

**OBSERVATORIO ASTRONOMICO DE LA UNIVERSIDAD
NACIONAL DE LA PLATA**

Director Interventor: Dr. JORGE RAUL ALBANO
SERIE ASTRONOMICA - Tomo XL



**PRIMERA REUNION
LATINOAMERICANA
DE ASTROFISICA**

LA PLATA, OCTUBRE 1972



LA PLATA

1973

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Prof. RODOLFO MARIO AGOGLIA
Interventor

Prof. GUILLERMO F. CENDAGORTA
Secretario de Asuntos Académicos

Sr. RODOFO F. ACHEM
Secretario de Supervisión Administrativa

Dr. PEDRO GUILLERMO PATERNOSTO
Guardasellos

P R E F A C I O

El presente volumen recopila las exposiciones presentadas en la "Primera reunión latinoamericana de Astrofísica" que tuvo lugar en el Observatorio Astronómico de La Plata los días 16 y 17 de octubre de 1972.

La reunión fue organizada por el Comité Nacional de Astronomía de nuestro país y versó sobre "La fotometría en la Astrofísica Moderna". Este tema fue elegido por los Comités Nacionales latinoamericanos; la elección responde al hecho de que la fotometría es una de las especialidades más cultivadas en el área.

La reunión contó con el apoyo económico del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas y del Observatorio Astronómico de La Plata, apoyo éste que se agradece vivamente.

Es un agradable deber expresar el reconocimiento a la Srta. Silvia Galliani y a los Sres. Alberto Gerhardt, José Mateo y Enrique Sargiotti por la preparación del manuscrito y de los gráficos para su impresión.

Carlos Jaschek

PROGRAMA

Octubre 16

1. — Reducción de observaciones fotoeléctricas - Dr. H. Moreno - Universidad de Chile.
2. — Extinción - Dra. Adelina Gutiérrez Universidad de Chile.
3. — Instrumental fotoeléctrico - Ing. O. González Ferro - Observatorio de La Plata.
4. — Fotometría de binarias eclipsantes --Dr. M. de Groot - Observatorio Europeo Austral.
5. — Fotometría de cúmulos Dr. J. E. Hesser Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.
6. — Fotometría de novas Dr. A. Ardeberg Observatorio Europeo Austral.

Octubre 17

7. — Fotometría y estructura galáctica - Dr. A. Feinstein - Observatorio de la Plata.
8. — Fotometría y espectroscopía estelar - Dr. P. S. Osmer - Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.
9. — Espectrofotometría de estrellas Dr. J. Stock Instituto Venezolano de Astronomía Mérida.
10. — Catálogos e información en fotometría Dr. C. Jaschek - Observatorio Astronómico de La Plata.

REDUCCION DE OBSERVACIONES FOTOELECTRICAS

HUGO MORENO

Departamento de Astronomía - Universidad de Chile

Hace aproximadamente veinticinco años que Kron (1946) descubrió, astronómicamente hablando, el fotomultiplicador RCA 1P21. Este descubrimiento marca el comienzo de la aplicación en gran escala de los métodos fotoeléctricos, superando así una antigua barrera que limitaba su aplicación sólo a los objetos celestes más brillantes.

El fotometrista mide habitualmente el brillo de los objetos celestes. Este brillo es una función de un conjunto de parámetros tales como la longitud de onda, el tiempo, la posición del punto que se mide, en el caso de objetos extendidos, la transparencia atmosférica, la transparencia de la materia interestelar y ciertas características del equipo que utiliza, como ser la óptica del telescopio, los filtros y los receptores. En los métodos de reducción deberán considerarse todos estos parámetros, de tal modo que los resultados obtenidos sean comparables a los de cualquier otro observador y sin que influyan los factores locales o instrumentales.

Al hablar de los métodos de reducción hay que especificar que ellos se refieren fundamentalmente a fotometría en banda ancha e intermedia, pues en banda muy ancha o en banda angosta y en espectrofotometría, se producen diferencias importantes. También hay que señalar que habrá muchos puntos de contacto con los temas de extinción e instrumental fotoeléctrico, que se discutirán a continuación.

Durante muchos años se dispuso de un equipo que consistía principalmente de un fotómetro fotoeléctrico que utilizaba: a) un fotomultiplicador 1P21, sin refrigeración o refrigerado con hielo seco; b) filtros como los UBV de Johnson; c) un amplificador y años más tarde un integrador; d) un equipo de registro, con ayuda del cual quedaban graficadas las observaciones. Los problemas más frecuentes que se presentaban eran: 1) el guiaje defectuoso de los telescopios, que obligaba a una comprobación periódica para ver si la estrella estaba centrada en el diafragma; 2) la falta de refrigeración o la

disminución del hielo seco por evaporación; 3) las variaciones de sensibilidad del equipo.

Actualmente las cosas han cambiado mucho y los equipos utilizados son bastante sofisticados, lo que permite aumentar la precisión de las observaciones y aumentar en forma muy importante la rapidez en la obtención de datos. Se han modificado los fotómetros, de tal modo que es posible observar objetos muy débiles. Los fotomultiplicadores tienen una eficiencia cuántica mucho mayor y abarcan un rango espectral mucho más amplio. Algunos de estos fotomultiplicadores, que todavía están en la etapa experimental, son una verdadera promesa para las observaciones en el infrarrojo, en que la sensibilidad de los fotomultiplicadores es habitualmente muy pobre. Los contadores de pulsos reemplazan con grandes ventajas los sistemas anteriormente usados. Se dispone de mejores equipos de refrigeración y el registro de las observaciones se hace, con ayuda de un teletipo, en papel o cinta perforada. En muchos casos se dispone de una computadora acoplada al telescopio y con programas especiales se comanda el registro de la información, obteniendo ésta en tarjetas perforadas, en cinta magnética o en disco.

Para el futuro se prevé un equipo totalmente automatizado, similar al Remote Control Telescope de Kitt Peak National Observatory. Toda la observación estará comandada por una computadora y al observador le quedará, únicamente, el problema de verificar el objeto que le interesa, en el caso de objetos débiles o de campos estelares muy densos.

En fotometría en banda ancha o banda intermedia, la obtención de los datos y la reducción de ellos se hace en forma similar. Tomemos como ejemplo el caso de la fotometría UBV. Se observan las estrellas del programa y juntamente con ellas se observan estrellas standard de extinción y estrellas standard de Johnson. La reducción de los datos de observación considera dos puntos importantes: la determinación de la extinción en los colores y en la magnitud y la transformación del sistema instrumental a un sistema como el de Johnson, de dichos colores y magnitudes, para hacer comparables estos valores a los obtenidos con otro equipo y en otro lugar.

En relación al problema de la extinción diremos muy poco, pues este tema se discutirá ampliamente a continuación. El procedimiento clásico descrito por Hardie (1962) considera que el color fuera de la atmósfera es igual al color dentro de la atmósfera, menos el coeficiente de extinción por la masa de aire, siendo el coeficiente de extinción una función lineal del color fuera de la atmósfera.

Obtenidos los colores y magnitudes fuera de la atmósfera en el sistema instrumental, hacemos la transformación al sistema de Johnson utilizando las standard observadas. En general esta transformación será una simple transformación lineal; sin embargo en el caso de las estrellas enrojecidas se pueden cometer errores importantes si no se consideran los errores sistemáticos causados por el enrojecimiento

de las ecuaciones de transformación (Gutiérrez-Moreno and Moreno, 1970, 1972).

La reducción de los datos en la forma clásica y su transformación al sistema de Johnson, permite una fácil comparación entre los resultados fotométricos de diferentes autores. Si se aplican algunos refinamientos al procedimiento clásico de reducción, tales como el método $\Delta\Delta$, la curvatura de la relación magnitud-masa de aire para masas de aire grandes, la depresión de la extinción en U-B (Gutiérrez-Moreno et al., 1966) es posible alcanzar un grado de precisión mayor en los resultados, lo que incide principalmente en el problema de la transferencia de los sistemas fotométricos cuando se pasa de un hemisferio a otro (Moreno, 1971).

La reducción de las observaciones fotométricas se hace utilizando las computadoras que disponen los observatorios o las instituciones que están asociadas a estos centros de investigación. Para los programas de reducción se pueden utilizar algunos que se encuentran descritos en la literatura astronómica o los que el astrónomo prepara. Una experiencia interesante en este sentido es el sistema de operación que se practica en el Departamento de Astronomía de la Universidad de Chile. Los astrónomos preparan la lógica de los programas y es el Centro de Computación de la Universidad de Chile quien los realiza de acuerdo a las necesidades del caso. Este sistema de operación ha dado muy buenos resultados y hay que indicar que el Observatorio Europeo Austral (ESO) trabaja en forma semejante con el Centro de Computación de la Universidad de Chile. Sería muy interesante poder contar con una pequeña biblioteca de programas de reducción o por lo menos con una síntesis de ellos para poder aprovechar la experiencia acumulada.

Hay problemas de fotometría que necesitan la colaboración de muchos para poder ser resueltos. Muchos fotometristas se quejan por no poder disponer de secuencias fotoeléctricas adecuadas, convenientemente distribuidas en el cielo y que alcancen hasta magnitudes muy débiles. Establecer estas secuencias es tarea poco atractiva por la magnitud del problema, especialmente en el sentido del costo de tiempo de observación. Sería interesante analizar este problema y estudiar su factibilidad.

Por último, un campo de fotometría que tendrá importantes aplicaciones astrofísicas, es la búsqueda de nuevos índices de color que nos ayuden a correlacionar en mejor forma los numerosos parámetros que definen una estrella en particular.

REFERENCIAS

- Gutiérrez-Moreno, A. and Moreno, H.: 1970, *Astron. Astrophy.* 7. 35.
- Gutiérrez-Moreno, A. and Moreno, H.: 1970, *Astron. Astrophy.* 17. 41.
- Gutiérrez-Moreno, A., Moreno, H., Stock, J., Torres, C. and Wroblewski, H.: 1966, *Pub. Dpto. Ast. Univ. Chile* 1. 1.
- Hardie, R. H.: 1962, En "Astronomical Techniques", editado por W. A. Hiltner, tomo II de la colección "Stars and Stellar Systems", pág. 178.
- Moreno, H.: 1971, *Astron. Astrophy.* 12. 442.

EXTINCIÓN ATMOSFÉRICA

ADELINA GUTIÉRREZ-MORENO

Departamento de Astronomía - Universidad de Chile

La extinción atmosférica es la pérdida de intensidad sufrida por la luz proveniente de un astro al atravesar la atmósfera terrestre, debido a las propiedades absorbentes y dispersivas del aire, incluyendo todas las impurezas que éste puede contener.

Extinción monocromática. Sabemos que si un haz de luz monocromática de intensidad $I(\lambda)$ proviene de una estrella situada a una distancia cenital z y atraviesa una capa de la atmósfera de espesor dh situada a la altura h , la pérdida de intensidad sufrida por la luz está dada por:

$$dI(\lambda) = -I(\lambda) A(\lambda, h) dh \sec z \quad (1)$$

en que $A(\lambda, h)$ es la opacidad de la atmósfera terrestre a la altura h , para la longitud de onda λ . La integración de esta ecuación lleva a la relación bien conocida:

$$m_o(\lambda) = m(\lambda) - ZE(\lambda) \quad (2)$$

en que:

$m_o(\lambda)$ = magnitud de la estrella fuera de la atmósfera para la longitud de onda λ ;

$m(\lambda)$ = magnitud observada de la estrella;

Z = masa de aire a la cual se realiza la observación, incluyendo la corrección dada por Hardie (1962) para el caso de que haya desviaciones de una atmósfera plano-paralela;

$E(\lambda)$ = extinción atmosférica monocromática:

$$E(\lambda) = 1.086 \int_0^{\infty} A(\lambda, h) dh \quad (3)$$

Aplicando la fórmula (2) a dos longitudes de onda diferentes, λ_1 y λ_2 , se obtiene la relación (válida para los colores):

$$c_o(\lambda_1, \lambda_2) = c(\lambda_1, \lambda_2) - ZE_{c(\lambda_1, \lambda_2)} \quad (4)$$

Para determinar la extinción E_c se observa la misma estrella con dos masas de aire diferentes, Z_1 y Z_2 ; entonces:

$$E_c = \frac{c_1 - c_2}{Z_1 - Z_2} \quad (1^a \text{ aproximación}) \quad (5)$$

Conocida E_c podemos determinar c_o para cada observación y en seguida E_c en segunda aproximación:

$$E_c = \frac{c - \bar{c}_o}{Z} \quad (6)$$

en que c y Z se refieren a cada observación y c_o es el c_o promedio de todas las noches de observación.

Esta última relación permite estudiar las variaciones de la extinción durante la noche, ya sea en función del tiempo o de la posición en el cielo (azimut).

Para determinar la extinción en magnitud se podría usar el mismo método si la sensibilidad del equipo fuera constante. En la práctica esto no sucede y el método, por lo tanto, no es aplicable. Uno de los procedimientos más usados es la observación de una fuente standard de brillo constante que permita estudiar las variaciones de sensibilidad. Sin embargo, es difícil que dichas fuentes tengan un brillo estrictamente constante y que no sean afectadas por factores tales como el campo magnético terrestre, etc. Un hecho de este tipo puede producir un error sistemático dependiente del ángulo horario (Moreno, 1971).

Por eso es recomendable el método $\Delta\Delta$ (Gutiérrez-Moreno et al., 1966; Gutiérrez-Moreno and Stock, 1966) que, como en el caso de los colores, usa diferencias de magnitudes y, por lo tanto, permite eliminar las variaciones de sensibilidad del equipo mediante una programación adecuada de las observaciones. Para ello observamos pares de estrellas, de acuerdo con el esquema de la figura 1, en que A y B son las dos estrellas del par, Z son las masas de aire correspondientes a las observaciones de ambas estrellas, y los subíndices 1 y 2 indican la primera y la segunda observación respectivamente; de este modo, la primera observación se realizará cuando la estrella A está aproximadamente 4^h al este del meridiano y la estrella B en el meridiano; y la segunda observación se hará

con la estrella A en el meridiano y la estrella B a 4^h al oeste de él. Entonces la extinción estará dada por (Stock, 1968):

$$E = \frac{(m_1^A - m_1^B) \overline{(m_2^A - m_2^B)}}{(Z_1^A - Z_1^B) (Z_2^A - Z_2^B)} = \frac{\Delta\Delta m}{\Delta\Delta Z} \quad (7)$$

En segunda aproximación, conocida la diferencia de magnitudes fuera de la atmósfera para cada par, tendremos:

$$E = \frac{(m^A - m^B) - \overline{(m_0^A - m_0^B)}}{Z^A - Z^B} \quad (8)$$

Sin embargo, el método implica que la extinción es constante en el tiempo. Supongamos que la primera observación se hace en

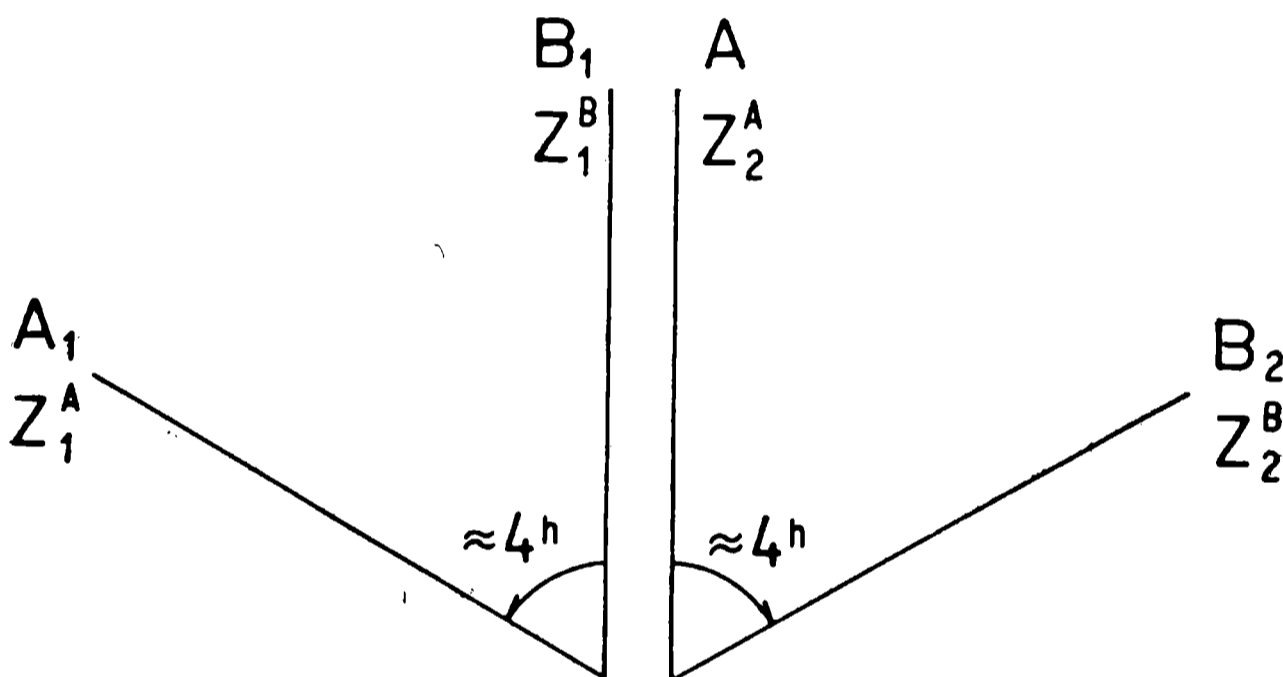


Fig. 1
Esquema de observación (ver texto)

el instante t_1 con una extinción E_1 , y la segunda observación en el instante t_2 , con una extinción $E_2 = E_1 + \Delta E$. Supongamos además que ΔS es la variación de la sensibilidad entre ambos instantes de observación. Se puede mostrar (Mendoza et al., 1968) que mediante el método $\Delta\Delta$ se elimina ΔS y que el valor promedio de las magnitudes para cada estrella del par, supuesto que las observaciones de ambas estrellas se realicen con 1 y 2 masas de aire respectivamente, está dado por:

$$\begin{aligned} \overline{m_0^A} &= m_0^A - \Delta E/2 \\ \overline{m_0^B} &= m_0^B - \Delta E \end{aligned} \quad (9)$$

Es decir que la diferencia de magnitudes fuera de la atmósfera contiene un error $\Delta E/2$. Estos errores se eliminan si la variación de la extinción es al azar, y se toma el promedio de muchas observaciones; pero es indiscutible que pueden existir lugares donde la extinción varía de acuerdo con una tendencia determinada, lo que implica un error sistemático importante.

La curva de extinción monocromática. Desde el punto de vista teórico, la extinción monocromática consta de dos términos fundamentales:

a) La extinción de Rayleigh, $k_r = 1.086 f(\lambda) \lambda^{-4}$;

b) La extinción debida al humo y la niebla, $k_s = 1.086 s \lambda^{-a}$,

en que a es el coeficiente de tamaño y s es el coeficiente de humo; s varía entre aproximadamente 0.01 para las montañas y 0.20 al nivel del mar para las noches malas, en tanto que a varía entre $a = 1$ para las partículas de diámetro cercano a λ y $a = 2$ para las de diámetro menor; si el diámetro de las partículas es bastante mayor que λ , la extinción que producen es sensiblemente independiente de λ ($a < 1$). (Angstrom, 1929.)

A estas dos componentes de la extinción se debe agregar el efecto de las bandas selectivas de extinción atmosférica.

