^\circ,71 \\ \text{diferencia} &= 13^\circ,22 \end{aligned}$$

Es decir, que en 24 horas la longitud del meridiano central del Sol disminuyó en $13^\circ,22$.

Como entre las 21h del 14 y las 10h 30m del 15 transcurrieron 13h 30m, una simple regla de tres nos da, para ese intervalo, una disminución de $7^\circ,43$ para la longitud del meridiano central. Es decir, que el 15 de

Agosto a las 10h 30m hora argentina, la longitud de ese meridiano era:

$$187^\circ,93 - 7^\circ,43 = 180^\circ,50$$

A esta longitud debemos sumar o restar, según los ejemplos numéricos dados anteriormente, la diferencia entre las longitudes heliográficas del meridiano central y la mancha para obtener la longitud de esta última.

Para concluir esta serie de artículos, y como orientación para los observadores, consigno algunos datos y comentarios relacionados con las fluctuaciones temporales de la actividad solar.

Por convención, se considera que un ciclo solar comienza a partir de su fase de mínimo; por convención, asimismo, se han enumerado a los ciclos atribuyendo el número 1 a aquel cuyo mínimo ocurrió en 1755. Se eligió a este ciclo como ciclo 1, porque es a partir del mismo que se dispone de valores medios mensuales del número de Wolf. De los ciclos anteriores del siglo XVIII sólo se dispone de medias anuales. Del siglo XVII, a partir de 1611, época en que comenzaron las observaciones telescópicas del Sol, poco se sabe sobre las variaciones de la actividad del mismo y, en base a datos fragmentarios proporcionados por diferentes observadores, complementados con informaciones sobre observaciones de auroras boreales, de anillos de crecimiento anual de algunas coníferas, abundancia de carbono 14 en la madera de las mismas, etc, se han podido identificar, aproximadamente, las épocas de los máximos y de los mínimos.

Los tres últimos ciclos completos han sido el 18, el 19 y el 20, que se iniciaron, respectivamente, en Febrero de 1944, Abril de 1954 y Octubre de 1964.

El ciclo 21, actualmente en evolución, se inició en Junio de 1976. La ubicación temporal de su mínimo fue difícil de determinar porque, durante casi dos años, hasta Marzo de 1977, la actividad solar fue muy variable, manteniéndose en todo momento alrededor de valores anormalmente elevados, mayores que los correspondientes a los mínimos de los 20 ciclos precedentes.

Finalmente, agrego una corta bibliografía de obras básicamente descriptivas y de nivel medio relacionada con la física del Sol y su observación.

Bibliografía

- Abetti, Giorgio - *El Sol* - Editorial Universitaria de Buenos Aires - 1962
Bruhat, Georges - *Le Soleil* - Presses Universitaires de France - 1951
Gibson, Edward G. - *The Quiet Sun* - NASA - 1973
Menzel, D.H. - *Our Sun* - Harvard University Press - 1959
Sidgwick, J.B. - *Observational Astronomy for Amateurs* - Faber and Faber - 1971

FE DE ERRATAS

- R.A. N° 213 Abril—Junio 1980
Artículo: "La observación del Sol"
pag. 13 — 2° columna — *Donde dice*: "Por ejemplo si tomamos para el diámetro solar el valor de 1.392.000 km." — *Debe decir*: "Debe tenerse en cuenta que, si tomamos para el diámetro del Sol el valor: 1.392.000km., el perímetro solar valdrá, aproximadamente, 4.370.000km."
pag. 14 — 1° columna, 1° línea — *Donde dice*: "parámetro" *Debe decir*: "perímetro."

Optica e Instrumentos Astronómicos

Conducido por la subcomisión de óptica

NOVEDADES RECIENTES EN NUESTRO TALLER DE OPTICA

Continuando con las mejoras tendientes a brindar métodos de trabajo y control más eficientes para los aficionados que pulen sus espejos de telescopios en nuestro taller, se han completado recientemente varias novedades en el mismo, las que pasamos a describir a continuación. Es menester destacar la estrecha colaboración que ha existido con la subcomisión de mecánica —especialmente en lo concerniente al maquinado de las nuevas mesas de trabajo—, como asimismo el apoyo y trabajo efectivo brindado por socios ajenos a la subcomisión.

BISELADORA FRONTAL A CINTA DE ESMERIL.

Como fuera descripto oportunamente en Revista Astronómica N° 193, el método empleado hasta el presente en nuestro taller para tallar el complicado contorno exterior de los espejitos planos de los telescopios newtonianos, consistía en pegar el espejito groseramente cortado contra un cilindro metálico cortado a 45° y de diámetro igual al eje menor de la elipse, y eliminar el vidrio sobrante mediante un plato metálico accionado por un motor sobre el que se vertía carborundum 120 y agua. El acabado final obtenida resultaba impecable, especialmente si el último milímetro de vidrio en exceso era eliminado con abrasivos progresivamente más finos, pero el proceso era altamente ineficiente ya que un gran porcentaje de los granos abrasivos potencialmente activos era despedido por la fuerza centrífuga fuera del plato antes que tuviera tiempo de actuar. Existía además el peligro de que el vidrio "mordiera" al metal por falta de abrasivo y se produjera una astilladura. De todo lo cual resultaba que para evitar riesgos el proceso se tornaba lento, con un tiempo característico de una hora para un espejito de unos 40 mm. de eje menor y 13 mm. de espesor. Si el trabajo era realizado entre dos personas —una sosteniendo el espejito contra el plato, y la otra suministrando abrasivo continuamente mediante un pincel— podía reducirse el tiempo a unos 35-40 minutos. De todos modos implicaba un consumo de abrasivo excesivo y gran desperdicio de granos sin utilizar. Finalmente debía protegerse la cara óptica mediante una gruesa capa de pintura asfáltica o goma laca; a los efectos de evitar rayaduras por parte de los abrasivos involucrados en el proceso.

Analizando estas desventajas, nuestro consocio O. Fiore —técnico óptico— nos aconsejó la adquisición de una biseladora frontal a cinta del tipo de las empleadas por los ópticos oftálmicos para dar forma al contorno de las lentes de anteojos para adaptarlas a los armazones. Pruebas realizadas por el mismo Fiore determinaron que una cinta de granulometría media permitía realizar dos espejos diagonales de unos 40 mm. de eje menor y 10 mm. de espesor antes de resultar inutilizada.

Como el costo de una cinta es bastante bajo (4.000 pesos al 10/80) y su reemplazo involucra escasos minutos, concluimos que la biseladora podría reemplazar eficazmente al tosco plato metálico giratorio. Gracias a las gestiones de O. Fiore obtuvimos de la firma fabricante SILMAR de Haedo las piezas componentes de la biseladora frontal sin armar y sin las conexiones eléctricas a la mitad de precio de la máquina terminada. Fue tarea relativamente sencilla completar el armado y probar la misma. La figura 1 ilustra la biseladora ya armada. Como puede verse la gran rueda giratoria —que gira a 1.450 r.p.m.— está vulcanizada en su perímetro, calzando sobre esta parte la cinta de abrasivo de medidas normalizadas. El conjunto gira dentro de una carcasa de

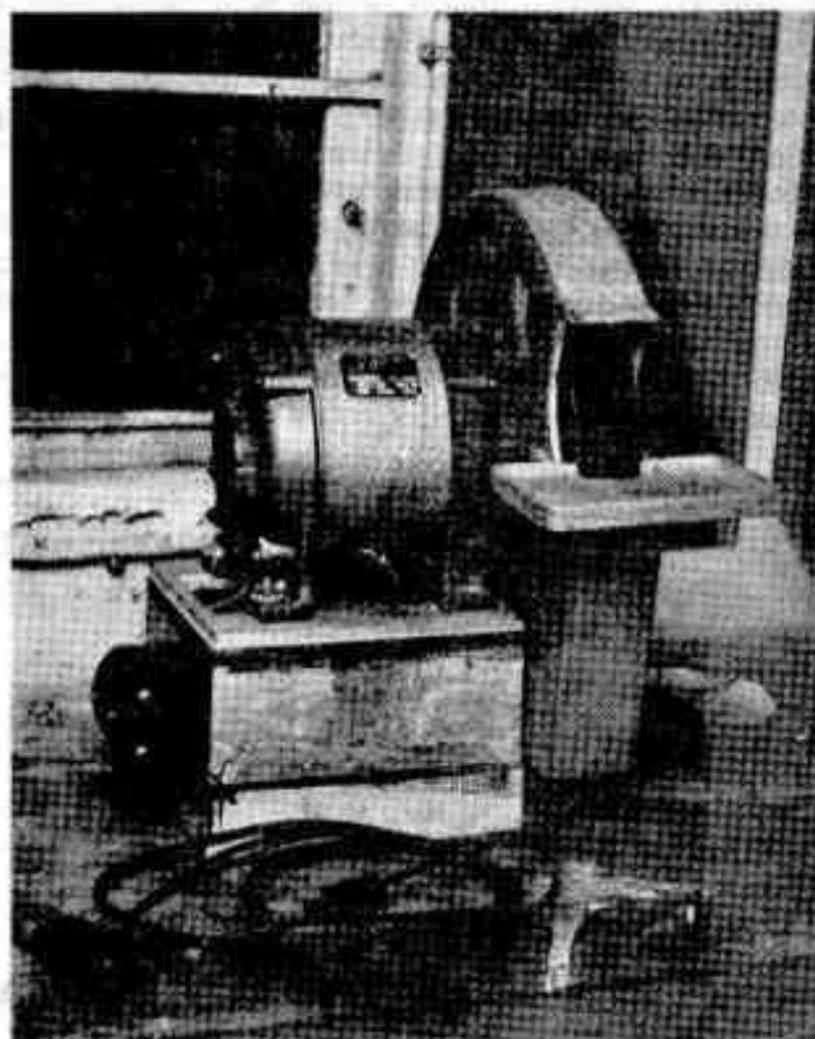


Fig. 1: MÁQUINA BISELADORA FRONTAL A CINTA.

aluminio protectora, y la lubricación con agua penetra por debajo de la ventana de trabajo y sale por un desagüe en la parte inferior. La eficiencia del trabajo es enormemente superior a la del plato de hierro, ya que todo grano antes de ser arrancado de la cinta ha debido actuar sobre el vidrio. La lubricación —moderada por una

esponja que evita salpicaduras— mantiene refrigerado el espejito y aleja los peligros de recalentamiento y fisuras. Finalmente digamos que en lo referente a las cintas de esmeril, la Subcomisión ha adoptado el mismo criterio que con los abrasivos en polvo, es decir éstas deben ser provistas por los socios interesados en usar la máquina. Si bien las pruebas realizadas por O. Fiore indicaron un rendimiento de dos espejos medios por cinta, es probable que un principiante requiera gastar una cinta completa para su primer espejito. Aún así, el costo resulta compensado por la prolijidad y seguridad que brinda esta nueva adquisición para nuestro taller de óptica.

NUEVAS MESADAS METÁLICAS DE TRABAJO

Ha pasado ya casi una década desde que en 1970 comenzara la modernización del Taller de Óptica. Cuando se reemplazaron las viejas mesadas móviles de madera existentes en aquel entonces por las de estructura metálica embutidas 60 cm. bajo tierra, se consiguió un aumento notable de rigidez de las mismas, siendo éste uno de los requisitos fundamentales para llevar a buen puerto los trabajos de óptica astronómica. Carecíamos en aquellos días de un torno que nos permitiera diseñar unos platos de apoyo elaborados, por lo que se adoptaron como mesadas de trabajo propiamente dichas unos discos gruesos de madera dura de unos 350 mm. de diámetro y unos 120 mm. de espesor. Estos discos —del tipo utilizado por los artesanos zapateros para martillar sobre ellos— se fijaron mediante bulones a la planchuela circular de hierro que remata el caño de cada mesa. Han brindado un buen servicio durante una década, pero la continua absorción de agua ha ido deformándolos, por lo que si bien conservan su solidez original, no presentan en cambio un apoyo plano (siendo ésta otra condición indispensable para evitar figuras astigmáticas en los espejos). Efectivizada la donación del torno, y constituida la Subcomisión de Mecánica, empezamos a trabajar en la elaboración de un nuevo diseño de mesada de apoyo que fuera a la vez rígida y plana. Se buscó además que el abrasivo sobrante fuera recogido por una palangana plástica acoplada a cada mesa con lo que el trabajo resutaría más limpio y se evitaría el empleo constante de papel de diario para absorber el