Las observaciones realizadas en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo con un espectrofotómetro fotoeléctrico, entre 3.000 y 6.000 Å, demuestran que en este lugar la extinción queda bien representada por la expresión (Gutiérrez-Moreno et al., 1968; Gutiérrez-Moreno and Moreno, 1970);

$$E(\lambda) = s'(t) + f'(t, \lambda) \lambda^{-4} + g(t) o(\lambda) + h(t) R(\lambda) \quad (10)$$

Es decir que el término dependiente del humo y la niebla, s' , es función del tiempo, pero no de λ , lo que implica partículas de diámetro bastante mayor que λ . El término $f'(t, \lambda) \lambda^{-4}$ corresponde a la dispersión de Rayleigh; el coeficiente f' es fundamentalmente función del tiempo, pero contiene una pequeña dependencia de λ debido a la variación del índice de refracción de la atmósfera con la longitud de onda.

Los dos últimos términos de esta expresión corresponden a bandas de absorción atmosféricas. La primera, representada por $g(t) o(\lambda)$ es una banda intensa del ozono, situada en longitudes de onda menores que 3.500 Å; $o(\lambda)$ es una función standard que define la absorción media producida por el ozono en esa región y $g(t)$ es un coeficiente de ponderación, variable con el tiempo. En forma similar $h(t) R(\lambda)$ describe las bandas de absorción observadas para $\lambda > 5.200$ Å. En esta región se observan dos bandas de absorción superpuestas, una de oxígeno molecular de mediana intensidad y una débil de vapor de agua (fig. 2); $R(\lambda)$ es la función standard combinada de ambas bandas, o bien la función standard del oxígeno molecular en los casos en que la absorción producida por el vapor

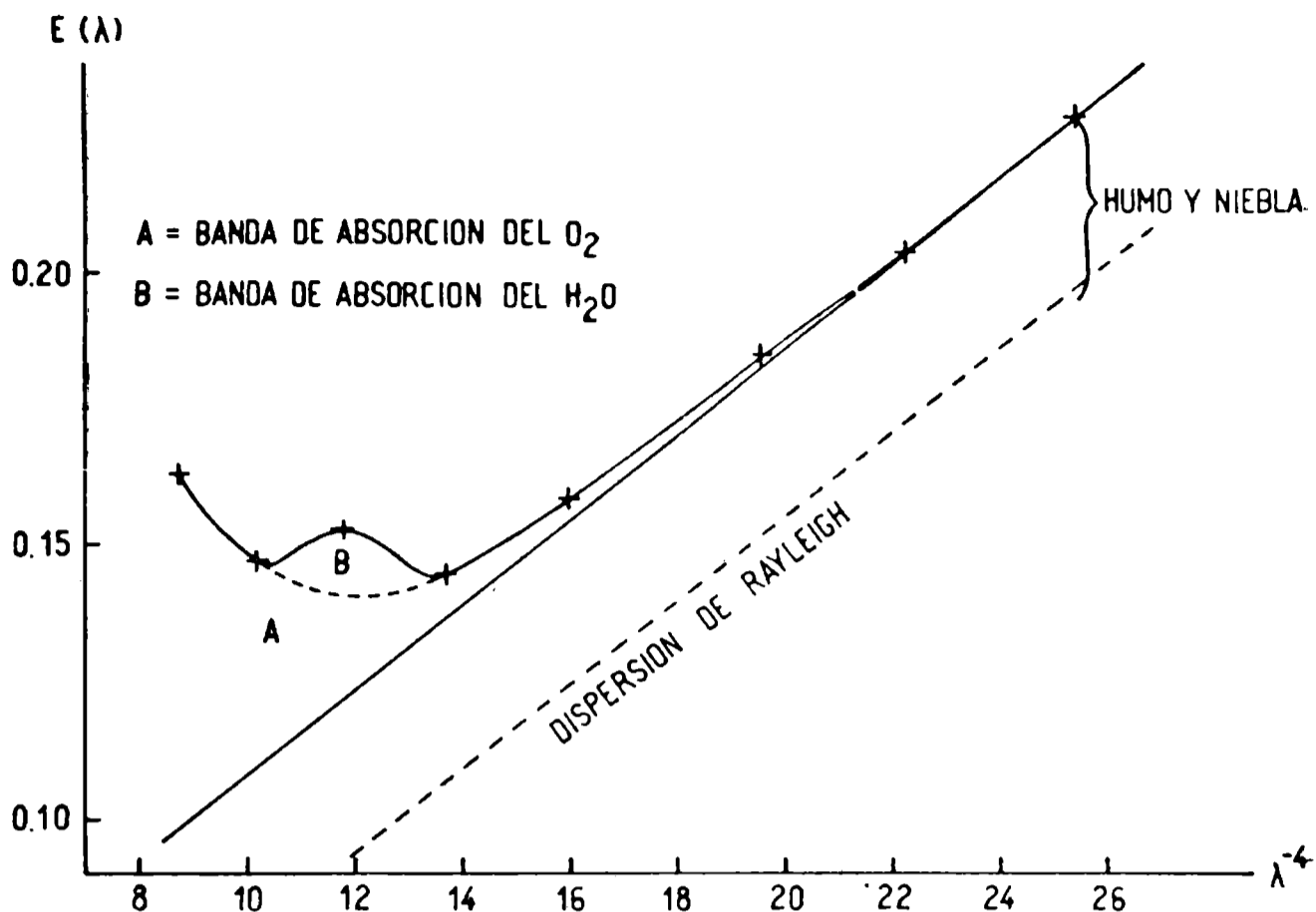


Fig. 2
 Extinción en función de la longitud de onda

de agua (que es variable) no se ha observado; $h(t)$ es el coeficiente de ponderación correspondiente, también variable con el tiempo.

Se han encontrado los siguientes valores promedios de $s'(t)$ y $f'(t)$ para el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo, para el período junio 1967-enero 1969

$$s'(t) = 0.046,$$

$$f'(t) = 0.759.$$

La expresión (10) es muy conveniente para el uso en el trabajo espectrofotométrico mediante una computadora.

Las observaciones han demostrado también que la extinción en el extremo ultravioleta (3.000 a 3.500 Å) es fuertemente variable; en efecto, es más variable durante la noche que de una noche a otra; por ejemplo, para cinco noches de enero de 1968 se ha obtenido, para la longitud de onda $\lambda = 3250 \text{ Å}$, $E(22^h) = 0.78 \pm 0.05$ y $E(2^h) = 0.60 \pm 0.02$.

Extinción heterocromática. En el caso de las observaciones en banda ancha el problema no es tan simple, ya que la extinción $E(\lambda)$ y la distribución de intensidad $I(\lambda)$ varían dentro del intervalo $\Delta\lambda$ de la banda de paso. Considerando que la extinción en color no depende sólo del color fuera de la atmósfera, sino que en cada capa depende del color de la luz que llega a esa capa, la mejor descrip-

ción matemática del problema está dada por la ecuación diferencial (Gutiérrez-Moreno et al., 1966):

$$\frac{dc}{dZ} = f(c) \quad (11)$$

que, para el color (B-V) se puede escribir:

$$\frac{d(B-V)}{dZ} = a_{B-V} + b_{B-V} (B-V) \quad (12)$$

Es fácil comprobar que la relación:

$$(B-V)_c = (B-V) + ZE_{B-V} \quad (13)$$

usada frecuentemente, no es solución de la ecuación (12). La solución exacta es:

$$c_o = \frac{[a_c + b_c (B-V)] e^{-b_c Z} - a_c}{b_c} \quad (14)$$

en que $c = (B-V)$.

Para valores pequeños de Zb_c (mucho menores que 1), se puede hacer un desarrollo en serie, obteniendo:

$$(B-V)_o = (B-V) - [a_c + b_c(B-V)] \eta \quad (15)$$

con:

$$\eta = (Z - b_c Z^2)/2 \quad (16)$$

Con $b_c = 0$ obtenemos la forma monocromática, en tanto que despreciando el término en Z^2 obtenemos la forma de uso general.

La situación es aún más complicada para el color U-B. En efecto, la extinción en U-B no muestra una dependencia lineal del color U-B, sino una dependencia más o menos complicada (fig. 3), ya reconocida por Johnson (1963) quien supuso, al establecer su sistema, que la extinción en U-B era independiente del color, aunque reconociendo que ésta era sólo una aproximación que permitía simplificar el problema. La depresión observada en la relación extinción-color se debe a la variación de la longitud de onda efectiva del equipo al observar estrellas de diferentes tipos espectrales, debido a la variación del salto de Balmer con el tipo espectral. Se puede obtener una expresión adecuada para la extinción en U-B en la forma siguiente: en el diagrama color-color dibujamos la recta CN (fig. 4), que pasa por el punto más alto del gráfico y que, salvo una cons-

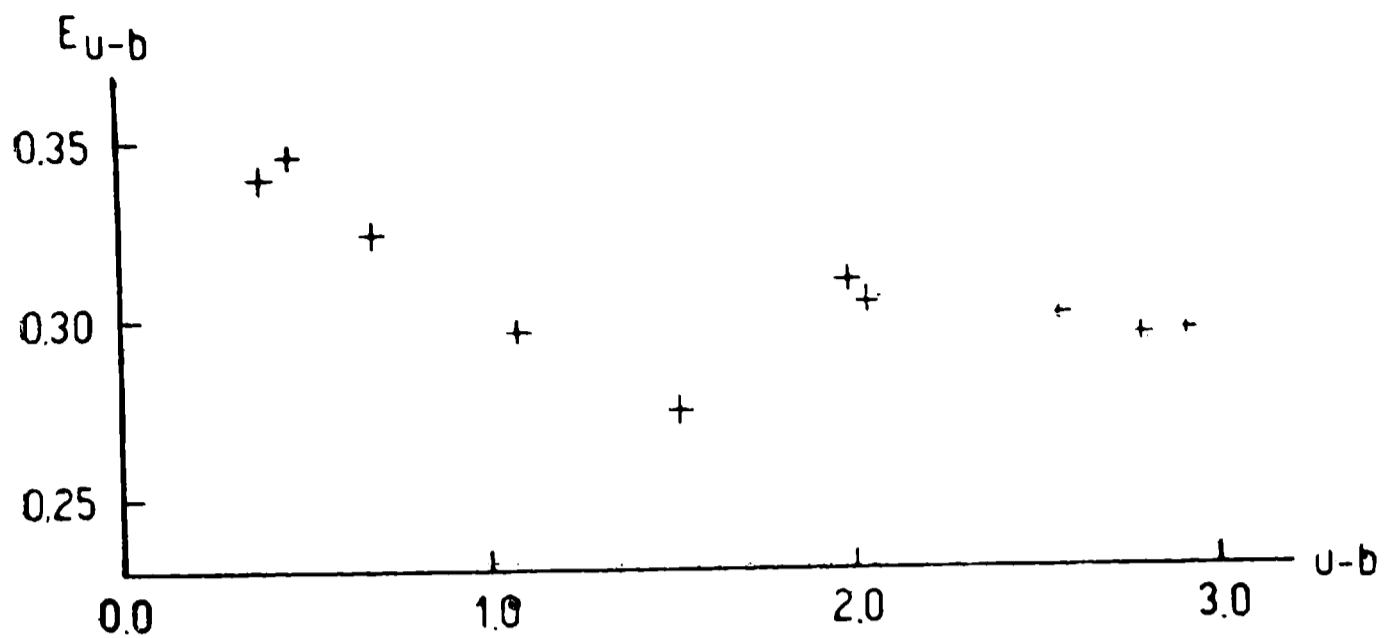


Fig. 3
 Andar de la extinción observada

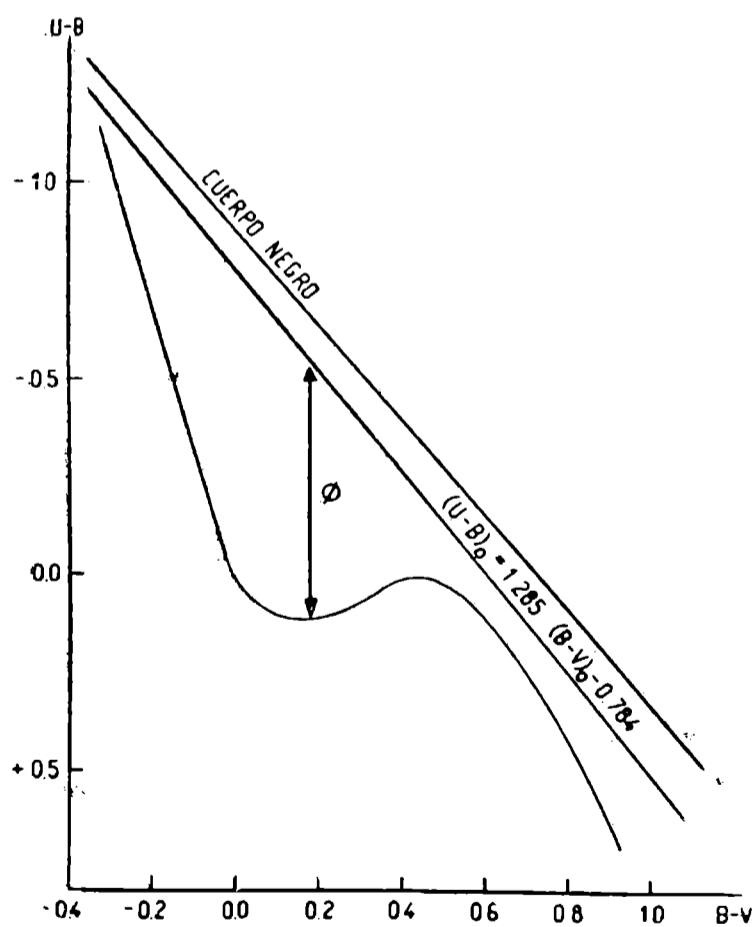


Fig. 4
 Andar de la extinción en el diagrama de dos colores

tante, es una cruda aproximación de un cuerpo negro (Gutiérrez-Moreno, 1972). La expresión:

$$\varphi = (U - B)_o 0.784 - 1.285 (B - V)_o \quad (B - V)_o < 0.60 \quad (17)$$

es una buena medida de la depresión causada por el salto de Balmer. Empíricamente se ha encontrado que:

$$\frac{d(U-B)}{dZ} = a_{U-B} + b_{U-B}(U-B) + 0.06 \varphi \quad (18)$$

cuya solución aproximada, similar a (15), es:

$$(U - B)_o = (U - B) - [a_{U-B} + b_{U-B}(U-B) + 0.06 \varphi] \quad (19)$$

en que el valor de b_c que aparece en la expresión para η (16), es b_{U-B} .

Para las magnitudes el tratamiento es totalmente similar. Se tiene:

$$\frac{dV}{dZ} = a_V + b_V(B-V) \quad (20)$$

Para resolver la ecuación se debería introducir en (20) el valor de $B-V$ dado por (14); pero b_V es muy pequeño, y basta con la expresión clásica:

$$V_o = V - [a_V + b_V(B - V)_o] Z \quad (21)$$

Las observaciones realizadas en el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo se han analizado para ver la dependencia de la extinción visual en el color, pero se ha encontrado que $b_V = 0$, o sea que tal dependencia es despreciable.

Para terminar, queremos hacer notar que la experiencia ha demostrado que aun en sitios de óptima calidad fotométrica, como los observatorios del norte de Chile, la extinción varía de noche a noche; esta variación, relativamente pequeña en dichos lugares, puede ser muy grande en puntos de calidad fotométrica inferior. Por este motivo no se estima conveniente usar valores promedios de la extinción, considerados constantes, y compensar el error introducido utilizando coeficientes variables de transformación al sistema standard; en efecto, las magnitudes y colores fuera de la atmósfera determinados cada noche con coeficientes promedios de extinción contienen errores residuales dependientes de la masa de aire, que no se eliminan con los coeficientes de transformación variables.

Algo similar ocurre con el término 0.06φ de la extinción en $U-B$; al no tomarlo en cuenta produce también errores sistemáticos, dependientes de la masa de aire. La introducción de dicho término facilita las transformaciones entre sistemas fotométricos observados con masas de aire muy diferentes (Moreno, 1971).

REFERENCIAS

- Angstrom, A.: 1929, *Geogr. Ann.* *11.* 156.
- Gutiérrez-Moreno, A.: 1972, En preparación.
- Gutiérrez-Moreno, A.: and Moreno, H.: 1970, *Pub. Dpto. Ast. Univ. Chile* *2.* 22.
- Gutiérrez-Moreno, A.; Moreno, H. and Stock, J.: 1968, *Pub. Dpto. Ast. Univ. Chile* *1.* 45.
- Gutiérrez-Moreno, A.; Moreno, H.; Stock, J.; Torres, C. and Wroblewski, H.: 1966, *Publ. Dpto. Ast. Univ. Chile* *1.* 1.
- Gutiérrez-Moreno, A. and Stock, J.: 1966, *Pub. Dpto. Ast. Univ. Chile* *1.* 19.
- Johnson, H. L.: 1963, En "Basic Astronomical Data", ed. por K. Aa. Strand, p. 204.
- Mendoza, E.; Moreno H. and Stock, J.: 1968, *Pub. Dpto. Ast. Univ. Chile* *1.* 67.
- Moreno, H.: 1971, *Astron. Astrophys.* *12.* 442.
- Stock, J.: 1968, En "Vistas in Astronomy", ed. por A. Beer, *11.* 127.

SELECCION DE INSTRUMENTAL PARA FOTOMETRIA FOTOELECTRICA

OMAR H. GONZÁLEZ FERRO

Observatorio Astronómico - La Plata

El objeto de este trabajo es destacar los factores más importantes a considerar cuando se encara el problema de decidir la construcción o adquisición de un fotómetro fotoeléctrico en un centro latinoamericano de investigación astronómica.

1.0 – Se comenzará por un análisis breve de las distintas partes, a cuyo efecto dividiremos el fotómetro en cuatro partes: parte óptica, detector luminoso, amplificador e integrador, registro y procesado de datos.

1.1 – PARTE OPTICA. Tienen por finalidad concentrar adecuadamente la luz sobre el fotocátodo, permitiendo la fácil intercalación de diafragmas que eliminan la luz del cielo, y también la intercalación de filtros adecuados al sistema en que se desea observar. Los cambios de diafragma y sobre todo de filtro se realizan muy frecuentemente, por lo que es importante que estos se puedan realizar rápidamente y sin posibilidad de error.

Cuando se use más de un detector, deberá dividirse adecuadamente el haz, o proveerse sistemas ópticos múltiples que enfoquen a cada detector sobre un punto distinto del cielo.

Para la medición de estrellas débiles deberá proveerse un dispositivo que permita calar y guiar con una estrella brillante distinta de la que se desea observar, pues ésta suele ser invisible en el ocular.

1.2 – DETECTOR LUMINOSO. Esta es la parte fundamental del sistema, en el sentido de que es la que delimita más estrictamente sus posibilidades.

La mayor sensibilidad y eficiencia se obtiene con detectores múltiples bidimensionales, capaces de analizar la distribución de brillo en una pequeña superficie (por ejemplo la imagen de la estrella y del fondo de cielo que la rodea). A la inherente alta eficiencia de

los fotocátodos, se pueden unir otras ventajas que aumentan las ganancias en la sensibilidad más de cuatro veces, con respecto a una fotomultiplicadora simple¹.

Se han usado varios tipos de detectores múltiples exitosamente. Uno de los más promisorios es el que usa como sistema de registro e integración una placa fotográfica, pero conservando la eficiencia y linealidad del fotocátodo. Esta placa es posteriormente analizada, lo que significa que no hay electrónica en el telescopio. La desventaja es que no se puede controlar la marcha del proceso de la observación, lo que puede producir importantes inconvenientes. A esta técnica se la denomina *electronografía*².