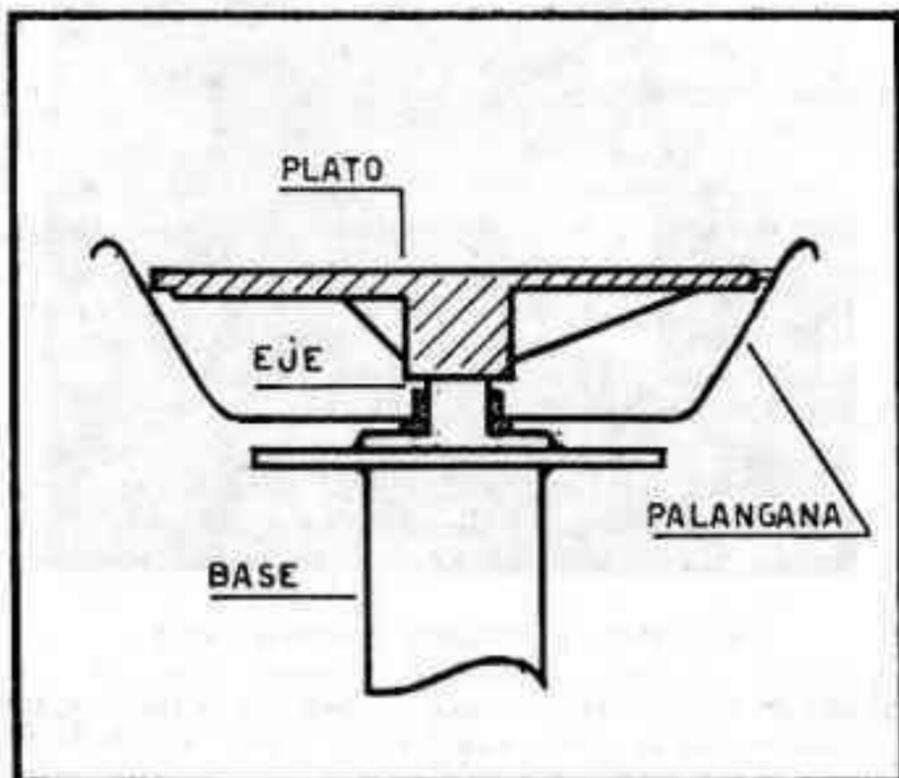


Fig. 2: DIBUJO EN CORTE DE LAS NUEVAS MESAS DEL TALLER.

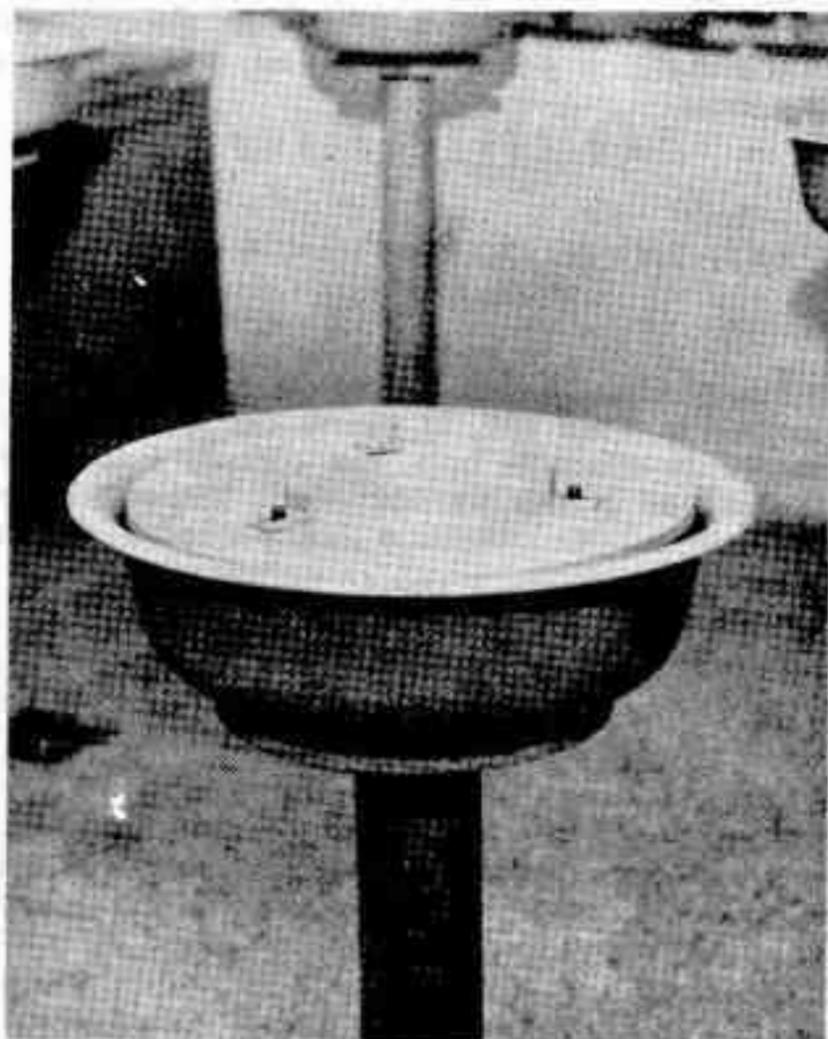
agua sobrante. La figura 2 muestra un dibujo en corte de la solución finalmente adoptada. Esta consiste en un plato en fundición de aluminio de 380 mm. de diámetro (capaz de alojar un espejo de 350mm.) con un cuerpo cilíndrico central reforzado por tres nervios a 120°. El cilindro central lleva torneado un alojamiento cónico de 40 mm. de diámetro mayor y 3° de conicidad. El plato calza sobre un eje cónico compatible, el que está soldado a una platina intermedia de 120 mm. de diámetro y 11mm. de espesor, la que a su vez va soldada a la base de la mesada. Entre el eje y el plato puede calzarse una palangana plástica de unos 420 mm. de diámetro interior, la que tiene obviamente una perforación central para que pase el eje, y un retén interior de aluminio evita que el abrasivo y el agua recogidos por la palangana se derramen por su centro.

Los trabajos comenzaron con las gestiones del señor J.A. Morteo —en su momento protesorero de la Comisión Directiva— ante ALUAR SA, a los efectos de conseguir el aluminio para la fundición de los platos a precio preferencial. Cada plato pesaría unos 4.5 Kg. y teniendo en cuenta que se fundirían 15 platos, se requerían unos 70 Kg. de aluminio. Es señor J.A. Morteo consiguió además que la operación del fundido de los platos fuera realizada sin cargo en los talleres de la Escuela de Mecánica de la Armada. Una vez que contamos con los platos fundidos, los mismos fueron torneados frontalmente y llevados al diámetro definitivo de 380 mm. Para el torneado de los ejes de hierro de 40 mm., contamos con la colaboración de nuestro consocio R. Frommel, quien realizara la mayor parte de estos trabajos. Finalmente, se adquirieron las palanganas plásticas —azules para la sección desbastado, y naranjas para la sección pulido—, se preparó el modelo de fundición del retén de contención de líquidos, se mandaron a fundir 15 de éstos, y se procedió a tornearlos y fijarlos a cada palangana con tres tornillos allen de paso 5/32".

La sujeción de los espejos al plato se realiza mediante tres escuadras de aluminio que se atornillan a éste mediante tornillos allen de paso 1/4" y se ajustan gracias a unas ranuras longitudinales. El lector puede darse una idea del tiempo que ha demandado terminar estos trabajos, si considera que para cada plato se previeron 5 tamaños de espejos (Ø100mm., Ø150mm., Ø200mm., Ø250mm., Ø300mm.) necesitando 3 agujeros roscados para cada uno, lo que implica un total de 15 agujeros roscados por plato. Al preparar 15 platos, el número total de agujeros se elevó a 225!. Considerese que marcar, perforar y roscar un agujero lleva unos 3 a 4 minutos, lo que implica un total de 11 a 15 horas-hombre de trabajo solamente para preparar los agujeros de sujeción.

Una vez completadas las nuevas mesas, éstas probaron su eficiencia y rigidez. Para trabajar sobre ellas se comienza fijando la herramienta al plato ajustando las tres escuadras en los agujeros correspondientes al diámetro del espejo, y procediendo luego con los abrasivos del modo natural. Cuando se deba cambiar de grano, se retira la herramienta, y con un leve tirón se separa el plato de su eje cónico, pudiendo lavárselo directamente en las piletas correspondientes. Si la palangana acusara un nivel de abrasivo acumulado excesivo, se procede a retirarla y lavarla, tras lo cual vuelve a armarse el conjunto. *Es de suma importancia engrasar abundantemente el eje cónico toda vez que se retira el plato, a los efectos de evitar que el mismo se "engrane" con aquel, tendencia ésta favorecida por la ligera conicidad del eje.* Si bien se ha elegido al aluminio como material para los platos por su conocida resistencia a los agentes de oxidación, no obstante ello, los aficionados que utilicen las nuevas mesas deberán ser muy escrupulosos en mante-

Fig. 3: ASPECTO DE UNA MESA DE TRABAJO ARMADA.



ner la limpieza de los platos. Los abrasivos húmedos abandonados displicentemente sobre los platos tienden a incrustarse en los mismos, y los tornillos de sujeción pueden oxidarse y engranarse en las roscas. Confiamos que los aficionados, valorando el esfuerzo que ha significado esta nueva realización, sepan mantener en condiciones óptimas sus nuevas mesas de trabajo.

NUEVAS RANURAS Y CUCHILLA DEL APARATO DE FOUCAULT.

Un reciente accidente inutilizó la ranura con que contaba nuestro Foucault. Ante la necesidad de reemplazarla, nuestro consocio R. Frommel preparó tres diferentes ranuras montadas sobre cuerpos de aluminio que calzan en las colizas del portarranura del Foucault. Adoptó tres anchos de ranura diferentes, para un control grosero, control fino y control final; los elegidos fueron: 50μ , 30μ y 20μ . Asimismo se reemplazó la cuchilla de corte, la que presentaba, en un análisis bajo lupa, algunas magulladuras. Se procuró que la nueva cuchilla además de ser perfectamente recta, fuera estrictamente paralela a la ranura. Las nuevas ranuras y cuchillas mostraron su eficiencia en recientes controles, donde —en especial con la de 20μ — se aprecia con menos ambigüedad el control en las zonas marginales de los espejos parabólicos. Asimismo se distinguen nítidamente las líneas de difracción cortando con la cuchilla en una posición fuertemente intrafocal, las que con los elementos anteriores eran apenas perceptibles.

Alejandro Di Baja (h)

Noticias de la Asociación

SEMANA DE LA LUNA ORGANIZADA POR LA SUBCOMISION DE PLANETAS

Del 24 al 30 de enero de este año se llevó a cabo en nuestra sede social la Semana de la Luna. Durante dicho periodo el público que se acercó a la Asociación fue informado acerca de las características de nuestro satélite natural, y pudo observarlo directamente a través de los diversos telescopios de nuestro observatorio.

A pesar de haber tenido dos noches lluviosas, la "Semana" tuvo un gran éxito, contando con una asistencia total de más de 1.800 personas. La organización fue similar a la empleada anteriormente en la "Semana de Júpiter". En principio el público asistía a un audiovisual en el que se detallaban las principales características de nuestro satélite, pasaba luego al museo donde recibía una charla sobre los planetas del Sistema Solar, y, por último, antes de subir a las cúpulas de observación, visitaba el taller de óptica donde se realizaba una explicación de cómo un aficionado puede construir su propio instrumento astronómico.

La dirección, compaginación y textos estuvieron a cargo del director de la Subcomisión de Planetas, Sr. Carlos Manuel Rúa, y del coordinador Sol-Luna, Sr. Miguel Ruffo. El audiovisual fue exhibido por el Sr. Juan Gravina; las charlas del museo fueron dadas por los Sres. Claudio Cuello y Miguel Ruffo, y las del taller por la Srta. Flora Beatriz Clauré y el Sr. Luciano Raineri. En la observación con instrumentos la atención del público la realizaron, en el Gautier, los Sres. Eduardo De Tommaso, Salvador Farace y Gustavo Remestvensky; en el Mannant de 160 mm. los Sres. Martín Monteverde y Flavio del Vall; y con los instrumentos portátiles de 150 mm. los Sres. Claudio Martínez, Damían Zanette, Arturo Aguiar y Bernardo Lupiañez. Las ventas de publicaciones y fotografías estuvieron a cargo de la Srta. Irma Mermoz y del Sr. José Anziano.

La dirección de la Subcomisión de Planetas quiere agradecer a todos aquellos nombrados que han participado por la gran capacidad demostrada en la realización de esta "Semana".

Agradece también a la Srta. Analía Barrantes y al Sr. Ariel Otero quienes se sumaron en el transcurso de los trabajos prestando su valiosa ayuda, y muy especialmente a nuestro vicepresidente, el Ing. Cristián Rusquellas, quien nos ayudó desde el principio, y sin cuyo esfuerzo la "Semana de la Luna" no se habría desarrollado.

El éxito obtenido en este tipo de trabajos nos indica que el público se siente atraído por los secretos del Cosmos, por lo que esperamos continuar en el futuro con la organización de esta serie de "Semanas", y poder acercar así el Universo a las personas.

REFORMAS EN EL LABORATORIO FOTOGRAFICO

Debido a la incomodidad del actual acceso al laboratorio, que obliga a pasar por el taller mecánico donde se encuentra el torno, la Subcomisión de Fotografía inició una serie de reformas en el laboratorio a los efectos de habilitar la otra entrada, y proceder a las modificaciones necesarias para que resulte más funcional el uso del mismo.

En primer lugar fue habilitada la entrada que da al pequeño hall a un costado de la escalera de acceso a las cúpulas. Se tiene previsto asimismo construir una mampara que por una parte aisle la entrada al laboratorio del acceso al baño (el que también da al pequeño hall) y por otro lado sirva como trampa de luz, lo que posibilitará el ingreso al laboratorio mientras se esté procesando.

Un placard interior, anteriormente bastante

desaprovechado, fue transformado en un secador de negativos. Para ello, la puerta del mismo, originalmente de una sola hoja, fue cortada y transformada en una puerta de dos hojas, disposición ésta que se adapta mejor a las pequeñas dimensiones del laboratorio.

Finalmente se procedió a pintar muebles y puertas, adoptándose un tono gris mate para éstos, y blanco para los ángulos, lo que permite una mejor visualización al trabajar con la luz de seguridad.

La responsabilidad por estas modificaciones, así como también la mayor parte del trabajo material estuvo a cargo del Sr. Alejandro Blain, director de la Subcomisión de Fotografía.