Otro grupo de detectores múltiples se caracteriza por tener una capacidad de integración propia muy limitada, pero un dispositivo de salida muy rápido (tubo de TV o disector de imagen). Mediante una computadora se efectúa la integración durante un intervalo de tiempo cualquiera, el análisis de la imagen a medida que se va formando y se introducen ciertas correcciones.

En un tercer grupo ubicaríamos aquellos detectores que, además de tener una salida eléctrica apta para cualquier tipo de registro o para ser directamente manejada por una computadora, tienen una gran capacidad propia de almacenamiento. Esto permite usarlos con sistemas de registro y análisis más sencillos que los exigidos por los detectores del grupo anterior³.

También pueden obtenerse muy buenos resultados con detectores simples tales como fotomultiplicadoras, detectores semiconductores, etc. Con estos pueden alcanzarse las más altas eficiencias de fotocátodos, dentro de la restricción impuesta por la utilización de

¹ Un buen análisis de las posibilidades de los detectores múltiples se publicó en el artículo "Multichannel area photometry", de R. E. Nather, en las "Publicaciones de la Sociedad Astronómica del Pacífico", tomo 84, p. 149. En él también se discute la forma de obtener, con un detector de más elementos y en una sola medición, la información de cielo y estrella en todos los colores a los que es sensible el fotocátodo. Se trata de una especie de espectrógrafo de baja dispersión.

² En la conferencia del ESO/CERN realizada en Ginebra en mayo de este año sobre "Instrumentación Auxiliar para grandes Telescopios" se dedicó un día a esta técnica. En los Proceedings de esa reunión pág. 401, Walker analiza su experiencia con el espectrógrafo (el más sencillo de los tubos electrográficos, desarrollado en Inglaterra) en Cerro Tololo durante 1969. En la misma publicación, pág. 433, en un artículo de McMullan (Greenwich Observatory) aparece la descripción de un tubo de este tipo.

³ En este grupo pueden mencionarse:

Un vidicon en que la imagen se forma en un conjunto de 256 x 256 diodos de silicio. Después de la integración, que puede durar desde fracciones de segundo a horas, un haz electrónico realiza la lectura. Fue desarrollado y usado por Westphal y McCord, en EE. UU. Se menciona que es un instrumento barato.

La fotomultiplicadora multiánodo (10 x 10 elementos) desarrollada en los laboratorios Bendix (Catchpole y Johnson). Es compacta y sencilla.

un sólo elemento de información por vez. Esta limitación puede neutralizarse parcialmente mediante el uso simultáneo de dos o más detectores. Se ejemplifican a continuación algunas combinaciones posibles.

—Estrella y cielo: Permite disminuir mucho los errores debidos a variaciones en el brillo del cielo, y ahorra el tiempo que normalmente se emplea en medirlo.

—Estrella y estrella: Un detector mide la estrella en observación y otro detector una estrella de referencia. Se puede hacer el guiado automático y rápido, lo que permite usar un diafragma menor, o registrar el cociente entre las dos señales, lo que elimina las variaciones de transparencia del cielo. Esto es muy importante para la observación de variables de muy corto período.

—Observación simultánea en varios colores: Se disminuye el tiempo de observación en forma proporcional al número de detectores usados. Se deben utilizar filtros que reflejen la banda de colores que debe registrar cada detector, dejando pasar toda la luz restante; este proceso se repite tantas veces como detectores se usen.

Casi todos los detectores deben ser operados a temperatura constante, y la mayoría necesitan ser refrigerados para reducir su nivel de ruido.

1.3 — AMPLIFICADORES E INTEGRADORES. La salida de las fotomultiplicadoras (y dispositivos derivados) tiene la forma de muy cortos pulsos de corriente, uno por cada electrón desprendido del cátodo por efecto de la radiación luminosa incidente. Estos pulsos pueden amplificarse y contarse durante un período prefijado de tiempo, con lo que se tiene la integración ya realizada. La salida del integrador hacia el registrador es un número codificado en impulsos eléctricos.

Como alternativa la corriente de los pulsos puede ser integrada directamente en un capacitor con un amplificador, obteniéndose como salida una tensión, que puede ser registrada o que puede accionar directamente un registrador analógico sobre banda de papel. Este es el método de registro más barato pero que implica una gran tarea de lectura y reducción.

La elección del tipo de amplificador e integrador depende del tipo de registro, del detector y también de las técnicas a que están habituados los que usarán y mantendrán el equipo. En lo posible, se preferirán las técnicas de conteo de pulsos, pues entre otras ventajas tienen la de adaptarse a distintos tipos de registradores, incluyendo los más eficientes.

1.4 — REGISTRO. Métodos de registro son: Cinta de papel perforada, impresión sobre banda de papel, tarjeta perforada, cinta magnética lenta o rápida. Estos métodos exigen la previa transformación de la salida del integrador analógico (si se usara) en la forma digital. Algunos de los métodos mencionados no permiten un eficaz control del proceso de la observación, lo que hace necesario tener dos registros simultáneos: uno para alimentar posteriormente a la

computadora y otra (banda de papel, osciloscopio o impresor) para el control del observador. La elección del método de registro depende fundamentalmente de los medios (humanos y técnicos) que se tienen a disposición para reducir las observaciones, de las posibilidades económicas, del tipo de fotómetro y de las condiciones de observación del lugar.

Dejamos deliberadamente para el final la posibilidad de usar una minicomputadora conectada directamente a la salida, para que realice las reducciones en el acto. La computadora puede proporcionar al observador más información que el registro directo sobre las observaciones, los errores, etc. Normalmente esta solución es demasiado cara, a menos que se disponga ya de la computadora para otros fines.

2.0 — Analizaremos a continuación cuáles son las características del fotómetro que más deben tenerse en cuenta cuando se trata de elegir éste para su uso en un lugar y circunstancia determinados.

Límite de detección. Depende del sistema en que se observa, en especial del ancho de los filtros, del tamaño y calidad del telescopio, del cielo del lugar y del detector usado. La electrónica y los dispositivos de registro y análisis no deben ser factores limitativos. Hay que cuidarse de no caer en el error de sobrevalorar este parámetro, olvidando que hay mucho trabajo de investigación que hacer con objetos de brillo medio y alto.

Tipos de medición posible. La polarimetría, la determinación de patrones, la fotometría en el lejano infrarrojo, la medición de variables rápidas, son tópicos que requieren equipos muy distintos. Habrá que seleccionar específicamente tipos de observaciones, pues de lo contrario se llegará a equipos demasiado costosos y de poca eficiencia.

Velocidad en la medición de objetos débiles. Si se piensa trabajar mucho en este campo, los resultados serán muy distintos (en cantidad de observaciones) si para medir una estrella de determinada magnitud se tarda 15 minutos o 6 horas.

Velocidad de medición para objetos brillantes. No está necesariamente relacionada con la anterior. Requiere métodos de registro y análisis rápidos, la medición simultánea en varios colores o la observación de estrella y cielo.

Precisión en la medición de objetos brillantes. La precisión en la medición de objetos débiles está normalmente dada por el cielo y el ruido del detector. Para estos objetos es muy baja y las inestabilidades en la ganancia del fotómetro (que son del 2 ó 3 %) pasan inadvertidas. En cambio en la observación de objetos brillantes, estas inestabilidades lo inutilizan por ser las mediciones de mucha mayor precisión.

Tiempo de detención por fallas. Debe analizarse cuidadosamente la calidad, complejidad y confiabilidad del equipo, para no encontrarse con un fotómetro poderosísimo, pero que solo rinde el 20 %

de las noches útiles. Este análisis debe realizarse teniendo muy en cuenta las características de los talleres de electrónica, óptica y mecánica de que se dispone.

Trabajo de reducción posterior. Algunos fotómetros son muy eficientes pero para aprovechar esta eficiencia se hace necesario disponer de mucho personal y medios para la reducción de los datos. En los casos en que no se dispone de esas facilidades, sería preferible contar con un fotómetro de menos pretensiones, pero que entregue los datos más elaborados. Una pequeña computadora "en línea", que procesa la información a medida que ésta es obtenida, es ideal en este aspecto.

Costo inicial. Su importancia es obvia. No solo debe contarse con la suma necesaria para el fotómetro, sino que ha de tenerse en cuenta la disponibilidad en un telescopio que funcione bien, de acceso a una computadora, de dinero para becas y sueldos y por último de una biblioteca de consulta.

Costo de mantenimiento. Una vez obtenido el equipo, debe tenerse en cuenta los costos de mantenimiento. Como tales hay que listar el material de registro, el alquiler de una perforadora de tarjetas, los sueldos para el o los encargados de mantenimiento, etc.

Condiciones de uso. Hasta ahora analizamos las características del fotómetro que son decisivas para su selección. Vimos que algunas de ellas deben ser juzgadas teniendo muy en cuenta el "medio" que lo rodea. El análisis de este entorno es fundamental a tal punto que carece de sentido diseñar o juzgar un instrumento sin saber dónde se usará, para qué y por quién.

En Latinoamérica se presentan hoy dos situaciones muy distintas al respecto. Hay un grupo de observatorios que pertenecen a instituciones de países donde se desarrolla la mayor parte de la investigación astronómica y que son por lo tanto los que marcan las pautas internacionales en la materia. Disponen de abundantes recursos, mucho personal especializado y experimentado en todos los campos y grandes laboratorios y talleres en su sede central, donde se puede construir y ensayar cualquier equipo nuevo. Todos sus instrumentos se conciben desde el comienzo al servicio de planes de investigación que normalmente se convierten después en modelos mundiales, y que están respaldados por años de trabajo de muchos investigadores. Todo este trabajo no está aislado del resto de la sociedad, sino que se realiza en las mismas universidades en que se investigan las fronteras del conocimiento en todas las ramas de la ciencia y la tecnología. Esto posibilita una fértil interacción entre los distintos campos científicos, y entre ciencia y sociedad.

Hay otro grupo de observatorios que pertenecen a universidades o institutos de investigación mantenidos y dirigidos por los distintos países latinoamericanos, en los que la situación es muy distinta. Normalmente no se dispone de dinero y cuando éste está disponible no se sabe cual será la situación dentro de los próximos años; escasea

el personal especializado, y en especial el personal experimentado, sobre todo técnico; los laboratorios y talleres son muy pequeños o no existen. Los planes de trabajo permanentes son raros, y suelen estar determinados más por el limitado instrumental existente que por la importancia o conveniencia del programa en sí.

Existe además siempre el peligro de que la adquisición de instrumental esté determinada, más que por su necesidad para cierta investigación, por oportunidades de conseguir donaciones o subsidios.

Otra diferencia entre los observatorios de ambos grupos reside en su relación con el medio en el cual se desarrollan. Si en éste no se desarrollan otras investigaciones fundamentales, si no hay una verdadera vida científica, puede ocurrir que el observatorio, por demasiado avanzado, se aisle mucho, no reportando su funcionamiento ningún beneficio ni siquiera culturalmente a la sociedad que lo sustenta. Esto puede ocurrir aunque desde el punto de vista internacional los resultados sean muy buenos.

Como no tiene sentido invertir grandes esfuerzos en la investigación si no existen, o al menos no están en formación, los canales adecuados para que los resultados se vuelquen sobre el hombre que trabaja y quien posibilita la labor científica, los planes de trabajo y los proyectos de adquisición de instrumental deben tener especialmente en cuenta la necesidad de crear y posibilitar las vías de comunicación con el resto de la sociedad (docencia, extensión cultural, asesoramientos, colaboración con otras especialidades). Debe cuidarse de no absorber una porción excesiva del presupuesto y del potencial humano disponibles, porque podría ocurrir que por aprovechar una oportunidad se adquiriera un instrumento muy caro y resulte que para mantenerlo funcionando deba utilizarse una parte desproporcionada de los recursos regulares de la institución, trabando su desarrollo armónico.

Conclusiones. Si se limita el análisis a los institutos de Latinoamérica, quedan de entrada descartados para la mayoría de los casos los equipos más complejos y costosos. Esto en compensación hará que los problemas de obtención de dinero y de tecnología no serán insalvables y a veces ni siquiera importantes.

Convendrá en este caso comenzar analizando lo que hemos llamado las "condiciones de trabajo", ya que en general se encontrará que son los determinantes, y estructurar las cosas de modo que esas condiciones mejoren con el tiempo. Nada contribuirá tanto a un buen desarrollo como la existencia de un equipo humano unido y capaz de lograr resultados útiles en un tiempo relativamente corto, que trabaje en un medio adecuado para evitar el aislamiento y la superespecialización, y que sea capaz de proporcionar los estímulos adecuados para que el interés por el trabajo aumente con el tiempo.

Lograr esa situación y un plan de investigación coherente merecen más atención que aumentar en una magnitud más el alcance del instrumental de observación.

Como ejemplo para ilustrar estos problemas puede decirse que para un grupo numeroso de investigadores de un instituto moderno y de intensa vida científica, con ambiciosos planes de trabajo ya en marcha, un fotómetro simple con registro de banda de papel que es de baja productividad y necesita mucho trabajo de reducción, no es adecuado. Producirá pocos resultados, desilusión, y hasta conflictos por lograr su uso.

En el extremo opuesto, pocos astrónomos en un instituto en formación podrán seguramente trabajar muy bien con equipo muy simple. Un equipo muy eficiente estaría parado la mayor parte del tiempo por incapacidad de manejar y analizar el torrente de datos y seguramente en un Instituto recién formado habrá cosas más urgentes en que gastar esfuerzo y dinero que en un fotómetro complejo.

En general, como equipo "medio", puede pensarse en una parte óptica eficiente y fácil de usar, equipada con dos o tres fotomultiplicadoras que funcionen simultáneamente, seguida por integradores de corriente continua o contadores de pulsos. Estos últimos son más convenientes por ser instrumentos que se están generalizando rápidamente, por ser su costo cada día menor, y por permitir además un perfeccionamiento futuro sin limitaciones impuestas por los sistemas de registro y análisis de datos.

LA FOTOMETRIA DE BINARIAS ECLIPSANTES

MART DE GROOT

Observatorio Europeo Austral, Santiago - Chile

En esta presentación no discutiré métodos de observación porque éstos ya han sido tratados en algunas de las exposiciones anteriores. Después de algunas observaciones sobre los métodos de reducción deseo consagrar la mayor parte de mi tiempo a los aspectos astrofísicos tales como el movimiento de la línea de los ápsides, la determinación de masas, las corrientes de gas y la evolución de esos sistemas.

Finalmente quiero proponer la observación de algunos sistemas que a mi parecer deben ser observados por ser los más interesantes. Quiero advertir de antemano que este resumen no será completo en todos sus aspectos. Más bien quiero discutir algunos aspectos interesantes de las binarias eclipsantes que tienen una íntima relación con las observaciones y que, a mi parecer, merecen especial atención.

1. — *La importancia de las binarias eclipsantes*

Las binarias son objetos muy comunes entre las estrellas; la mitad de las estrellas de la secuencia principal están contenidas en sistemas binarios. Ese porcentaje es aún más elevado entre las estrellas de los primeros tipos espectrales. Además hay algunos tipos de estrellas que conocemos únicamente como miembros de binarias: son las estrellas con líneas metálicas, las variables del tipo U Gem, las novas, las rezagadas azuladas en cúmulos abiertos y globulares, las estrellas escapadas (run-away stars) y las fuentes de rayos X.

También hay objetos que aparentemente nunca son componentes de binarias; así de alrededor de cincuenta pulsares que conocemos, ninguno se encuentra en un sistema binario, y lo mismo pasa también con las enanas blancas y los objetos de la población II.

Existen algunas razones para que el estudio de las binarias sea importante. Una de ellas es que las binarias son objetos que se prestan para controlar la teoría mediante observaciones. Por ejemplo, el parámetro más importante en la teoría de la evolución estelar es la

masa de las estrellas. Observacionalmente una estrella sola no revela prácticamente nada acerca de su masa. Pero si se coloca otra estrella en su vecindad, de inmediato la masa hace sentir su influencia produciendo efectos observables.

Por esta razón las binarias eclipsantes forman nuestra fuente principal de información para la determinación de muchos parámetros, tales como la masa, el radio, la densidad, la distribución de la intensidad luminosa sobre su superficie (variación centro-borde) y la estructura interna. Recién hemos comenzado a utilizar estas fuentes, pero es seguro que éstas podrán rendir mucho más en el futuro si se plantean adecuadamente los problemas.

2. — *Métodos de reducción*

El primer método práctico de reducción para determinar los elementos de un sistema binario es el de Russel y Shapley (1912). Entre los métodos que fueron desarrollados desde entonces se destacan los métodos iterativos de Kopal (1959) que son soluciones de cuadrados mínimos adaptadas a las observaciones individuales. Son capaces de dar valores exactos de los elementos, si éstos responden a modelos físicamente aceptables. Pero hay complicaciones en todos esos métodos en lo referente a la geometría básica y a los efectos fotométricos debidos a la cercanía de las componentes. A la primera clase pertenece el problema frecuentemente difícil de decidir, de si el eclipse es total, parcial o anular. Los efectos fotométricos arriba aludidos son la elipticidad, debida a la distorsión por las mareas, y la reflexión de la iluminación de una componente por la otra. Para la solución es necesario desprenderse de esos efectos mediante un procedimiento denominado rectificación.

Un buen ejemplo de lo que puede ocurrir fue dado por Walter (1972). Una distorsión de la curva de luz inmediatamente después del mínimo principal obligó al autor a basar la rectificación en una fase muy corta de la luz constante entre los dos mínimos. La distorsión resulta así mucho más notable que antes de la rectificación y la interpretación dada por el autor fue muy cuestionada. Por interesante que sea el método parece mejor basar las reducciones en métodos que den resultados más consistentes.

Por esta razón deseo llamar la atención sobre el método desarrollado por Kopal y Kitamura (véase p.e. Kitamura, 1965) en el que se usan las transformadas Fourier de la curva de luz para obtener la órbita. En principio el método permite obtener valores más exactos de los elementos, y se superan los puntos débiles de los métodos anteriores. Es posible, por ejemplo, deducir valores para los coeficientes del oscurecimiento al borde que no dependan grandemente de los valores de los elementos geométricos. El método presenta la desventaja de requerir cálculos más largos que los métodos precedentes, pero la existencia de computadoras electrónicas en casi todos

los observatorios hace que esta desventaja no sea importante. Por otra parte el éxito del método está ligado a la precisión de la curva de luz que entra en el análisis y es tarea de los observadores obtener la más elevada precisión posible.

3. — *Movimiento de la línea de los ápsides*

Las características del campo gravitacional de una estrella son determinadas por las regiones de la estrella donde se encuentra la mayor parte de su masa. Esto quiere decir que las características dependen del interior que es inaccesible a la observación. Por otra parte una estrella sola no revela nada de su estructura interna. Pero si se coloca otra estrella en su vecindad, se hace notoria su gravitación y por ende su estructura interna.

De los efectos gravitacionales observables los más importantes son el movimiento de la longitud del periastro y el de la longitud del nodo. El primer movimiento es un avance, el segundo un retroceso. El eje mayor y la excentricidad son secularmente constantes.

Quiero limitarme a la discusión del movimiento de avance de la línea de los ápsides. Ese movimiento tiene dos componentes: el primero y más importante es consecuencia de la estructura interna de binarias que se mueven en órbitas excéntricas; el otro es un efecto relativístico y normalmente tiene mucho menos importancia.

Como efectos observables se encuentran:

1º) El desplazamiento de los mínimos secundarios de luz con respecto a los mínimos primarios. Este efecto se observa fácilmente. Ejemplos lo constituyen los sistemas Y Cyg y GL Car.