ARREGLOS EN LA CUPULA DEL GAUTIER

La vieja cúpula del reflector Gautier, construida enteramente en madera, ha ido deteriorándose progresivamente con el paso del tiempo. Resulta evidente que tarde o temprano deberá reemplazarse por una nueva metálica. El tema ha merecido un serio análisis por parte de la Comisión Directiva, y se han propuesto diversas soluciones técnicas. En todos los casos los costos exceden las posibilidades de financiación con los fondos regulares de la Asociación, por lo que actualmente se están estudiando diversas alternativas para recaudar los fondos necesarios para esta inversión de envergadura.

Si bien la solución definitiva deberá aguardar hasta que se logre recaudar el dinero necesario, periódicamente debemos resolver problemas coyunturales con la cúpula, y superar inconvenientes mediante soluciones parciales. Recientemente por ejemplo, se trabó la abertura de la cúpula quedando bloqueada en posición abierta. Para superar este inconveniente se debieron reemplazar

algunas piezas de madera del sostén de uno de los gajos, como asimismo reparar el enchapado de ambos. Las tareas correspondientes fueron realizadas por nuestros consocios los Sres. Arturo Aguiar, Martín Monteverde y Gustavo Reali. Debe destacarse que esos trabajos demandaron operar en posiciones incómodas y ciertamente riesgosas en la parte superior de la misma cúpula. En algunos casos se emplearon incluso como medida de precaución sogas de seguridad. El funcionamiento de la abertura con posterioridad a estos arreglos resultó excelente, y a decir de nuestro Vicepresidente el Ing. Cristián Rusquellas "nunca ha funcionado tan suavemente como ahora". Todo indica que la abertura de la cúpula no volverá a presentar problemas en un futuro cercano, quedando pendiente el problema de mayor envergadura que consiste en la ovalización general de la cúpula por falta de un aro metálico, lo que provoca que su deslizamiento resulte muy forzado.

SOCIOS NUEVOS

4503 RONALDO RICARDO BRAITHWAITE
 4504 LYDIA RODA MANGIONE de RINALDI
 4505 EDUARDO BRUNO GARCIA
 4506 MARCELO OSCAR GOTTARDO
 4507 LESLIE DAVIS
 4508 JORGE MARIO LAGOS
 4509 LAURA PATRICIA LAGOS
 4510 ROBERTO GUSTAVO FIADONE
 4511 LUIS MARTIN BOSCHET
 4512 ANDREA PISANO
 4513 VICENTE CARLOS MORRONE
 4514 HIGINIA MEZA DE INGER
 4515 EMILIA TERESA LIGHTOWLER-STAEHEFERG
 de REPETTO
 4516 ROBERTO PALERMO

4517 EVA SUSANA K. de FLIJER
 4518 ROBERTO FELIBA
 4519 FABIAN HORACIO GAIOLI
 4520 JORGELINA PANAGIOTOPOULOS
 4521 RODOLFO HECTOR VARELA
 4522 RAQUEL EVANGELINA VARELA
 4523 HIPOLITO JUAN DOMINGO de ANSO
 4524 PEDRO EUGENIO BARZAGHI
 4525 ALEXANDER LIMERES
 4526 SERGIO KOMPTEL
 4527 MARIA SILVIA IZAGUIRRE
 4528 GUSTAVO A. FIGUEREDO
 4529 JAVIER MARCELO AYALA
 4530 OSCAR ADOLFO URIONDO

*

Noticiero Astronómico

A cargo del Sr. Mario Vattuone

PADRE ANGELO SECCHI, ASTROFISICO

El 26 de febrero de 1978 se cumplieron cien años de la desaparición del eminente científico italiano Padre Angelo Secchi, una de las cumbres de la investigación científica del siglo pasado. Físico, astrónomo, astrofísico, meteorólogo y geodesta, su obra, efectuada en su mayor parte sin colaboración alguna, constituye un verdadero monumento al estudio e investigación.

En el número de mayo-junio 1979 de la revista *Coelum*, editada por el Observatorio Astronómico de la Universidad de Bolonia, Italia, se publica un artículo de Ivan Spelti sobre este fecundo estudioso, aunque limitado a su trabajo astronómico y astrofísico, que con todo basta para dar una idea de la estatura intelectual de este personaje.

Luego de hacer una breve reseña de su vida, comienza a enumerar sus trabajos de astronomía y astrofísica, comenzando por el campo estelar, donde se destaca su primer intento de clasificación racional de las estrellas según sus espectros, verdadero ejemplo de trabajo metodológico y observacional; sus cuatro clases de estrellas, blanco-azuladas, amarillas, anaranjadas y rojas, constituyen la base de todas las subsiguientes clasificaciones estelares, que culminan con las últimas modificaciones del diagrama de Herzprung-Russell. Pasa luego a tratar los trabajos de Secchi en el campo solar, donde su obra es sencillamente monumental y conserva aún su actualidad, sobre todo en sus estudios sobre radiación solar, protuberancias, manchas solares y rotación solar.

Recuerda también que Secchi se refiere a la influencia magnética del Sol sobre la Tierra y trata de expli-

car la fuente del calor solar, que adjudica a la gravedad. El ciclo de manchas solares lo lleva a considerar al Sol como estrella variable. Spelti se refiere luego a los trabajos del Padre Secchi en el campo planetario y cometario donde se destacan su descubrimiento de los "canales" de Marte (él, y no Schiaparelli, fue el creador del término), su observación espectroscópica de Júpiter, Saturno y Neptuno, que lo llevan a suponer una naturaleza no sólida de dichos planetas; reseña luego sus estudios lunares que le valieron la adjudicación de su nombre a un cráter lunar). Sobre cometas, recuerda su reencuentro del cometa Biela dividido en dos fragmentos. Además, la observación de una estrella de 10ª magnitud a través de un núcleo cometario le revela la baja densidad de los núcleos cometarios y su constitución no sólida, y la observación espectroscópica del cometa Tempel lo lleva a deducir la presencia de moléculas en el mismo. Por último el autor pasa a referirse a los trabajos de Secchi sobre nebulosas, de las que estudia la forma, la estructura y la composición química. Las considera mundos en formación, las divide en planetarias, elípticas e irregulares, estudia su distribución respecto de la Vía Láctea e intenta estimar sus distancias. Es así como la nebulosa de Andrómeda la considera exterior a la Galaxia.

En la última parte de su artículo, el autor se refiere a los estudios de Secchi sobre el universo y sobre cosmología. Respecto del primer tema, hace notar las consideraciones del científico sobre la distribución de las estrellas, que se concentran en el plano galáctico, con lo que llega a la conclusión de que no están distribuidas uniformemente en el espacio.

Con respecto al espacio, lo considera inmenso pero no infinito, porque de acuerdo con el análisis de Cauchy, ninguna cosa compuesta por entes discretos y distintos puede

ser infinita. Agrega otras conclusiones secundarias de Secchi, entre las que cabe destacar su convicción de que siempre habrá un límite para la investigación de las profundidades del espacio, que estará dada por las limitaciones del ser humano y de sus medios de investigación. Secchi creía que la máxima distancia que podían alcanzar los mayores reflectores de su época era de unos diez mil años luz; hoy sabemos que las Nubes de Magallanes, nuestros próximos vecinos, exceden esa distancia por un factor de veinte o más.

Aunque sólo se han resumido los puntos más interesantes del artículo de Spelti, creemos que bastan para una semblanza de este formidable "pionero de la astro-física", como lo llamara Giorgio Abetti

UN ESTUDIO DE LA NEBULOSA NORTEAMERICANA EN EL ULTRAVIOLETA LEJANO

A unos 3° al este de la brillante estrella Deneb existe una extensa nube de gas tenuemente luminoso que muestra en las fotos una forma sorprendentemente semejante al continente norteamericano. Conocida también como NGC 7000, esta nebulosa se encuentra a una distancia estimada en 1.600 años luz.

La nebulosa citada tiene el honor de haber sido uno de los objetos celestes fotografiados desde la superficie lunar por los astronautas del Apolo 16 en abril de 1972. Se empleó para ello una cámara ultravioleta diseñada por Goerge R. Carruthers del Laboratorio Naval de Investigación.

Se consiguió una imagen más detallada de la nebulosa Norteamérica en el ultravioleta lejano en un vuelo de cohete-sonda desde la base de misiles de White Sands, en octubre de 1976. La cámara Schmidt electrográfica voló en dicho cohete operada en el rango de longitudes de onda de 1230-2000 angstroms. Era similar a la cámara de 1972 pero proporcionaba mucha mayor sensibilidad y resolución angular.

Esta observación en cohete indica que la nebulosa en cuestión es sorprendentemente brillante en el ultravioleta lejano, según Carruthers y H.M. Heckathorn (Laboratorio Naval de Investigación) y T.R. Gull (NASA-Centro de Vuelos Espaciales Goddard). De hecho, la radiación ultravioleta total emitida por la nebulosa es unas tres veces mayor que la observada directamente de la estrella tipo O, HD 199579 (mag. vis. 6,0), que se considera como una de las estrellas más calientes, cuya radiación ultravioleta excita la nebulosa para que brille en longitudes de onda visibles.

¿Porqué tan brillante en el ultravioleta lejano? Para investigar esto se lanzó un segundo cohete-sonda en Junio de 1979, el que llevaba un espectrógrafo nebuloso también construido en el Laboratorio Naval de Investigación. A pesar de la elevada sensibilidad de este instrumento, no reveló líneas de emisión ultravioletas. Por ello, los experimentadores llegaron a la conclusión de que la radiación ultravioleta de la nebulosa tiene un espectro continuo, y tiene que deberse a dispersión de la luz estelar por granos de polvo.

Esta interpretación es apoyada por el hecho de que la estructura ultravioleta de la nebulosa es bastante diferente de la fotografiada en líneas de emisión accesibles a los observadores de bases terrestres. Sin embargo, los investigadores enfrentaban el problema de la explicación de la luminosidad total sorprendentemente elevada de la nebulosa.

Una posibilidad es la existencia de otras estrellas que, además de HD 199579, contribuyan a la iluminación de la nebulosa, pero se hallen ocultas a la visión directa por nubes de polvo interpuestas. Una segunda posibilidad es que la dispersión de la luz estelar en el ultravioleta lejano sea altamente eficiente, de modo que al dispersarse repetidamente la luz en su camino hacia afuera de la nebulosa, muy poca de aquella sea absorbida en el proceso.

La segunda idea concuerda bien con algunas de las primeras mediciones, que muestran que la reflecti-

vidad de los granos de polvo interestelar en el ultravioleta lejano puede ser del 60 por ciento o mayor aún. Esta reflectividad es comparable a la de los mejores recubrimientos de espejos en tales longitudes de onda. ¡Al menos, un astrónomo ha sugerido que la NASA debería probar de obtener algo de este material para recubrir los espejos del Telescopio espacial!

Carruthers y sus colaboradores publican los detalles de su trabajo en el "Astrophysical Journal".

ULTIMAS FASES DE LA EVOLUCION DE LOS CUMULOS ESTELARES

Sobre la base de los experimentos numéricos de Hills sobre la interacción entre estrellas dobles y simples en los cúmulos estelares, V.M. Danilov ha deducido y resuelto las ecuaciones de la evolución dinámica de los propios cúmulos. Resultó que en las últimas fases evolutivas un cúmulo estelar se desarrolla de manera no clásica. Existen distintos desarrollos posibles: contracción, expansión o estabilización del cúmulo. La presencia de gas galáctico de nubes de polvo y de estrellas dobles influye apreciablemente sobre la concentración crítica estelar mínima de los cúmulos abiertos.

ESPECTROS ULTRAVIOLETAS DE MOLECULAS ORGANICAS EN EL MEDIO INTERESTELAR

Según recientes publicaciones, es sabido que Hoyle y Wickramasinghe consideran que la celulosa y el almidón interestelares expliquen las configuraciones espectrales observadas en el infrarrojo de 2 a 30 μ . en muchas fuentes celestes de manera mejor que el hielo y los silicatos, como normalmente se considera.

W.G. Egan y T. Hilgeman han buscado ahora las configuraciones correspondientes de estas moléculas en el ultravioleta, con resultado negativo. Además hacen notar que: 1) atribuyendo la banda en 10 μ a los silicatos amorfos en lugar de los cristalinos, como antes, se obtiene una adaptación óptima entre espectros

celestes y de laboratorio; 2) suponiendo como causa de toda la absorción entre 2 y 20 μ a los polisacáridos (celulosa y almidón) no se explica la gran diferencia que se halla en los diversos casos, en la relación de intensidad de las bandas de absorción en 3 y en 10 μ , que puede variar de 0 a ∞ ; en cambio dicha variación se explica fácilmente si la confluencia se debe a dos componentes distintas; 3) las estrellas M de los tipos avanzados despiden constantemente grandes cantidades de silicatos que deben observarse en el espacio si no existe un mecanismo desconocido que los destruya; 4) las mediciones efectuadas por Egan e Hilgeman en el ultravioleta demuestran que no puede ser la celulosa la que provoca la extinción interestelar en los 0,22 μ .

Llegan pues a la conclusión de que aunque la celulosa —u otras sustancias orgánicas— pueden existir en el espacio interestelar, no se pueden rechazar la presencia del hielo de agua y de los silicatos, con los cuales se interpretaban hasta ahora las configuraciones observadas particularmente en las nubes a baja temperatura, ya fueran interestelares o corcumestelares.

DISCO PARA ESPEJO GIGANTESCO

El telescopio óptico que ocupará el cuarto lugar en el mundo, proyectado para entrar en funcionamiento en el comienzo de la década del 80, estará situado en el nuevo observatorio internacional español de Las Palmas, una de las islas Canarias. Se ha comprado un disco de 4,22 m. de diámetro en 1.025.000 dólares, por el Consejo Británico de Investigación Científica, que operará el nuevo telescopio en cooperación con el gobierno español.