2º) La desigualdad en la duración de los mínimos primarios y secundarios. Esta diferencia puede ser muy pequeña.

3º) La producción de una asimetría en la formación de cada mínimo en los sistemas muy excéntricos.

Para la determinación de la longitud del periastro (ω) debemos observar que la solución de la curva de luz da el producto $e \cdot \cos \omega$. Este valor puede combinarse con el valor de $e \cdot \sin \omega$ que sale de la comparación de la duración d_1 y d_2 de los dos mínimos. Pero es difícil determinar d_1 y d_2 con bastante exactitud.

Otra posibilidad es la determinación de e y ω por medio de la solución de la curva de velocidad radial. Ese método funciona también en el caso que no haya eclipse, pero el valor de ω que se obtiene no es muy exacto.

Por esta razón es preferible combinar el valor de $e \cdot \cos \omega$ de la curva de luz con el valor de e de la velocidad radial para llegar a una buena determinación de ω .

Después de haber determinado el valor de ω el investigador debe tener en cuenta que el movimiento de la línea de los ápsides no es el único causante de una variación de ω . Otras causas son:

1º) La presencia de un tercer cuerpo. Esta produce variaciones aparentes de los elementos de la órbita y también variaciones verdaderas. Sin embargo estos últimos nunca han sido observados. Puede ser una salida fácil atribuir todo cambio en los elementos a la presencia de un tercer cuerpo. Pero aquí es fácil equivocarse, aunque normalmente puede definirse un límite inferior para la masa de la tercera componente por los efectos que tienen sobre los elementos de la binaria principal. Ese límite de masa permite estimar su luminosidad, su movimiento propio y sus efectos sobre la velocidad radial del sistema. A menudo se ha comprobado que el supuesto tercer cuerpo no existía por falta de esas otras evidencias, y entonces se concluyó que los efectos observados se debían a otras causas tales como el movimiento de la línea de los ápsides.

Sin embargo debe recordarse siempre que muchas binarias visuales y espectroscópicas tienen una tercer componente y por esto la presencia de un tercer cuerpo en una binaria eclipsante no debe sorprender.

2º) La fuerza de mareas causa cambios en el período, porque produce una interacción entre el momento angular de rotación y el momento angular orbital.

3º) Las ondas gravitacionales causan cambios en el período de los sistemas de muy cortos períodos. Candidatos para este mecanismo son WZ Sge, VV Pup y EX Hya.

4º) Irregularidades en la eyección de materia pueden producir un cambio del período (véase párrafo V, c). Un ejemplo es β Lyr en el que una parte del cambio de período se explica por la eyección de materia. También existen sistemas como SV Cen, que muestran cambios discontinuos en su período y que probablemente también pertenezcan a este grupo.

4. — *Determinación de masas estelares*

La determinación de masas estelares puede efectuarse directamente en los casos (Popper, 1967) en que se tenga:

1º) Binarias visuales con sus órbitas analizadas, razón de masas conocida y paralaje geométrica conocida.

2º) Binarias eclipsantes que sean a la vez binarias espectroscópicas con sus curvas de luz y de velocidad radial analizadas.

3º) Binarias visuales analizadas y con velocidades radiales medidas de ambas componentes.

Limitémonos aquí al segundo caso, el de las binarias eclipsantes y espectroscópicas. Para la determinación de la masa los parámetros más importantes son las velocidades radiales de las componentes y la inclinación de la órbita.

Como la amplitud de la velocidad radial es el dato esencial, se deben concentrar las observaciones espectrográficas alrededor del pasaje por los nodos, o sea alrededor de los momentos en que la

velocidad radial llega a su máximo. Para binarias eclipsantes en las que se pueden determinar los radios de sus componentes por la curva de luz, una inexactitud en la determinación de la inclinación de la órbita (i) generalmente no influye mucho en la determinación de la masa. Pero una concentración de las observaciones espectroscópicas alrededor de los momentos del máximo de la velocidad radial nos permite solamente una determinación aproximada de la excentricidad, e , y de la longitudinal del periastro, ω . Del mismo modo en el efecto de reflexión, esos parámetros no influyen mucho en la determinación de la masa. Desgraciadamente, un conocimiento poco exacto de e y ω impide conocer con exactitud el movimiento de la línea de los ápsides. Este último efecto se estudia más fácilmente en binarias con líneas provenientes de un solo espectro. El factor clave para la determinación de masas sigue siendo el conocimiento exacto de la amplitud de variación de las velocidades radiales de ambas componentes.

5. — *Corrientes de gas y evolución*

Una binaria ideal se caracteriza por los siguientes parámetros: Las masas de las dos componentes, el eje mayor y la excentricidad de la órbita relativa.

Esa descripción de una binaria es bastante adecuada para binarias con componentes distantes, pero no sirve para binarias cercanas. Al contrario se puede definir los dos tipos de binarias del modo siguiente:

Una binaria distante es una binaria en que la deformación por mareas de las componentes es pequeña; las estrellas actúan y evolucionan como si estuvieran aisladas.

Una binaria cercana es una binaria en que una componente llena su límite de Roche en alguna fase de su evolución.

En estas últimas binarias hay muchas complicaciones que impiden basar los cálculos sobre la descripción simple arriba mencionada; por ejemplo, no existe simetría esférica y llega a ser importante la concentración interna de la masa de las componentes. Lo más problemático son las corrientes de gas. Dinámicamente ellas no son importantes, porque su masa es pequeña. Pero observacionalmente son importantísimas y causan muchas peculiaridades que observamos en fotometría y en espectroscopía.

Acerca de esas corrientes de gas podemos formular tres preguntas básicas:

- a) ¿Cuál es la causa de las corrientes de gas?
- b) ¿Cómo se mueven las corrientes dentro de un sistema?
- c) ¿Qué influencia tienen las corrientes sobre la evolución de la binaria?

Las respuestas a estas tres preguntas son las que se exponen a continuación:

a) La causa de las corrientes de gas, es que un componente llena su límite de Roche y comienza a perder masa por la superficie crítica.

En general, parte de la masa cae sobre la otra componente y parte se pierde al espacio interestelar.

Esta respuesta parece contar con un amplio respaldo (véase Kruszewski, 1966; Plavec, 1968; Paczynski, 1971).

b) Observando las variaciones en intensidad y estructura de las líneas de emisión y las variaciones en la curva de luz durante un ciclo, y también de un ciclo a otro, se puede conocer algo acerca del modo como pierde materia la componente que llega a llenar su límite de Roche durante su evolución. Los modelos teóricos pueden basarse en una de dos hipótesis extremas: o en partículas que se mueven sin colisiones en el campo gravitacional (de acuerdo al problema restringido de tres cuerpos) o en una corriente hidrodinámica.

El primer modelo tiene sus limitaciones especialmente en cuanto a su verosimilitud física. Por otra parte no existen hasta ahora estudios basados sobre el segundo modelo.

c) La tercera pregunta tampoco es fácil de contestar. Como un ejemplo de lo que puede acontecer consideremos un sistema en el que la componente menos pesada pierde materia hacia la otra componente por el punto interno de Lagrange, L_1 , y al espacio interestelar por el punto externo de Lagrange, L_3 .

En un sistema de ese tipo la materia intercambiada por el punto L_1 causa un aumento del período y de la separación, en tanto que la materia eyectada por el punto L_3 hace disminuir el período y la separación.

Suponiendo que la fracción de materia que pasa por el punto L_1 aumente con respecto a la que pasa por el punto L_3 cuando disminuye la separación, ocurre lo siguiente:

Cuando el período sea más largo que el promedio, lo es también la separación; la mayoría de la materia se escapa del sistema por el punto L_3 . Por esto el período y la separación van disminuyendo. Después, cuando el período y la separación sean más cortos que el promedio, la mayoría de la materia es intercambiada por el punto L_1 con el resultado de que el período y la separación van aumentando, haciendo volver el sistema a sus parámetros originales. El resultado es que el período y la separación oscilan alrededor de un valor medio.

No solamente influye en la evolución de una binaria la corriente de gas que pueda haber en el sistema, sino también sus variaciones. Resumiendo se puede decir que desde el punto de vista de las observaciones fotométricas es importante estudiar las deformaciones de las curvas de luz de las binarias eclipsantes, porque nos pueden permitir conocer algo más acerca del origen, del comportamiento y de la influencia de las corrientes de gas. Sin embargo, para estudiar

los otros efectos arriba mencionados (movimiento de la línea de los ápsides, determinación de masas) las corrientes de gas dificultan mucho una interpretación directa e inequívoca de las observaciones. Es por eso que para estudiar los otros efectos es mejor no observar sistemas que tienen corrientes de gas, por interesantes que sean.

Lista de Algunas Binarias Interesantes, al Sur de $\delta = 30^\circ$

Movimientos de la línea de las ápsides

AO Vel	Indicios de movimiento de las ápsides; falta de una buena curva de luz.
DQ Vul	Igual que AO Vel.
α Cr B	Probablemente sea posible detectar ese movimiento.
V451 Oph	Igual que α Cr B.
V346 Cen	Buen candidato; debe ser reobservado.
RU Mon	Igual que V346 Cen.
YY Sgr	Igual que V346 Cen.
δ Ori	Indicios de movimiento de las ápsides; debe ser observada en más detalle.
α Vir	Igual que δ Ori.

Determinación de masas

Sistemas con las dos componentes de tipo F de secuencia principal que tienen curvas de velocidad radial medida; falta buena curva de luz;

VZ Hya, ZZ Boo, WZ Oph, CD Tau, HD 90242, HD 93486, HD 123423.

Sistemas con las dos componentes de tipo A:

SZ Cen	Dos gigantes A5; se necesita una buena curva de luz.
AS Eri	Necesita buena curva de luz.
DN Ori	¿Mínimo secundario desplazado?
AW Peg	¿Curva de luz variable?
XZ Sgr	Necesita buena curva de luz

Sistemas con las dos componentes de tipo B:

TU Mon	Necesita mejor Δm , d_1 y d_2 .
AU Mon	Necesita mejor P y buena curva de luz.
RS Vul	Necesita buena curva de luz.

Sistemas con subgigantes de tipo G y K:

XY Pup	Requiere mejor Δm , d_1 y d_2 .
SZ Psc	Debe ser estudiado más.

AW Her y
MM Her Son sistemas difíciles; requieren buenas curvas de luz.

Sistemas con gigantes y supergigantes frías:

RZ Oph Mínimo secundario no observado; mejorar efeméride.
AR Mon Requiere buena curva de luz.
AL Vel Mínimo secundario no observado.
UU Cnc Poco conocido.

Corrientes de gas y evolución

Necesitan buena curva de luz: TV Cet, U Oph, V805 Aql.

KO Aql Período variable.
RR Ari Poco conocido.
BL Tel y
 μ Sgr Son sistemas con supergigantes.
 ν Sgr ¿Variable eclipsante o elipsoidal?
SV Cen Período variable; puede contener un tercer cuerpo.
RZ Scu Sistema con corriente de gas.
HD 72754 Como β Lyr
BM Ori Mínimo secundario no observado.
RV Oph ¿Curva de luz variable?
HD 47129 Sistema con corriente de gas.

Algunos sistemas que podrían ser eclipsantes (para observadores pacientes):

AX Mon y
17 Lep Son sistemas Be, posiblemente eclipsantes.
HD 77531 Binaria fuente de rayos X.
AR Pav Estrella de alta velocidad; observar también en R, I.
RS Sgr Importante para la teoría de la evolución.
W Ser Sistema complicado.
CV Ser Tiene componente WR; a veces, eclipsa, a veces no.

REFERENCIAS

- Kitamura, M.: 1965, Adv. Astr. and Astroph. 3. 27.
Kopal, Z.: 1959, "Close Binary Systems", International Astrophysics Series. Vol. 5, Ch. 6, Wiley, New York.
Kruszewski, A.: 1966, Adv. Astr. and Astroph. 4. 233.
Paczynski, B.: 1971, Ann. Rev. Astr. and Astroph. 9. 183.
Plavec, M.: 1968, Adv. Astr. and Astroph. 6. 201.
Popper, D. M.: 1967, Ann. Rev. Astr. and Astroph. 5. 85.
Russell, H. N. and Shapley, H.: 1912, Ap. J. 36. 239, 385.
Walter, K.: 1972, I.A.U. Symp. N° 51 (Struve Memorial), Parksville, Canadá, Sept. 6 - 12. (Proceedings in press.)

FOTOMETRIA DE CUMULOS

JAMES E. HESSER

*Observatorio Interamericano de Cerro Tololo **

Introducción

El estudio de los cúmulos es una de las ramas más antiguas de las investigaciones astronómicas, pero aun hoy en día en que se hacen descubrimientos tan importantes y de difícil interpretación como los relacionados con el universo explosivo, existen cúmulos que presentan desafíos de primera magnitud para los observadores y teóricos. Los problemas son viejos y nuevos, fascinantes y fundamentales y sobre todo difíciles.

Las razones que se tienen para estudiar en detalle los cúmulos son innumerables, pero citaremos algunas, a saber:

1. — En nuestra Galaxia los cúmulos aun sirven como los laboratorios más importantes y confiables para la determinación de magnitudes absolutas y relativas de casi todo tipo de estrellas.
2. — Mediante el estudio de cúmulos se pueden hacer comparaciones entre la teoría evolutiva de las estrellas y del Universo actual. Hay ramas que ya tienen o tendrán importancia en el futuro inmediato de la astronomía observacional y que se originan en teorías mejoradas en los últimos años; para contestar cuestiones de composición, edad y efectos de rotación, entre otras; las teorías están avanzando tan rápido que se pueden hacer comparaciones cada vez más precisas con las observaciones. Los resultados de estas comparaciones detalladas repercutirán en toda la astronomía.

* Operado por la Asociación de Universidades para Investigaciones en Astronomía Inc. bajo contrato con la National Science Foundation.

3. — Por años, la teoría simple de la dinámica de cúmulos ha indicado que el escape de estrellas de cúmulos globulares puede ser una fuente importante de estrellas de población II que se encuentran en el disco. Recientemente Spitzer colaboradores han enunciado teorías mucho más sofisticadas matemáticamente (Ostriker, Spitzer y Chevalier, 1972) que indican que la relajación dinámica (producida por encuentros binarios) y los efectos gravitacionales, producidos por pasos del cúmulo por el plano, han poblado el disco con la *mayoría* de las estrellas de población II existentes, dejando los cúmulos globulares con cada vez más estrellas masivas.
4. — Como hoy día se piensa que todas las estrellas con masa aproximadamente menor que cuatro masas solares se extinguen tranquilamente, los estudios en cúmulos abiertos y globulares podrían resolver muchos problemas de la evolución de las estrellas desde la secuencia principal hasta las enanas blancas. Entre estos problemas los hay relacionados con la parte inferior de la función de luminosidad, los precursores de las enanas blancas, las magnitudes absolutas de las enanas blancas, y la masa total gastada en estrellas todavía no observadas.
5. — Para finalizar esta lista ciertamente incompleta hay que agregar que comparaciones detalladas de los cúmulos de la Vía Láctea y de los de las Nubes de Magallanes darán las claves para un entendimiento de la evolución química en el grupo local. También se podrá verificar si las teorías que parecen explicar las observaciones en nuestra Galaxia, son tan “universales” como para que puedan explicar los datos obtenidos en las galaxias más cercanas.

En una comparación breve no es posible tocar más que uno o dos aspectos importantes de los cúmulos abiertos y globulares, o de los nuevos instrumentos que pueden tener mucha relevancia en este contexto. Como me he interesado en los últimos años en los objetos viejos, no hablaré de cúmulos jóvenes y concentraré mi atención en observaciones que posibiliten el examen de las conexiones entre los objetos viejos del disco y los del halo. Para mayor conveniencia usaré generalmente en esta presentación ejemplos obtenidos de trabajos hechos en el Tololo, pero recalco que los problemas surgidos son mucho más generales y que será necesario mucho trabajo para contestar y explorar las interrogantes sucesivas.

Cúmulos abiertos

En los cúmulos abiertos existe un rango muy grande de número de estrellas que los forman. Existen cúmulos como NGC 2477 que

están muy poblados, y otros, como NGC 2660, que contienen pocas estrellas. Un cúmulo como NGC 2477 con un diámetro aparente de casi 1° y su ubicación en el plano ($l = 254^\circ$ $b = 6^\circ$) presenta problemas difíciles en cuanto al enrojecimiento diferencial (Hartwick, Hesser y McClure 1972). En cambio un cúmulo como NGC 2660 que es débil y escasamente poblado puede parecer poco interesante; sin embargo no lo es como es el caso de NGC 2660, que contiene una estrella de carbón tipo "N" (Hartwick y Hesser 1971, 1973) cuya magnitud absoluta es de alta importancia para las teorías de evolución estelar.

Para muchos astrónomos, la búsqueda del enlace entre los cúmulos abiertos viejos (M 67, NGC 188) y los cúmulos globulares parece ser una de las claves del problema general de evolución química de la Galaxia (e.g., Eggen y Sandage 1969, Sandage y Eggen, 1969). Un modo de investigar estos problemas es el de obtener medidas fotoeléctricas de gran precisión en sistemas como UBV uvby-H β , DDO y Copenhagen de estrellas en/o cerca de cúmulos australes viejos de edades intermedias o viejas y de buscar cúmulos nuevos, no investigados, que pertenezcan a este grupo. Si se usa el sistema UBV se puede observar las estrellas más débiles en muchos casos hasta la secuencia principal, y entonces, en comparación con la teoría se puede derivar una edad. Pero los datos UBV son de menos utilidad cuando se desea conocer con precisión la relación (Fe/H), el enrojecimiento de las estrellas o las gravedades superficiales. Para estos últimos problemas, pueden ayudar mucho las observaciones de estrellas tempranas débiles (o que estén a la misma distancia que el cúmulo) en uvby H- β a las observaciones de las gigantes pertenecientes al cúmulo en fotometría "DDO" o Copenhagen.

Los catálogos de Alter, Balazs y Ruprecht (1970) y de Hagen (1970) son muy útiles para seleccionar cúmulos interesantes en este sentido. Por ejemplo, si se seleccionan del catálogo de Alter et al. los cúmulos recientemente descubiertos en el sur (como los de Stock) se encontrarán objetos que a simple vista son a veces un poco difíciles de reconocer como cúmulos. Por otra parte los cúmulos más viejos pueden estar casi disueltos y ser por eso también difíciles de reconocer. Si se toma un parte de placas en V (103 aD + GG14) y B (103 aO + GG13), y se miden las imágenes estelares con un fotómetro "iris", generalmente debido a la linealidad de la curva de la calibración de los fotómetros iris modernos, se puede inferir luego a qué grupo de edad (viejo, mediano, etc.) pertenecen las secuencias principales en el diagrama D vs O-D (es decir, en un diagrama tipo H-R no calibrado fotoeléctricamente). De varios de los cúmulos de cúmulos de Stock observados por el autor en Cerro Tololo, dos o tres muestran diagramas de gran interés para un estudio más detallado.

Como muchos de los cúmulos interesantes están ubicados en o cerca del plano de la Vía Láctea, la determinación del enrojecimiento es de gran importancia. Como es sabido hay varios sistemas en los que se puede investigar fotoeléctricamente el enrojecimiento. Por ejemplo están las calibraciones de Crawford en Kitt Peak del sistema uvby-H β (calibraciones basadas en estudios de cúmulos); las de Osborn (1971), las calibraciones precisas del sistema DDO y las del sistema de Copenhagen (Hansen y Kjaergaard, 1971). Por supuesto el sistema de Crawford-Stromgren-Barnes presta su mayor utilidad para estrellas azules, que generalmente no se encuentran en cúmulos viejos y se tiene que buscar estrellas débiles y tempranas del campo para usar este sistema. Si tales objetos no se encuentran cerca del cúmulo, las variaciones de la absorción interestelar en el plano pueden producir variaciones espúreas en el enrojecimiento. Por esta razón es preferible usar un sistema como el DDO o de Copenhagen, con el que se pueden observar estrellas pertenecientes al cúmulo obteniendo el enrojecimiento, las abundancias, las gravedades, etc. de las estrellas del mismo sin necesidad de observar estrellas adicionales de campo. Los sistemas DDO y de Copenhagen están principalmente calibrados para gigantes y otras estrellas rojas, y los dos tienen todos sus filtros en el azul; con un telescopio de 1 metro de diámetro, se alcanza con los filtros del DDO hasta $B \sim 14.5$, es decir $V \sim 13-13.5$. El sistema de Copenhagen no alcanza magnitudes tan débiles, pues 7 de sus bandas pasantes tienen anchos menores de 100 Å. Esto es desafortunado, pues la calibración del sistema permite obtener fácilmente parámetros de interés astrofísico. Pese a aquel defecto puede servir, como se mostrará más adelante, como base de comparación entre estrellas del campo y del cúmulo. Con los datos obtenidos en UBV y DDO se pueden determinar edades, masas, abundancias y otros parámetros astrofísicos de los cúmulos.

Otro tema de interés actual es de las estrellas de carbón. Como es sabido, hay dos grupos en la clasificación vieja —las estrellas R y las N— cuyas magnitudes absolutas no se conocen muy bien. La teoría de la estructura y de la evolución estelar de las gigantes depende mucho del conocimiento de M_v para las mismas; con ella se puede intentar decidir si los “neutrinos” son importantes o si las estrellas de carbón son “pre-or post-helium flash” o si son estrellas totalmente diferentes de las gigantes normales. Por esta razón se mencionó específicamente NGC 2660, porque la estrella de carbón cerrana a ese cúmulo permite determinar la magnitud absoluta.

Durante el desarrollo de los grandes programas de fotometría del grupo de estrellas de carbón en el campo, como los de Westerlund (1971), sería de gran utilidad buscar miembros de este grupo asociados a otros cúmulos. Para esto son especialmente útiles el catálogo de Westerlund (1971), los de Alter et al. y las cartas nuevas de la Vía Láctea austral.

Investigaciones de grupos de estrellas peculiares en cúmulos como las rezagadas azules (blue stragglers) también resultan de gran interés para las teorías de la evolución estelar. Recientemente Bond y Perry (1971), Strom, Strom y Bregman (1971) y otros presentaron evidencias que sugieren que las rezagadas en M 67 son binarias con masa comprendida entre 1.3 y 2.5 M (es decir, mayores que las del "punto de alejamiento") y estrellas de baja gravedad. Obviamente sería interesante investigar las características de las rezagadas en otros cúmulos, abiertos y/o globulares, para saber si las conclusiones basadas en M 67 son aplicables a otras concentraciones estelares. Por ejemplo, en NGC 2477 (Hartwick y McClure 1972) parece que hay muchas rezagadas que están sólo a una magnitud o menos encima del punto de alejamiento pronosticado por la teoría. Un estudio fotométrico detallado de las estrellas rezagadas y de las de la parte superior de la secuencia principal en NGC 2477 (y en otros cúmulos que muestran falta de estrellas en la secuencia principal, como NGC 2660 o NGC 3680) puede utilizarse para verificar la teoría. La comparación entre las fotometrías de cúmulos de diversas edades, composiciones, etc. permitirá obtener un conocimiento de las condiciones iniciales que producen un número alto o bajo de rezagadas.

Cúmulos globulares

Se volverá ahora a los cúmulos globulares. Es sabido que existen muchos diagramas Hertzsprung-Russell para cúmulos globulares Arp (1968), White (1970), pero pocos de ellos alcanzan hasta la secuencia principal porque el punto de alejamiento es muy débil. Los tres cúmulos globulares más cercanos son observables desde el sur, a saber: M 22, NGC 6397, y 47 Tucan. Los diagramas fotoeléctricamente calibrados establecidos hasta ahora pertenecen a cúmulos del halo (es decir, son deficientes en metales), porque todos los cúmulos globulares con tipos espectrales tardíos están ubicados cerca del centro de la galaxia, y son muy difíciles de observar desde Monte Palomar o Wilson. Por esta razón es natural poner en marcha programas para estudio de estos cúmulos australes, porque así se puede obtener información sobre la historia de los primeros períodos de la evolución química de la Vía Láctea y los grandes cambios producidos en algunos cúmulos globulares que se ubican en las regiones centrales de la galaxia. Estos cúmulos pueden servir de puente entre los cúmulos globulares y los cúmulos abiertos viejos con edades comparables a los de aquellos. Si bien es cierto que instrumentos ya en desarrollo, como televisión o tubos de imagen digital, ampliarán mucho los conocimientos de los cúmulos globulares, aún hay mucho que se puede hacer con placas fotográficas y fotómetros iris. Los problemas observacionales son difíciles, porque hay —para los cúmulos con alto contenido metálico— en las

latitudes bajas tantas estrellas de campo (donde se hallan estos cúmulos) que hace difícil separar en un diagrama (V, B-V) las estrellas de campo y las de cúmulo. La fotometría fotoeléctrica y fotográfica es sumamente difícil en estos campos. Como se debe trabajar lo más cerca posible del cúmulo para evitar problemas de contaminación del diagrama C-M con estrellas de campo, existen además muchas posibilidades de cometer errores sistemáticos, debido al fondo producido por la luz de las estrellas no resueltas del cúmulo.

En el cúmulo globular más enriquecido en metales estudiado fotoeléctricamente hasta ahora, NGC 6352, se encuentra que las gigantes son más rojas que las de 47 Tucanae, el arquetipo de la clase. También hay indicaciones que hay muchas rezagadas azules y posiblemente algunas estrellas azules de alta luminosidad (Hartwick y Hesser 1972). Lo que falta en estos cúmulos son datos astrofísicos que permitan obtener las razones $[Fe/H]$. No son suficientes los excesos ultravioletas u otros parámetros basados solamente en el sistema UBV. Las razones $[Fe/H]$ se podrían determinar usando un sistema como el DDO, pero esto no es fácil porque las estrellas tienen $B \sim 16$, que es débil para los telescopios existentes en el Sur. Por la misma razón la espectroscopía se hace difícil para las estrellas de interés.

Antes de proseguir con los problemas referentes a los colores intrínsecos de NGC 6352, 47 Tucanae y los cúmulos abiertos, se mencionarán dos tópicos ya estudiados en la literatura. Si bien no existe un estudio profundo de las rezagadas azules, es muy probable que sean iguales a las de cúmulos abiertos como M 67, es decir, que sean binarias en las que hubo un intercambio de masa. Del punto de vista puramente empírico, valdría la pena confirmar su igualdad. Es lamentable que estas estrellas generalmente sean débiles. Otra cuestión que está más al alcance de telescopios no muy grandes es el de las estrellas luminosas azules, fáciles de observar fotoeléctricamente, y a veces, espectroscópicamente. Recientemente Zinn, Newell y Gibson (1972) han publicado un catálogo (lamentablemente incompleto para cúmulos de ambos hemisferios), de estrellas luminosas azules descubiertas comparando placas de corta exposición en U y V. Una extensión de ese trabajo a los cúmulos australes sería de alta utilidad. Investigaciones fotométricas y espectroscópicas combinadas pueden dar información valiosa sobre la última fase de la evolución de estrellas que saliendo de la secuencia asintótica gigante llegan finalmente a la región de las enanas blancas.

Volviendo ahora al tópico antes mencionado de los colores intrínsecos de las gigantes de NGC 6352 y 47 Tucanae, cabe señalar que según Hartwick y Hesser (1972) las gigantes de NGC 6352 son algo más rojas que las de 47 Tucanae, pero *todavía* no cierran la brecha en el diagrama C-M entre las gigantes de población II y las más viejas de población I. Esta falta de coincidencia es mo-

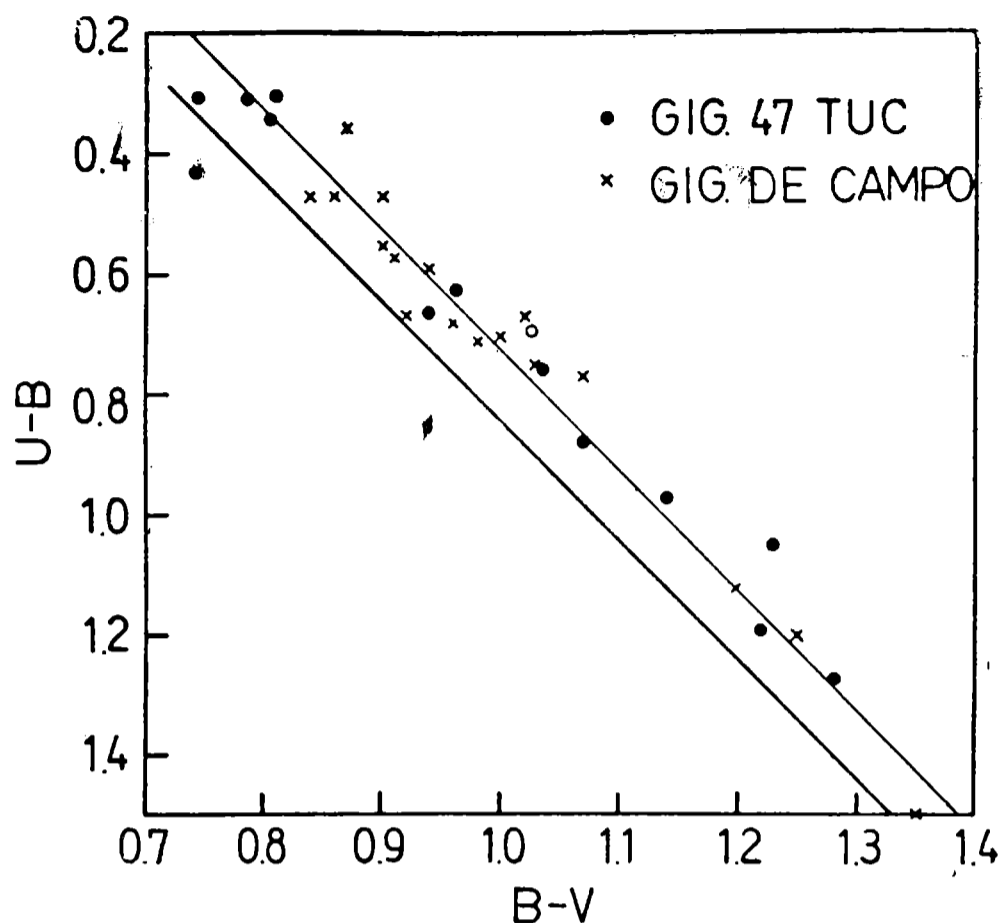


Fig. 1

Diagrama de dos colores para gigantes brillantes de campo (X) seleccionados por tener idéntico exceso ultravioleta que las gigantes de 47 Tucanae

lesta porque de acuerdo a la información basada en excesos ultravioletas se creyó que las estrellas de NGC 6352 tienen una abundancia de metales igual a la de los cúmulos abiertos del disco. Pero si las secuencias gigantes no se superponen, pareciera necesario concluir que hay otro parámetro, además de la abundancia general de metales, que afecta a los colores intrínsecos de las gigantes.

Para confirmar esta sospecha se procedió de la manera siguiente: del catálogo de gigantes de campo medidas en el sistema de Copenhagen (Hansen y Kjaergaard, 1971), se eligió el grupo que tuviere el mismo exceso ultravioleta que las gigantes de 47 Tucanae. Se usaron estrellas de 47 Tucanae para la comparación con las de campo porque la evidencia indica una abundancia de metales: $[Fe/H] = 0.48$. En un gráfico de (U-B) vs. (B-V) se puede ver como los dos grupos se ubican en una recta con δ (U-B) 0.11 mag. (figura 1); aparentemente el efecto de las líneas espectrales en el UV es idéntico. Además se cuenta con magnitudes absolutas para las estrellas del disco, y si se construye un diagrama C-M (figura 2) se ve que las estrellas de campo forman una "secuencia" que es muy parecida a la secuencia gigante de los cúmulos viejos como M 67 y NGC 188 y que no se superpone con la secuencia de 47 Tucanae (Hartwick y Hesser, 1972). Esto parecería indicar que hay, por lo menos, dos grupos de gigan-

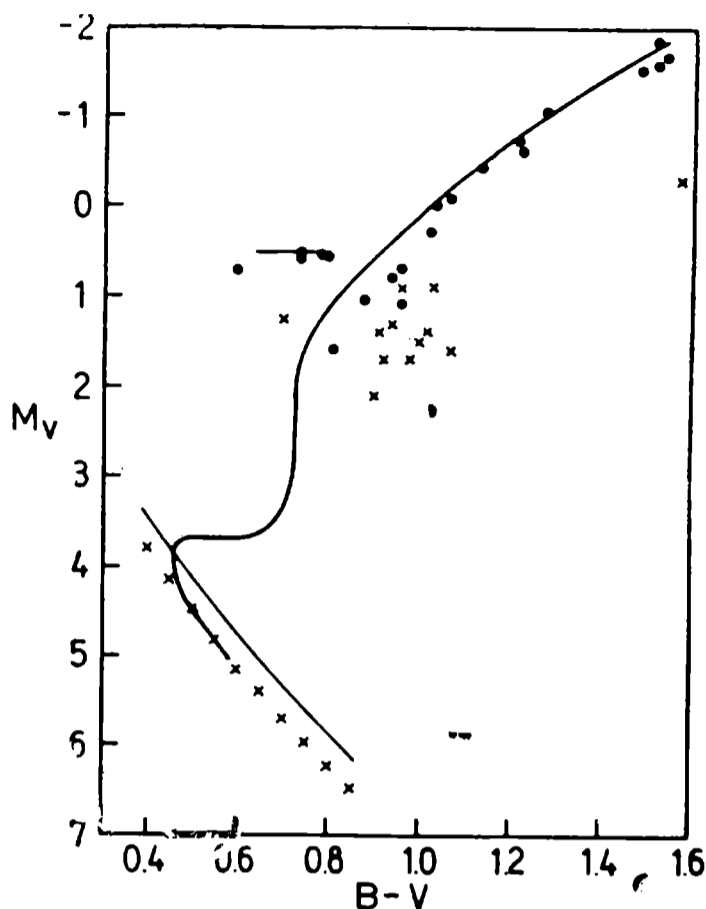


Fig. 2

Diagrama color-magnitud para las estrellas de la fig. 1. Las curvas llenas (Tifft 1963) muestran las secuencias principales; los demás símbolos son iguales a los de la figura 1

tes con el mismo número de líneas espectrales en el UV. Los efectos de gravedad cerca de $B-V \sim 1.0$ (figura 2) son pequeños y no influyen mucho en este diagrama. El enrojecimiento de 47 Tucanae es pequeño y bien conocido, lo que implica que no se puede desplazar las gigantes más hacia el rojo. Si forzamos la coincidencia de los diagramas, mediante un movimiento de 47 Tucanae hacia abajo, se obtiene una edad demasiado grande. Por otra parte tampoco es muy seguro que la edad de 47 Tucanae sea menor que la de las estrellas del disco, porque los modelos teóricos más confiables recientemente computados indican que la edad de 47 Tucanae es comparable a la de los cúmulos M 67 y NGC 188. Por ello se concluye tentativamente que hay otro parámetro además de la edad y de la abundancia de los elementos pesados (o sea, más pesados que el carbón-nitrógeno-oxígeno) que no permite superponer las secuencias de las gigantes de 47 Tucanae y las de campo con el mismo δ (U-B). Si este efecto proviene de anomalías en los elementos C-N-O, las observaciones de las gigantes en el sistema DDO podría ayudar a dilucidar lo que pasa.

Los problemas expuestos en esta breve exposición sobre la fotometría de cúmulos permiten señalar también varios problemas ob-

servacionales de estrellas de campo, tales como la comparación de gigantes en sistemas del tipo DDO, o la comparación de los diferentes grupos o que se observan en cúmulos y en el campo (enanas blancas, rezagadas azules, etc.). Otra posibilidad interesante es la de usar las secuencias fotoeléctricas recientemente obtenidas (tales como la vecina a NGC 6352 y a otros cúmulos en el plano galáctico), para la base de estudios de variables de campo, y en especial de las de población II (Hartwick, Hesser y Hill, 1972).

Obviamente existen actualmente muchas maneras de proseguir las investigaciones fotométricas de cúmulos y es apropiado decir algo sobre las técnicas nuevas que están por introducirse. Muy probablemente habrá un auge de fotómetros-multi-canales y de "scanners". Ellos permitirán medir datos con interpretación astrofísica más directa, sin que ello implique (especialmente en el caso de los fotómetros multicanales) más tiempo de observación en el telescopio. Para muchos programas, donde no hay posibilidades de extender hasta magnitudes más débiles una secuencia fotoeléctrica existente para objetos brillantes, se podrá usar ventajosamente la técnica del "prisma auxiliar" para calibrar las placas. Racine (1969) recientemente retomó esta técnica, que consiste esencialmente en interponer un prisma pequeño en la trayectoria de la luz en el telescopio. Para cada estrella brillante se produce así una imagen secundaria desplazada unos segundos de arco, que tiene una diferencia en magnitudes de 3 a 5^m con la imagen principal. Esta diferencia es constante para *todas* las estrellas tomadas con el mismo equipo. Cuando la diferencia está calibrada se puede usar las imágenes secundarias de las estrellas brillantes como estrellas de magnitudes conocidas. Otra técnica que se acerca rápidamente es de los tubos de imagen digitales, con los que se espera renovar *totalmente* el campo de estudios estelares, galácticos y extragalácticos. Con un telescopio de 1,5 m. de abertura, equipado con los tubos nuevos, se puede alcanzar hasta aproximadamente la 23^a magnitud. Estos tubos no son muy caros y en este momento se están ensayando muchos en los laboratorios de varias universidades. Junto con estos tubos se plantean grandes desafíos en el campo de la computación automática, como por ejemplo éstos: ¿cómo se pueden analizar 10⁶ puntos de una matriz en un tiempo mínimo con una computadora pequeña? ¿Cómo se puede sustraer automáticamente el fondo de cielo (que es variable) cerca de cada estrella en el centro de un cúmulo tal como 47 Tucanae? Debe recordarse que con estos tubos se puede trabajar en pleno centro de los más compactos cúmulos existentes, incluyendo aquellos ubicados en la Vía Láctea. Esto permitirá mejorar notablemente la discriminación de las estrellas que pertenecen al campo y al cúmulo.

En la presente exposición se alcanzaron a mencionar algunos pocos problemas interesantes para los que todavía no hay respuestas adecuadas y se espera que la exposición sirva para justificar el aserto de que aún hay mucho por estudiar en este campo.

Agradecimientos

Las ideas presentadas en esta exposición provienen de muchas personas; debo mencionar especialmente a mi colega canadiense, el Dr. F. David A. Hartwick, quien me ha introducido en la problemática de los cúmulos. También deseo agradecer a la señorita Elsa Vásquez y a la señora Elisa Bauer por su ayuda con el castellano.