El disco, de 18.600 kg. y 56 cm. de espesor, fue hecho de Cer-Vit, material de baja expansión, por Owens-Illinois Inc., en Toledo, Ohio, EEUU. Una vez fundido y esmerilado grueso en la planta de Owens-Illinois, el disco fue embarcado en noviembre pasado para Inglaterra, donde será pulido y figurado por Grubb Parsons & Co.

Los grandes telescopios que ya funcionan son: el de 6 m. soviético, el de 5 m. de Monte Palomar y el telescopio de Espejos Múltiples (apertura efectiva 4,5 m) en Mount Hopkins, Arizona.

REVISTA ASTRONOMICA

¿NUEVAS LUNAS DE SATURNO?

El investigador del Pioneer 11, James Van Allen informa que varios satélites no descubiertos hasta hoy están probablemente orbitando en torno al planeta Saturno. Dos de ellos se hallan en el anillo F recientemente descubierto, a distancias de 80.600 y 81.000 Km. del planeta. Otro par, separado por los menos 170 Km., orbita dentro del tenue anillo G de reciente descubrimiento, a distancias de 92.000 y 91.300 Km. El último de éstos corresponde prácticamente con la distancia asignada a un satélite no confirmado del que informaron J.W.Fountain y S.M.Larson en 1977. (S & T, Abr. 1978, p. 294).

Un quinto nuevo satélite podría estar situado a 109.000 Km. de Saturno, pero los experimentos del Pioneer no hallaron trazas de Jano, el misterioso satélite interior del que informó A. Dollfus en 1966.

Van Allen y sus coinvestigadores infieren la presencia de esos cuerpos, porque sólo uno o quizás dos de los cinco dejaron sus imágenes. Mientras recorren sus órbitas, los satélites despejan partículas cargadas captadas por el campo magnético de Saturno y tales depresiones en las concentraciones de partículas quedan registradas en los instrumentos sensibles de la nave espacial a medida que atraviesa esos claros.

UN PROBABLE NUEVO SATELITE DE JUPITER

En dos fotos tomadas por el Voyager 2 el 8 de Julio, cuando la nave espacial pasaba cerca del gigantesco planeta, se ha descubierto un posible nuevo satélite de Júpiter.

El hallazgo fue efectuado por David Jewitt y G. Edward Danielson del Instituto Tecnológico de California mientras estudiaban las fotografías del anillo de Júpiter tomadas por el Voyager 2. Designado provisoriamente 1979J1, el nuevo satélite es un objeto tenue de aspecto estelar que se mueve en el plano del anillo. Es la luna más próxima a Júpiter y se desplaza en una órbita de sólo unos 129.000 Km. de radio, cerca del borde exterior del anillo. (La distancia de centro a centro del planeta de Júpiter V, o Amaltea, es de 181.000 km.). El nuevo satélite tiene un período orbital de 7 horas 8

minutos, menos que el de cualquier otro satélite natural del Sistema Solar. Se estima que el diámetro de 1979J1 es de sólo de 30 a 40 km., algo mayor que los más tenues satélites exteriores.

Estos datos orbitales se basan en cálculos de órbita independientes de Jewitt y de Stephen Synnott del Laboratorio de Propulsión a Reacción. Como el nuevo objeto es tan débil y está tan próximo a Júpiter, es probablemente inobservable a excepción de una nave espacial próxima. Está siendo buscado en fotos tomadas por el Voyager 1 cuando dicha espacionave pasó cerca de Júpiter en Marzo último.

¿SON INDIVIDUALES LOS CUMULOS DE GALAXIAS?

El hecho de que las galaxias, además de hallarse distribuidas por todo el firmamento formasen también grupos, era ya conocido por Herschel y por Hubble. Sin embargo en la década de 1930 Zwicky, sirviéndose de una cámara Schmidt de 45 cm., situó la investigación sobre campos mucho más vastos que los examinados hasta entonces con telescopios de espejos parabólicos cuyos campos eran muy restringidos. Zwicky descubrió que todas las galaxias pertenecen a cúmulos de galaxias, en cuya zona central se notaba, en muchos casos, una zona aún más densamente poblada: el núcleo del cúmulo.

Actualmente los puntos de vista dominantes son dos: a) el de Zwicky-Neyman-Abell, según el cual los cúmulos son individuales y distintos, formados eventualmente según distintos órdenes (un cúmulo puede estar formado por varios cúmulos o por cúmulos de cúmulos); b) el de Kiang-Flin, en el que las galaxias están dispersas por todas partes, con condensaciones casuales que nos dan la impresión de cúmulos.

En apoyo de la primera hipótesis está sobre todo el hecho de que en el centro de un cúmulo de galaxias suele existir una más brillante que todas las demás, llamada "galaxia de primer orden" (first-rank galaxy). Tales galaxias suelen mostrar peculiaridades, sean ópticas o de radio, y además presentan aproximadamente la misma magnitud absoluta. Parecerían ser, entonces, los núcleos de cúmulos individuales. Los argumentos en favor de la hipótesis b) (nucleamiento conti-

nuo) son diversos pero esencialmente consisten en el hecho de que, tomando al azar zonas de cielo, pueden definirse de una u otra manera cúmulos con una variedad notable de diámetros.

Ambas interpretaciones están ligadas al problema cosmológico de la formación de las galaxias y de los cúmulos. La mayor parte de los cosmólogos opina que en las primeras fases de la evolución del universo dominaban varias fuerzas que impulsaron la distribución local de la materia hacia cada punto del espacio. Más tarde comenzó a actuar la fuerza de gravedad. Puede suponerse que al comienzo de la era de la gravitación los fragmentos de materia de los cuales se habrían formado las galaxias futuras, estuvieran distribuidos al azar, pero cuando comenzó a actuar la fuerza de gravedad cada concentración casual de materia comenzó a comportarse como centro de atracción de otras galaxias; esta concentración fue favorecida por las zonas que podemos llamar negativas, donde existía una cantidad de materia inferior al término medio. Se llegó así a la fase del nucleamiento continuo de Kiang-Flin y con la intensificación del mecanismo, en el transcurso del tiempo, puede llegarse también al tipo de nucleamiento de Zwicky-Neyman-Abell.

Un punto de vista exactamente opuesto para la evolución de las galaxias es el propuesto por V. Ambartsumian. Según su teoría, al comienzo de la formación de las galaxias toda la materia existía en una forma distinta a la que se conoce actualmente en nuestros laboratorios y formaba centros individuales superdensos, que podían estar distribuidos al azar o en grupos. Estos centros comenzaron a fraccionarse y a expulsar "semillas" a partir de las cuales se desarrollaron galaxias individuales, que luego expulsaron núcleos de otras galaxias, y así siguiendo. De esta manera cada cúmulo de galaxias sería el descendiente directo o indirecto de un único centro de materia densa. En apoyo de este tipo de evolución está la existencia de las "galaxias de primer orden" y la teoría de H. Arp sobre la multiplicación de las galaxias, que se basa sobre un número cada vez mayor de evidencias observacionales. La expansión y difusión de las galaxias tiende a tornar los cúmulos cada vez más indiferenciados. Así, en la hipótesis de que las galaxias se formen de la primera manera, la distribución tiende a pasar, con el tiempo, de casual a la de Kiang-Flin y, por último, a la de Zwicky-

Neyman-Abell; en la hipótesis de Ambartsumian se seguiría el sentido inverso.