REFERENCIAS

- Alter, G.; Balázs, B. and Ruprecht, J.: 1970, *Catalog of Star Clusters and Association* (Budapest: Akademiai Kiadó).
- Arp, H. C.: 1965, en *Galactic Structure*, ed. Blaauw and Schmidt (Chicago: University Press).
- Bond, H. E. and Perry, C.: 1971, *Publ. A.S.P.* 83. 638.
- Eggen, O. J. and Sandage, A.: 1969, *Ap. J.* 158. 669.
- Hagen, G. L.: 1970, *Publ. David Dunlap Obs.* 4. 1.
- Hansen, L. and Kjaergaard, P.: 1971, *Astr. and Astroph.* 15. 123.
- Hartwick, F. D. A. and Hesser, J. E.: 1971, *Publ. A.S.P.* 83. 53.
- . 1972, *Ap. J.* 175. 77.
- . 1973, *Ap. J.* (en prensa).
- Hartwick, F. D. A.; Hesser, J. E. and Hill, G.: 1972, *Ap. J.* 174. 573.
- Hartwick, F. D. A.; Hesser, J. E. and McClure, R. D.: 1972, *Ap. J.* 174. 557.
- Osborn, W. H.: 1971, Thesis, Yale University.
- Ostriker, J. P.; Spitzer, Jr. L. and Chevalier, R.A.: 1972, *Ap. J. Let.* 176. L. 51.
- Racine, R.: 1969, *A.J.* 74. 1073.
- Sandage, A. and Eggen O. J.: 1969, *Ap. J.* 158. 685.
- Strom, S.; Strom, K. and Bregman, H.: 1971, *Publ. A.S.P.* 83. 768.
- Tifft, W. G.: 1963, *M.N.R.A.S.* 126. 209.
- Westerlund, B. E.: 1971, *Astr. and Astroph. Suppl.* 4. 51.
- White, R. E.: 1970, *Ap. J. Suppl.* 19. 343.
- Zinn, R. J.; Newell, E. B. and Gibson, J. B.: 1972, *Astr. and Astroph.* 18. 390.

FOTOMETRIA DE NOVAS

ARNE ARDEBERG

Observatorio Europeo Austral, Santiago - Chile

Introducción

Los primeros datos de novas son muy antiguos. Aplicando un criterio bastante amplio, podemos decir que la fotometría de novas tiene más de mil quinientos años, si nos referimos a los primeros intentos de comparación con otros objetos. Por supuesto que la mayoría de las novas registradas antes del año 1500 son interesantes solamente desde el punto de vista estadístico. Incluso el significado estadístico de estas primeras novas es bastante dudoso, porque es muy probable que gran parte de los objetos citados como novas, hayan sido meteoritos, cometas e inclusive estrellas normales. Sin embargo, existen excepciones. La más conocida es por supuesto la nova del 4 de julio de 1504. Por lo que conocemos, es una de las primeras supernovas jamás registradas y su remanente, la nebulosa del Cangrejo, aun sigue siendo uno de los objetos más espectaculares en la astronomía.

Tycho Brahe fue el primero en proveer una verdadera curva de luz de una nova. Lo que hizo fue observar la supernova del 11 de noviembre de 1572, desde que tuvo brillo inicial igual al de Venus. Las observaciones continuaron hasta que el objeto dejó de ser visible a simple vista, dieciséis meses después de que había sido detectado.

Para la fotometría en un sentido moderno estamos restringidos a las novas del siglo veinte. Por otra parte desde principios de este siglo se han recogido una gran cantidad de informaciones.

Importancia de la Fotometría de Novas

Nuestros conocimientos sobre novas se basan en gran parte en el conocimiento de curvas de luz. Esto no es solamente debido a que los datos fotométricos forman la gran parte de la información disponible sobre novas, sino también al hecho que la interpretación de las pro-

propiedades físicas de éstas, hubiera sido extremadamente difícil sin las curvas de luz apropiadas.

De ningún modo debemos dejar de lado la gran importancia de la espectroscopía de novae. Es esencial obtener espectros de todas las novae posibles, pero aunque tengamos las condiciones para obtener espectros en gran número y de buena calidad, no podemos prescindir de la fotometría. La fotometría es necesaria como suplemento a los datos espectrográficos. Un buen ejemplo de la interpretación *dual* de datos espectrográficos y fotométricos es el trabajo de Larsson-Leander sobre DK Lac (1953, 1954 a, 1954 b). Por otra parte la fotometría normalmente es la única forma que tenemos para seguir la evolución de una nova a través de sus fases posteriores. Para novae en sistemas extragalácticos es a menudo la única forma en que se puede obtener información científica.

Con el desarrollo de nuevos sistemas y métodos de fotometría de precisión, se ha notado un interés creciente en la fotometría de novae en nuestra Galaxia como también en otros sistemas estelares, y en realidad debemos hacer notar que hay una gran necesidad de ella.

Sistemas fotométricos

Para la fotometría de novae, como también para la fotometría en general, podemos distinguir entre los sistemas de bandas anchas, bandas intermedias y bandas angostas. La selección del sistema a usar debería hacerse en general, considerando primero los factores astrofísicos de los datos a obtener, y en segundo término la cantidad de luz disponible. Una gran parte de la fotometría de novae ha sido hecha con ~~bandas pasantes anchas~~. Desde un punto de vista práctico esto es bastante natural, debido a que la fotometría de banda ancha es fácilmente relacionable con las observaciones fotográficas. Es así como las primeras observaciones visuales fueron seguidas por fotometría fotográfica con bandas pasantes cuyos anchos eran parecidos a los del ojo humano. No obstante debería señalarse que la mayoría de las observaciones fotográficas publicadas, aunque a menudo son denominadas "*visuales*", están en realidad hechas con bandas pasantes muy similares a la banda B del sistema UBV.

Aun cuando la elección de fotometría de banda ancha se hizo por razones de equipo, ella representa en realidad una solución bastante buena desde el punto de vista astrofísico. Consideremos brevemente el sistema UBV, el que predomina actualmente. Tiene ciertas grandes ventajas. Para la gran parte de las novae el uso de la banda V o (preferentemente) de la banda B, permitirá llegar a una magnitud límite que es del mismo orden que el de la luz integrada. Esto vale para la mayoría de las placas fotográficas azules como también para los cátodos de los fotomultiplicadores.

El problema de la interpretación física de los datos obtenidos es más complicado, y puede ser dividido en dos partes. Deberá averi-

guarse en primer lugar si los datos UBV obtenidos con diferentes instrumentos son comparables; en segundo lugar habrá que averiguar cual es la información astrofísica que contienen estos datos.

La comparabilidad es un problema crítico. No hay problemas graves en las fases evolucionarias y finales. La semejanza relativa de los espectros de la nova con los de las estrellas normales permite que la transformación de magnitudes y colores instrumentales sea bastante directa. Sin embargo, para la gran parte del intervalo entre las etapas de pre- y post-nova, las bandas de emisión son dominantes. En este caso la selección de estrellas patrones para la conversión de magnitudes y colores ya no es adecuada. La única salida para estos problemas graves es usar una combinación de bandas pasantes lo más semejante posible a la del sistema patrón, es decir, con constantes de transformación lo más cercanas posibles a la unidad.

En la práctica es a menudo bastante difícil adoptar un sistema fotométrico de banda ancha, puesto que el resultado depende del telescopio, de los filtros y del receptor. Las constantes de transformación de magnitud y color se desvían a menudo de la unidad en un diez por ciento y a veces más. En este caso no podemos esperar que la comparabilidad sea muy buena. Fernie (1969) informó sobre divergencias de varios décimos de magnitud para observaciones hechas simultáneamente con distintos instrumentos.

Incluso con un sistema de bandas pasantes que no sea el ideal se puede obtener muy buenos resultados. Sin embargo, por razones de comparabilidad las observaciones deberían hacerse preferentemente con el mismo instrumento a través de todo el lapso de la evolución. Si esto no fuese posible el cambio de instrumentos debería apoyarse en observaciones simultáneas o casi simultáneas.

Es además esencial señalar que la transformación entre sistemas instrumentales diferentes depende del tiempo. Las intensas bandas de emisión existentes en la gran parte de los espectros de novas hacen que los factores de transformación cambien rápidamente, cuando el continuo se desvanace.

En cuanto al aspecto astrofísico debe señalarse que la interpretación de la fotometría de bandas anchas de novas es indudablemente mucho más complicada que de estrellas normales. Estas dificultades de interpretación son más pronunciadas en las primeras etapas de evolución, cuando el continuo es todavía bastante fuerte comparado a las bandas de emisión. Afortunadamente, en esta fase es cuando existen las mejores oportunidades para obtener espectros de la nova. Las mediciones espectrofotométricas pueden resolver entonces los problemas de interpretación.

También es importante señalar que la fotometría obtenida con una banda pasante ancha puede producir resultados difíciles de interpretar. Sin embargo, si las mediciones incluyen tres bandas como en el UBV, la situación se torna mucho más favorable. Tenemos

entonces la posibilidad de separar la influencia de las bandas de emisión de las del continuo.

Sólo ocasionalmente se ha hecho fotometría de novas con los sistemas de bandas intermedias tradicionales. Las razones para esto son obvias. En primer término a igualdad de flujo total, hay mucho menos flujo disponible que en la correspondiente fotometría de banda ancha. En segundo lugar, normalmente la interpretación física de los datos obtenidos es más dudosa que para mediciones de banda ancha. El efecto promedio en la relación emisión/continuo es menos favorable que el caso de bandas anchas. También la ubicación y los anchos de las bandas de emisión son más críticas para la fotometría de banda intermedia que para la fotometría de banda ancha.

La fotometría en banda angosta de novas hasta la fecha ha sido muy poco utilizada. Es cierto que la misma intrínsecamente permite efectuar mediciones precisas de interpretación física directa. Sin embargo, para que fuera realmente útil, los filtros deberían ser escogidos para cada nova individualmente. De otro modo las ubicaciones y las estructuras diferentes de las bandas de emisión harán que las mediciones sean incongruentes y por lo tanto de poca significación. Además la fotometría de banda angosta aprovecha solo una pequeña fracción del flujo total, por lo que normalmente no se podrá pasar más allá de la magnitud límite de la espectroscopía.

Fotometría Fotoeléctrica - Fotográfica

Hasta la fecha la mayoría de las curvas de luz se han establecido fotográficamente. Por razones prácticas es el método que todavía domina, pese a que las observaciones fotoeléctricas son cada vez más abundantes, sobre todo en las primeras fases de las curvas de luz.

En la primera parte de una curva de luz las observaciones fotoeléctricas son indudablemente preferibles por su alta precisión y por su alta resolución temporal. En esta etapa de la evolución es especialmente interesante notar aún fluctuaciones menores, puesto que estamos tratando con condensaciones dentro del estallido inicial. Incluso en las primeras etapas la fotometría fotoeléctrica es la única forma para poder establecer fidedignamente fluctuaciones de las curvas de color. En las etapas posteriores, la fotometría fotográfica es una alternativa muy buena para las observaciones fotoeléctricas.

Normalmente tendemos a pensar que la fotometría fotográfica es posible solamente para sistemas de banda ancha. Sin embargo, debería recordarse que también se puede realizar fotometría de banda angosta fotográficamente con la ayuda de un prisma objetivo o cualquier otro dispositivo dispersor sin ranura. Como este tipo de fotometría normalmente carece de resolución bien definida, no debiera hacerse intento alguno para trabajar con perfiles de contorno.

Curvas de luz para novas

A primera vista las curvas de luz de la mayoría de las novas parecen bastante similares. Tienen en común un ascenso rápido hacia el máximo, seguido por una declinación mucho más lenta.

En la figura 1 está reproducida la conocida curva de luz esquemática de McLaughlin (1960).

Por razones obvias la etapa pre-nova es la menos conocida. Sin embargo, es conocido que la luminosidad es constante o varía irregularmente y el espectro corresponde al de una estrella de alta temperatura. Existen razones para creer que los nuevos y extensos programas de survey fotométricos y espectroscópicos solucionarán en parte los problemas de la etapa pre-nova.

El ascenso inicial ha sido muy rápido en todos los casos observados, siendo su duración del orden de un día o aún menor. Esta etapa marca el comienzo de la expulsión de materia. El espectro ahora se hace más definido y cambia hacia una clase espectral más avanzada. La rapidez del ascenso inicial es la causa obvia de que los datos observacionales de todo tipo han sido escasos.

Un pre-máximo de aproximadamente dos magnitudes por debajo del máximo principal puede o puede no estar presente. Si está presente, puede o no ser seguido por una declinación menor. En cualquier caso es evidente que escapará normalmente a la observación. El ascenso final o sea el ascenso a través de las dos últimas magnitudes también dura muy poco. Inclusive en esta etapa el material observacional es también muy escaso. Cuando la curva de luz está en la etapa del ascenso final, la expulsión de materia ya ha producido una atmósfera muy extendida, y el espectro se parece al de una estrella supergigante.

Como se ha mencionado, se dispone de muy pocas observaciones durante las etapas evolutivas comprendidas entre la de pre-nova y la del máximo. Por lo tanto es de suma importancia que se realicen observaciones lo más frecuentemente y lo antes posibles, apenas se haya anunciado una nueva nova. Esta es la única forma de mejorar nuestros conocimientos sobre esta parte de la evolución de las novas. Además debe enfatizarse el hecho que la rapidez del ascenso inicial a menudo convierte a la fotometría en el único medio para estudiar la variación temporal.

Por desgracia normalmente el objeto ya ha pasado su máximo principal de luminosidad cuando ha sido anunciado como nova. Esto implica una enorme desventaja para obtener información sobre los procesos del estallido.

El máximo principal de luminosidad dura muy poco, típicamente menos o mucho menos de un día. El aumento de volumen está ahora compensado por un decrecimiento de la profundidad óptica y en el espectro las bandas de emisión comienzan a ser considerables. Desde esta etapa en adelante los datos observacionales son mucho

más abundantes que para las etapas previas. Debería hacerse hincapié que el máximo de luminosidad es un parámetro muy esencial para la interpretación del estallido de una nova.

En la etapa de declinación temprana, comienzan a aparecer de manera bastante pronunciada las individualidades. Para casi todas las novas, la tendencia del decrecimiento de luminosidad está bien marcada, aunque en muchas novas ocurren oscilaciones intensas. La declinación temprana termina cuando se llega a una luminosidad de tres a cuatro magnitudes debajo del máximo principal de luminosidad. La expulsión de materia continúa en esta etapa en forma pareja o en una serie de condensaciones. El espectro comienza a parecerse más y más a lo que se entiende normalmente como un "típico espectro de nova". La mayoría de las observaciones disponibles corresponden a esta etapa de la evolución.

En la etapa de transición es donde aparecen las mayores diferencias individuales. En la figura 1 se dan tres posibilidades diferentes en la curva de luz. Vemos que la luminosidad puede o declinar monótonamente, o puede ocurrir una declinación con oscilaciones intensas superpuestas o, puede ocurrir un mínimo seguido por una recuperación. En cualquiera de los casos, la etapa de transición termina (en luminosidad) cuando la estrella se ha debilitado alrededor de seis magnitudes respecto de la luminosidad máxima. El espectro deja de ser ahora del tipo estelar y pasa a ser un espectro de tipo nebuloso. Nuevamente comienza a notarse la falta de observaciones.

La declinación final (o declinación a través de las últimas tres magnitudes), es normalmente bastante uniforme. La expulsión ha terminado ahora y la declinación es causada por el decrecimiento de la profundidad óptica. El espectro es completamente nebuloso. En esta última etapa de la evolución el material de observación vuelve a ser muy escaso. Esto es así, pese a que a menudo sería fácil continuar las observaciones fotométricas de novas galácticas con instrumentos de tamaño mediano.

La etapa post-nova está definida por una magnitud constante o variable que se halla aproximadamente en el mismo nivel de luminosidad que la pre-nova. El espectro post-nova es continuo e indica una temperatura muy alta. Las pocas observaciones fotométricas que existen pueden ser de suma importancia para la teoría de las novas. En este contexto cabe mencionar además las novas recurrentes, de las que todavía se sabe muy poco.

Analicemos ahora algunas curvas de luz individuales. La figura 2 muestra tres curvas de luz de novas muy rápidas, con una caída de dos magnitudes a partir del máximo en menos de unos diez días. Los objetos están dibujados por orden de rapidez de declinación.

Estas tres curvas de luz como las de casi todas las novas rápidas tienen en común una declinación temprana uniforme y rápida. Por otra parte la figura muestra que para las etapas más avanzadas las diferencias son considerables. Esto significa que las novas muy

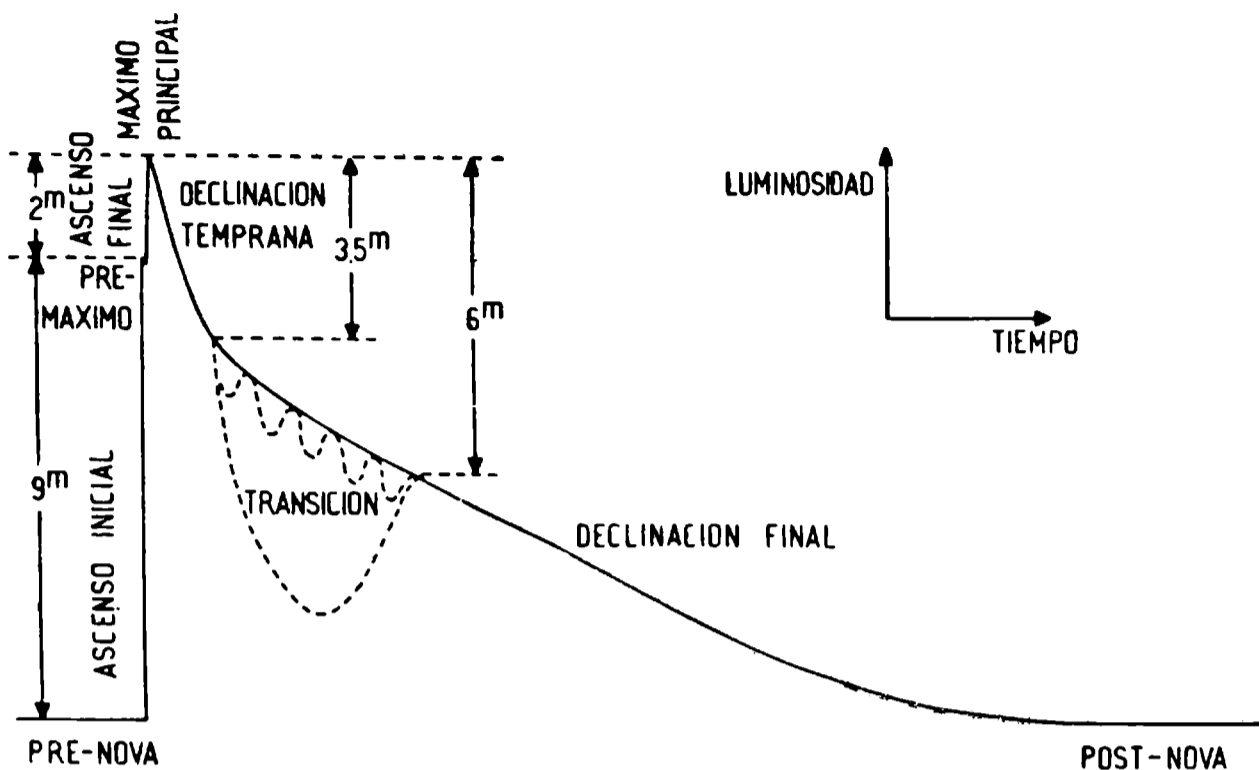


Fig. 1

Curva de luz esquemática de una nova según McLaughlin (1960). Se indican tres posibilidades para la fase de transición