K. Rudnicki considera todo lo antedicho y demuestra, en un artículo suyo aparecido en *Astron. Quar.* vol. 2 n. 6 (verano 1978), que la materia intergaláctica no puede contribuir a delinear falsos cúmulos (o sea que se los ve como tales por razones de perspectiva) y propone métodos para resolver el problema de como están nucleadas las galaxias.

UN CUMULO GLOBULAR MUY REMOTO

Se han descubierto muchos objetos interesantes nuevos en las profundidades del cielo con el telescopio Schmidt de un metro del ESO (European Southern Observatory) en Chile. Uno de éstos fue notado por H. E. Schuster, sobre una placa tomada hace dos años, como un enjambre compacto de estrellas muy débiles en la constelación del Eridano. Se trataba evidentemente de un cúmulo globular muy distante y recibió el número de identificación GC1 0422-213.

Dicha clasificación ha sido confirmada en un reciente estudio efectuado con reflector de 3m60 del citado observatorio, por R. M. West y el astrónomo soviético visitante R. A. Bartaya, del observatorio de Abastumani. Las estrellas más brillantes del cúmulo son muy tenues, de mag. fotográfica 19, pero fue posible obtener espectrogramas bastante detallados de tres de ellas, mediante un nuevo espectrógrafo de tubo de imagen. Las estrellas citadas parecen ser gigantes amarillas de clase espectral K, con relativa deficiencia en metales.

Para que tales estrellas aparezcan tan débiles, el cúmulo tiene que estar a la enorme distancia de cerca de 83.000 parsecs (270.000 años luz), algo más lejos que las Nubes de Magallanes. Sin embargo, la pequeña velocidad radial que muestra el cúmulo implica que está ligado gravitacionalmente con nuestra Galaxia, y que se desplaza en torno de ella en una órbita alargada. Por tanto, el cúmulo globular del Eridano no parece ser un "vagabundo intergaláctico".

La luminosidad total de GC1 0422-213 es igual a la de una estrella de m. 16 y a la distancia de 83.000 Pc., esto corresponde a una mag. visual de -4. El cúmulo de Eri-

dano es, pues, uno de los más tenues intrínsecamente que se conozcan. Si se lo colocara a la misma distancia que Betelgeuse, esta estrella lo sobrepasaría notablemente en brillo. Según los Drs. West y Bartaya dicho objeto contiene probablemente sólo unas 40.000 estrellas (entre las visibles e invisibles) y posee una masa total de sólo unos 20.000 soles.

Los astrónomos citados han publicado los detalles de su investigación en "Astronomy and Astrophysics" Serie Suplementaria.

PERDIDA DE MASA Y EVOLUCION DE LAS ESTRELLAS PESADAS (MASIVAS)

Como es bien sabido las estrellas O son las más calientes (30.000°K) y las más luminosas (más de 100.000 veces más luminosas que el Sol, si se tiene en cuenta toda la radiación emitida). Dado que emiten esencialmente en el ultravioleta, su estudio ha progresado notablemente sólo en la última década, mediante las observaciones efectuadas desde el espacio. La radiación ultravioleta es emitida por los estratos más externos de la atmósfera estelar, mientras que aquella visible como luz proviene de estratos más profundos. El estudio de los primeros, efectuado desde el espacio, ha mostrado, por el efecto P Cygni observado en las rayas, envolturas que abandonan estas estrellas a una velocidad de 1.000 a 2.000 Km/s. A través del estudio de todo el espectro electromagnético (visible, infrarrojo y radio) se ha podido calcular el valor total de la masa que abandona una de estas estrellas. Un análisis completo se ha efectuado solamente para θ Puppis, y ha revelado una pérdida de siete masas solares por cada millón de años. Todas las estrellas O con temperaturas superficiales mayores de 30.000°K muestran perfiles P Cygni en rayas del oxígeno 5 veces ionizado y del nitrógeno 4 veces ionizado; esto significa que el viento solar supera los 100.000°K . La temperatura, por tanto, va creciendo hacia el exterior de la estrella, el mecanismo físico que provoca este aumento es desconocido.

Un problema importante es conocer por cuánto tiempo pierde masa una estrella como θ Pup. Si se admite una masa inicial de 60-100 masas

solares, que la pérdida de masa se produzca por todo el tiempo durante el cual se quema hidrógeno en el núcleo, y considerando que dicho tiempo depende, a su vez, de la masa, se concluye que debería ser de 3 millones de años, durante los cuales se perderían, por tanto, 21 masas solares.

Pero los modelos evolutivos para las estrellas que pierden masa se han desarrollado sólo recientemente; de ellos ha resultado, entre otras cosas, que si hay pérdida de masa el ritmo de la evolución se retrasa y el tiempo que tarda en quemarse el hidrógeno en el núcleo, se alarga.

Estas observaciones han abierto, pues, nuevos horizontes en el cálculo de los modelos estelares y de la evolución de las estrellas de gran masa.

UN SATELITE PARA PLUTON

Durante una serie de medidas astrométricas comenzadas en 1978 con el telescopio reflector astrométrico de 1m55 de abertura del Observatorio Naval de E.U. en Arizona, se descubrió un satélite de Plutón, el cual presentaba un alargamiento de la imagen. De las varias posiciones en que se hallaba dicho alargamiento sobre placas tomadas a partir de 1965, se dedujeron los elementos orbitales, resultando que el satélite dista de Plutón un ángulo de $0^{\circ}8$, para una distancia de 30 u.a. desde la Tierra. Cumple una revolución en torno de su respectivo planeta de 6,3867 días, describiendo una órbita circular inclinada $+105^{\circ}$ respecto del plano celeste para $AR = 13h 30m$; $D = +10^{\circ},5$. Con el periodo y la distancia adoptados resulta una masa de 0,0017 masas terrestres para Plutón; si el diámetro es de unos 3000 km, como se deduce de mediciones efectuadas en 1976, la densidad media del planeta sería 0,7 la del agua. Plutón estaría constituido, entonces, en su mayor parte, por sustancias volátiles congeladas.

Si se presume una diferencia de algo más de 2 mag, con un albedo y una densidad similares a las del planeta, se tendría para el satélite un diámetro de unas 0,4 veces el de Plutón y una masa de 0,05-0,10.

También los resultados obtenidos respecto del satélite favorecen la hipótesis de que tanto Plutón como su compañero sean satélites desprendidos del planeta Neptuno.

REVISTA ASTRONOMICA