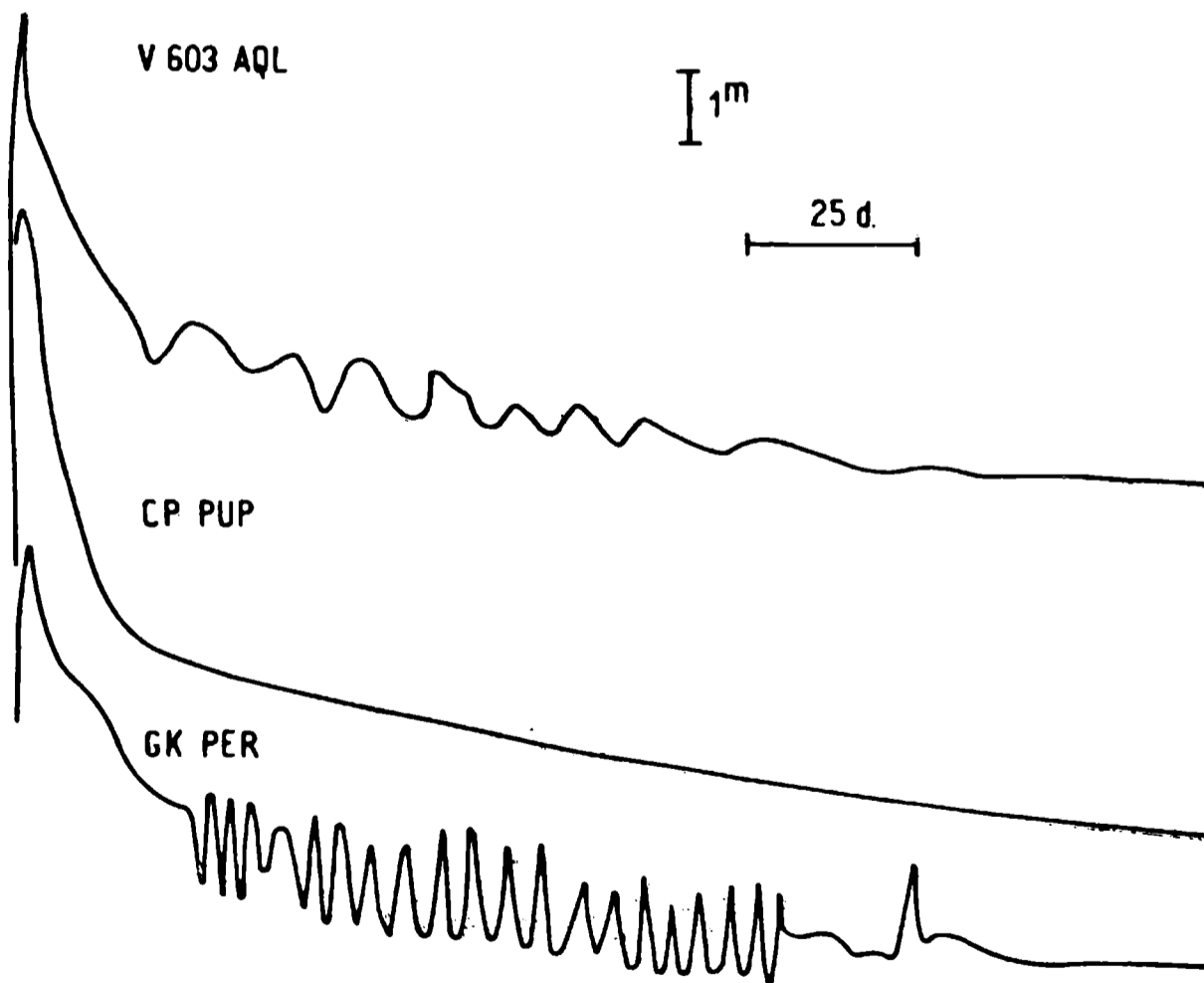


Fig. 2

Curvas de luz de novae muy rápidas, ordenadas por rapidez de declinación. Las novae son V603 Aql (Campbell 1919), CP Pup (Pettit 1943 a, 1943 b, 1943 c, 1943 d) y GK Per (Campbell 1903)

rápidas tienen tipos de estallidos iniciales parecidos mientras que la actividad posterior puede ser bastante diferente.

En la figura 3 están dadas tres curvas de luz de novas de velocidad moderada, con un descenso de dos magnitudes a partir del máximo entre 15 y 50 días. Estas curvas de luz difieren considerablemente a lo largo de la evolución. Las novas de velocidad moderada pueden por lo tanto responder a mecanismos físicos muy diferentes.

En la figura 4 se muestran tres ejemplos de novas lentas. Las marcadas oscilaciones durante la declinación temprana son típicas de las novas lentas.

Las curvas de luz para las supernovas difieren bastante de aquellas para novas normales. La figura 5 muestra curvas de luz para cinco supernovas de tipo I. La semejanza es llamativa.

Las curvas de luz de supernovas de tipo I son en realidad las únicas que pueden ser extrapoladas en ambas direcciones con bastante seguridad. Después de una declinación de aproximadamente tres magnitudes en 25 días sigue un decrecimiento exponencial.

En la figura 6 se muestran algunas curvas de luz (algo incompletas) de supernovas de tipo II. Son muy distintas de las supernovas de tipo I y además muestran muy poco acuerdo interno.

Curvas de color

Sólo recientemente se ha despertado el interés en las curvas de color de novas. Esto es normal, puesto que antes no había ningún sistema de color suficientemente definido como para que fuera aceptado por todos. Como ya se ha señalado, es además bastante difícil obtener datos de color compatibles para objetos de líneas de emisión como las novas. Por esta razón hay que hacer hincapié en que las observaciones de una nova deberían hacerse con preferencia con el mismo instrumento durante toda la evolución. Sin lugar a dudas y pese a todas las dificultades, vale la pena tratar de obtener curvas de color para un intervalo lo más largo posible. Mientras que las curvas de luz, sobre todo en las etapas más avanzadas, informan principalmente sobre las líneas de emisión, las curvas de color ofrecen posibilidades para seguir el debilitamiento del continuo.

Puesto que por lo general sólo es posible hacer un estudio espectrofotométrico de la relación continuo/emisión en las etapas evolutivas iniciales, las curvas de color son especialmente importantes para las fases más avanzadas. Para las novas extragalácticas, las curvas de color son a menudo la única posibilidad disponible para estudiar la relación de emisión a continuo.

En la figura 7 se dan curvas de color (B-V) para tres novas. Las diferencias en el desvanecimiento de continuo y la emisión quedan claramente demostradas.

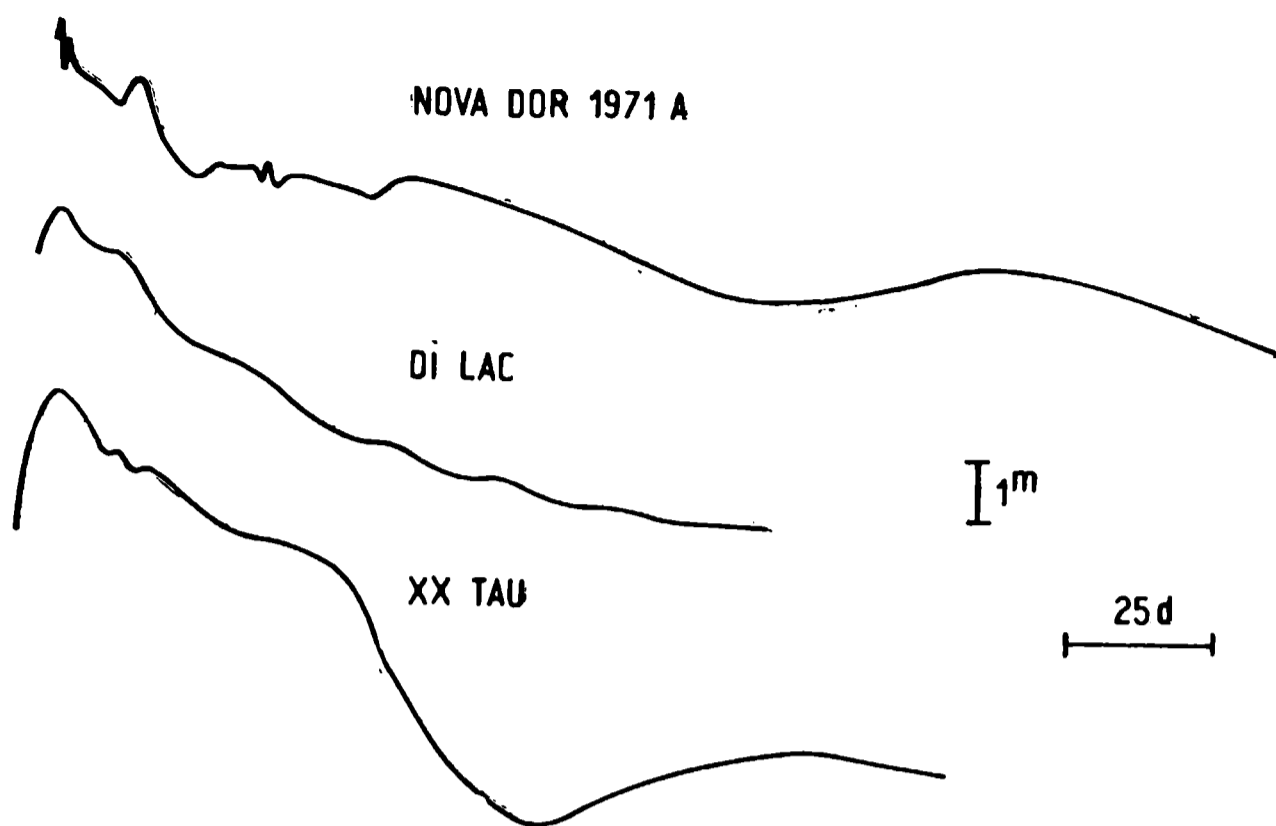


Fig. 3

Curvas de luz de novae de velocidad moderada. Los objetos son Nova Dor 1971 a (Ardeberg y de Groot 1972 a) DI Lac (Leavitt-1920) y XX Tau (Beyer 1929). Las curvas están ordenadas por rapidez de declinación

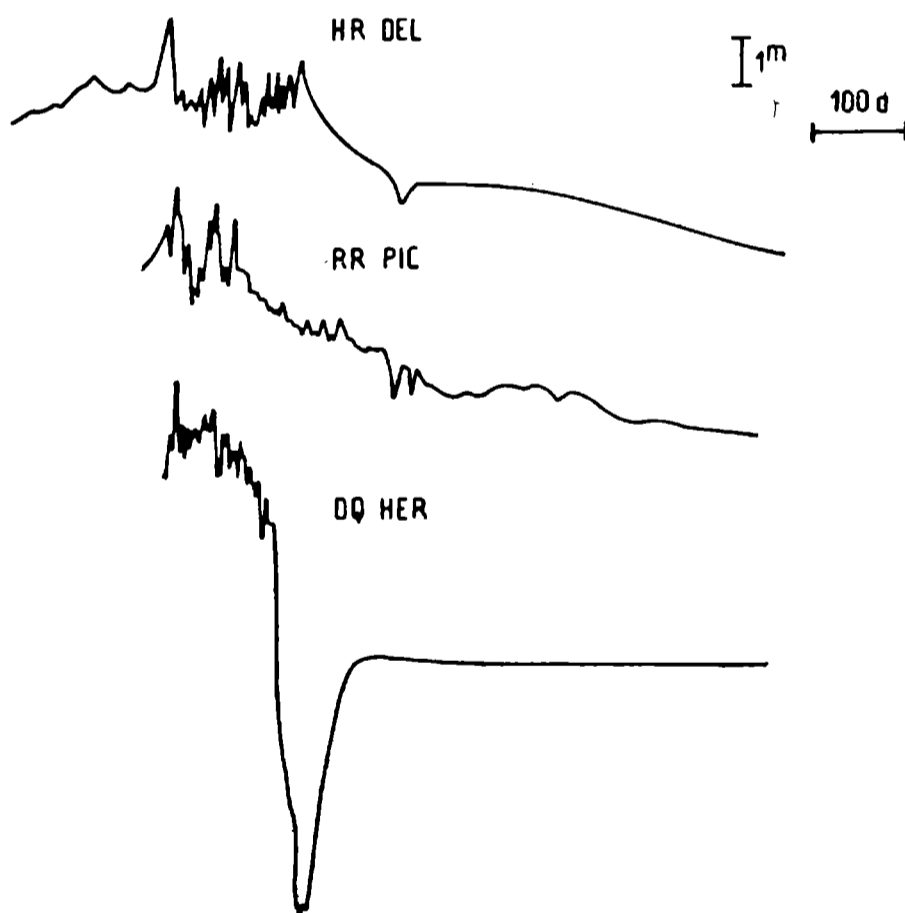


Fig. 4

Curvas de luz de novae lentas. Los objetos son: HR Del (Robinson 1968 a, 1968 b, Mannery 1970, Krempec 1970), RR Pic (Campbell 1932) y DQ Her. (Grouillier 1935)

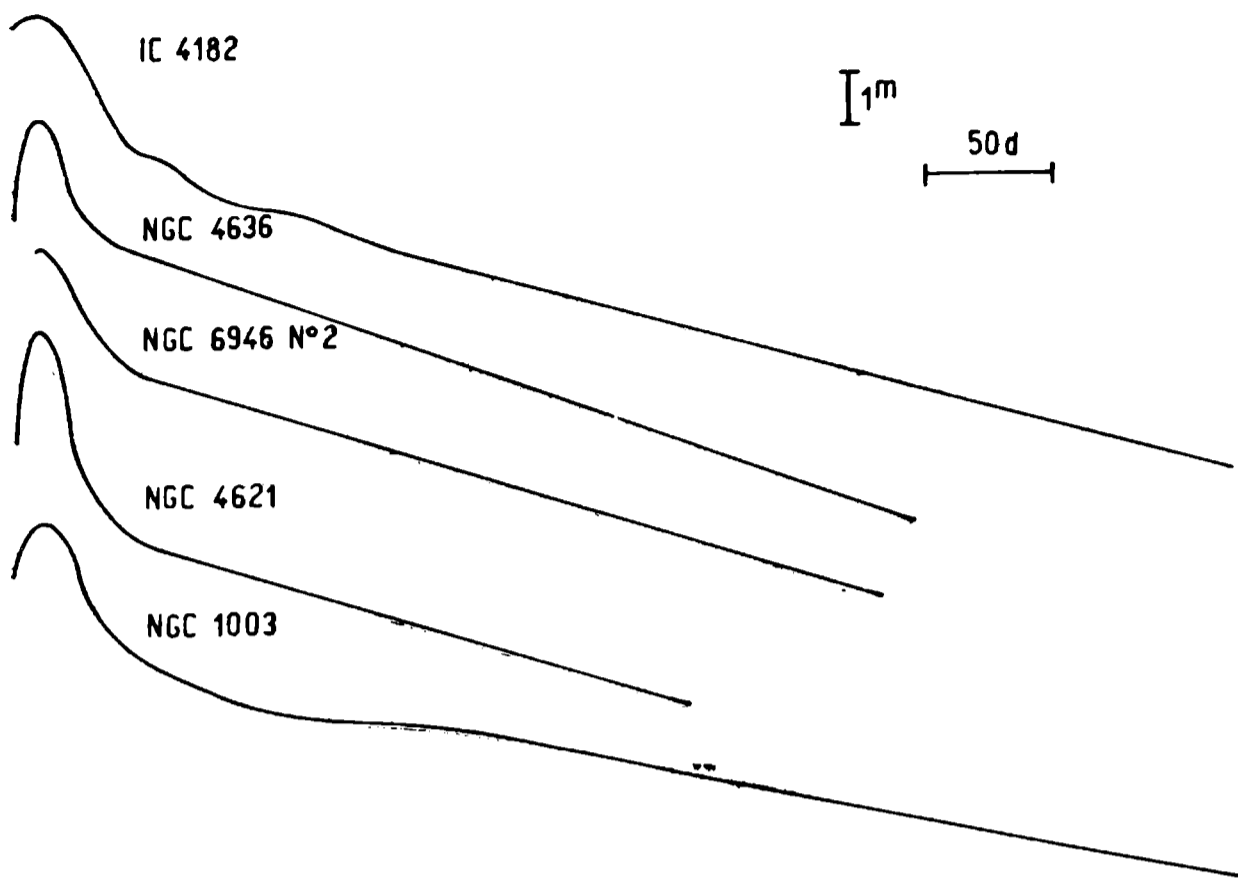


Fig. 5

Curvas de luz de supernovas de tipo I. Están representadas las curvas fotográficas de Baade (Minkowski 1964)

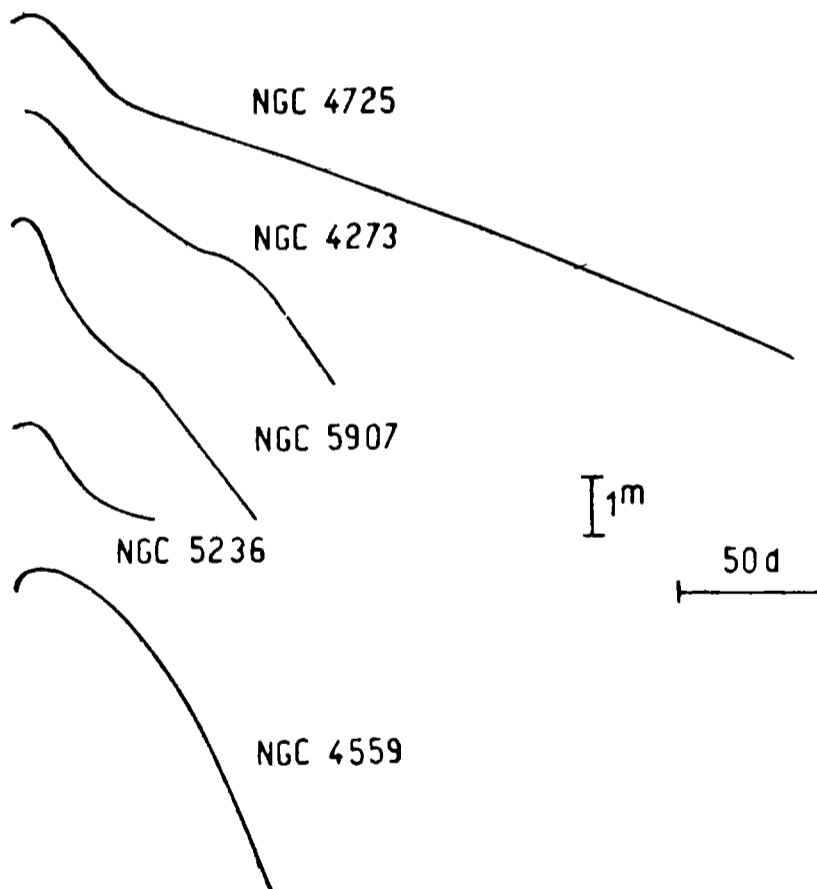


Fig. 6

Curvas de luz de supernovas de tipo II. Están representadas las curvas fotográficas de Baade (Minkowski 1964)

La figura 8 muestra curvas de color (U-B) para las mismas novae de la figura 7. También en el color (U-B) existen diferencias grandes.

Las curvas de los colores (B-V) y (U-B) para la supernova de 1972 en NGC 5253 se muestran en la figura 9.

En general necesitamos mucho más datos observacionales de colores para poder realmente calibrar los resultados en términos físicos.

Determinación de la luminosidad máxima

La luminosidad máxima es un parámetro esencial para la interpretación de los datos de las curvas de luz. Lamentablemente, por lo general es muy difícil de determinar, pues los obstáculos son muchos.

En primer lugar, es muy difícil saber con seguridad si ha sido observado o no el máximo. Si la parte ascendente no ha sido observada, es imposible decir nada acerca de la posición del máximo. Incluso cuando la parte ascendente ha sido observada no es tan fácil resolver el problema. Debemos asegurarnos de que nuestras observaciones del máximo corresponden en realidad al máximo principal y no al secundario. Y aún así no siempre tenemos la certeza de haber llegado al punto más alto de la curva de luz.

En segundo lugar, hay que considerar el efecto de la absorción interestelar. Los colores iniciales medidos pueden a veces indicar el monto aproximado del exceso de color y consecuentemente de la absorción. Pero ciertamente no pueden dar ninguna respuesta exacta, ni aproximadamente exacta, a la cuestión. McLaughlin (1946) utiliza un modelo de absorción galáctica para calcular las luminosidades libradas de la absorción. Kopylov (1952) hace uso de los excesos de color calculados para estrellas cercanas.

En tercer lugar, habitualmente no se conoce la distancia. Mediciones directas de paralajes pueden ser tomadas en cuenta a lo sumo para trabajos estadísticos. Tampoco son de mucho valor para las novae individuales las distancias derivadas a través de paralajes seculares de rotación galáctica. Mediciones de las intensidades de líneas interestelares pueden dar una idea acerca de la distancia de una nova, pero la inhomogeneidad del material absorbente hace que este método también sea de baja calidad.

El único caso en el que se puede determinar la distancia con bastante precisión es para novae de otras galaxias o posiblemente en subsistemas estelares de nuestra galaxia tales como los cúmulos. Cabe mencionar el trabajo fundamental de Arp (1956) sobre las novae en M31. Las novae en las Nubes Magallánicas no han sido objeto de grandes esfuerzos observacionales. Actualmente, las cosas están mejorando gracias a la inspección constante que están llevando a cabo Graham y Araya de Cerro Tololo de las Nubes Magallánicas (1971).

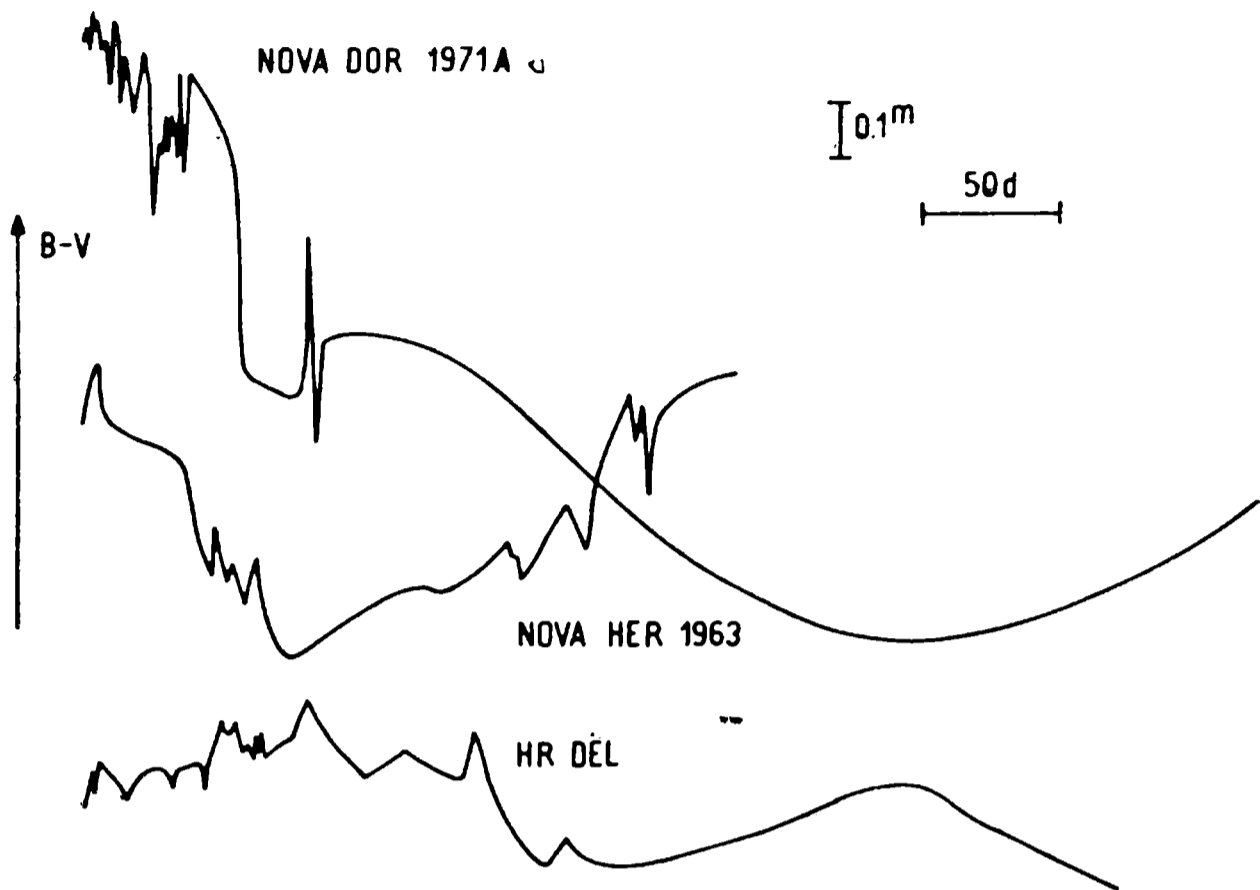


Fig. 7

Curvas de color (B-V) para Nova Dor 1971 a (Ardeberg y de Groot 1972 a)
 Nova Her 1963 (Van Genderen 1964) y HR Del (Barnes y Evans 1970)

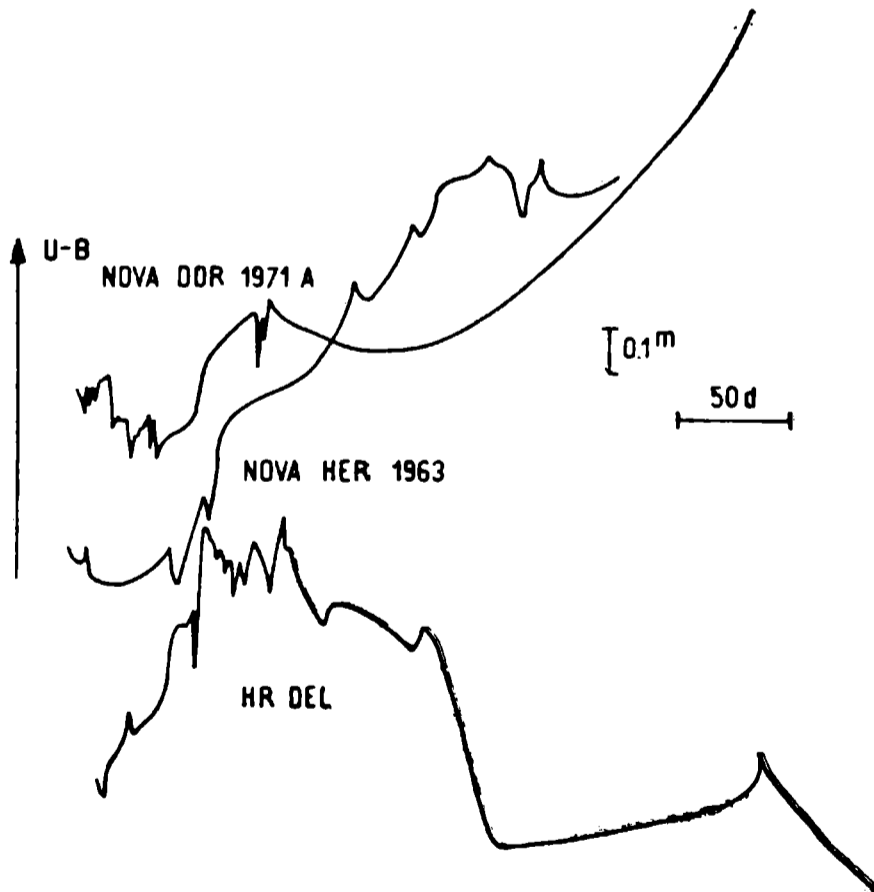


Fig. 8

Curvas de color (U-B) para las mismas novae de la Fig. 7

La relación entre la luminosidad máxima y la velocidad de declinación

Hace tiempo que se conoce la relación estrecha existente entre el máximo de luminosidad y la velocidad de declinación para novae normales. Al graficar las magnitudes máximas contra los logaritmos del tiempo de declinación de las tres primeras magnitudes, obtenemos una recta. Esto se ve en la figura 10. Si para una nova conociéramos la velocidad de declinación, pero tuviéramos alguna duda acerca de la determinación del máximo de luminosidad, la relación promedio del gráfico podría ser por supuesto muy útil. Sin embargo, la gran dispersión alrededor de la relación adoptada no debe ser olvidada. Además aparece nuevamente la influencia de la absorción interestelar.

Con respecto a esto, cabe mencionar que para determinaciones de distancia, Buscombe y de Vaucouleurs (1955) usan la magnitud correspondiente a catorce días después del máximo. Esta magnitud es la misma para casi todas las novae que usan para la calibración.

La relación entre el ascenso final y la declinación

Schmidt (1957) descubrió una estrecha relación entre el tiempo de ascenso final hacia el máximo y el de declinación inicial a partir del máximo. Este autor relaciona el tiempo de ascenso de las dos últimas magnitudes con el tiempo de declinación a través de las primeras dos y las primeras tres magnitudes. Las relaciones resultantes se exhiben en la figura 11. A veces estas relaciones pueden ser muy útiles, especialmente cuando tiene que ser determinada la posición del máximo principal.

Energía de radiación de un estallido

La energía liberada durante el estallido de una nova se desprende en forma de energía de radiación y de energía cinética. La energía radiada durante el estallido está en principio completamente definida por los datos fotométricos. Tenemos

$$E = \int_{t_1}^{t_2} 10^{C_0 - 0.4 [V(t) - D - C.B(t) + A_V]} dt$$

Donde

- E = Energía radiada durante el estallido.
- t_1 = Instante del principio del proceso.
- t_2 = Instante del fin del proceso.
- C_0 = Constante de emisión solar.
- $V(t)$ = Magnitud visual de la nova.
- D = Módulo de distancia.
- $C.B(t)$ = Corrección bolométrica en función del tiempo.
- A_V = Absorción visual.

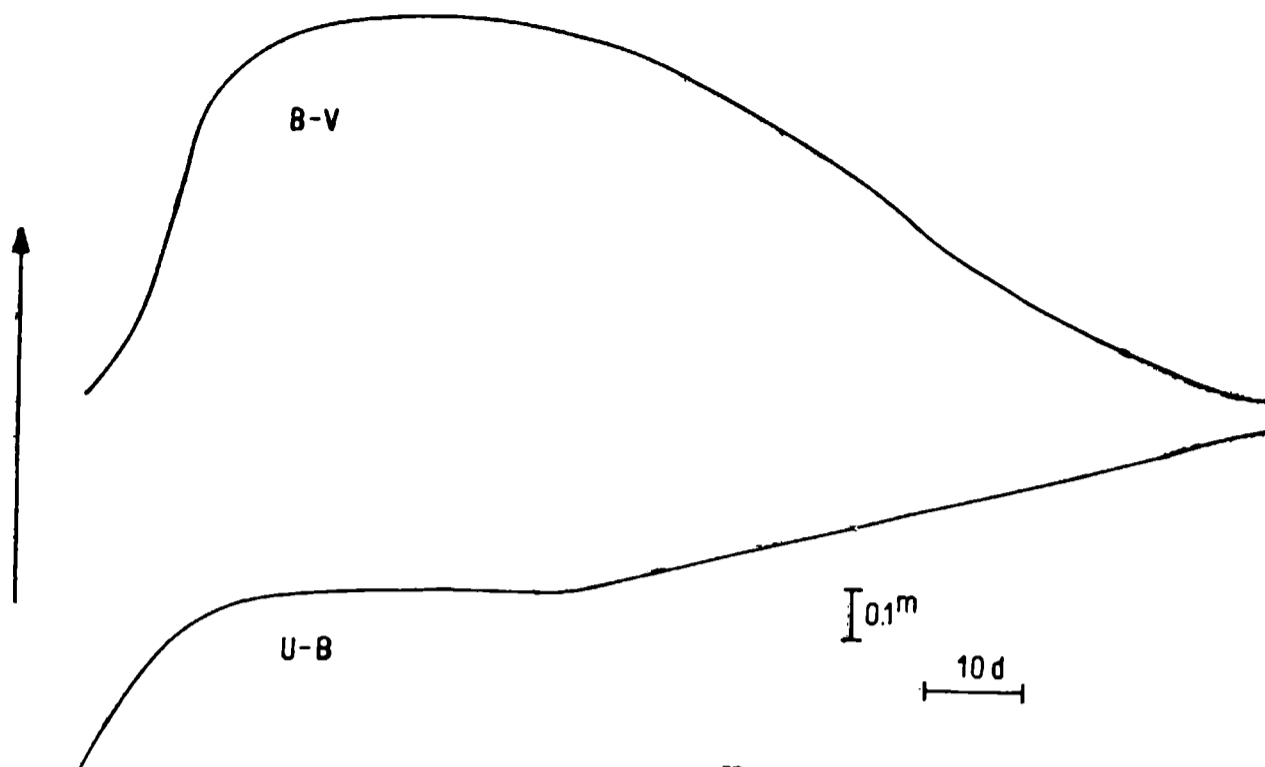


Fig. 9

Curvas de colores (B-V) y (U-B) para la supernova 1972 en NGC 5253 (Ardeberg y de Groot 1972 b)

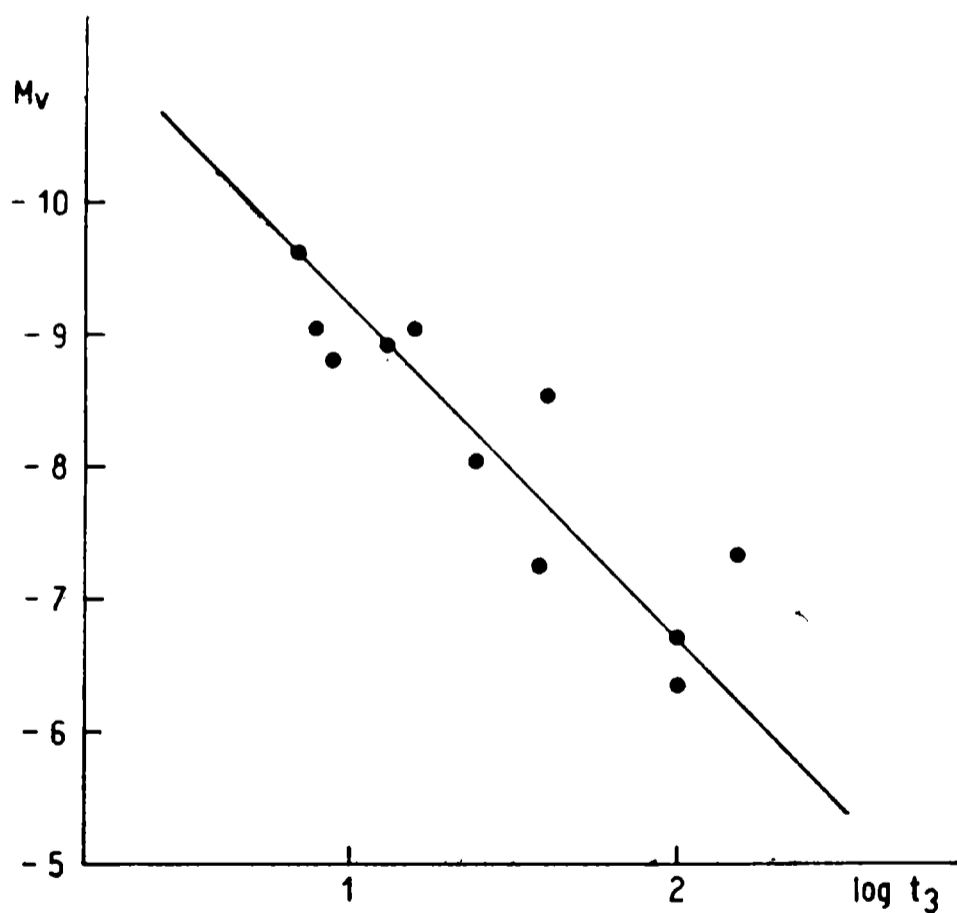


Fig. 10

Relación entre el máximo de luminosidad y la velocidad de declinación según Schmidt (1957). M_v indica magnitud visual absoluta y t_3 el tiempo de declinación insumido en las tres primeras magnitudes.

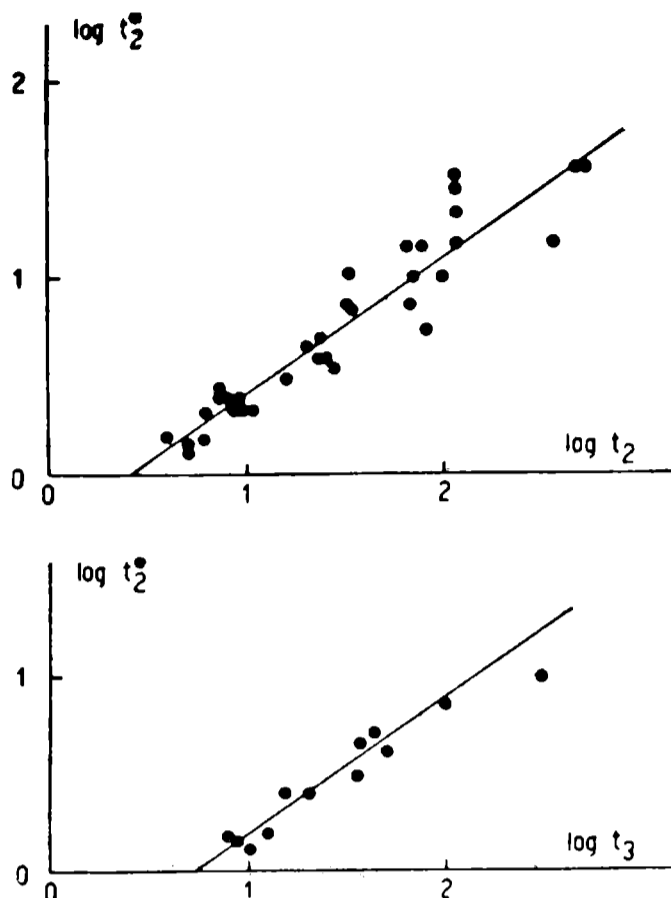


Fig. 11

Relación entre el ascenso final y la declinación según Schmidt (1957). t_2^* indica el tiempo de ascenso de las dos últimas magnitudes. t_2 y t_3 indican el tiempo de declinación insumido a las dos y tres primeras magnitudes, respectivamente

Normalmente no tiene mayor importancia definir t_1 y t_2 , puesto que esto sólo implica una pequeña contribución a la energía de radiación total en las fases inicial y final del estallido. C es una constante conocida. $V(t)$ causa problemas solamente si la curva de luz no ha sido cubierta adecuadamente con observaciones. Para una nova galáctica ni D , ni A_V son por lo general bien conocidas. En el caso de una nova en un sistema extragaláctico, D puede ser determinada a veces con bastante precisión. Esto también vale para A_V . El caso de la corrección bolométrica en cambio, es siempre un problema muy difícil, porque todavía no conocemos suficientemente la distribución general de energía espectral de las novas. Por lo dicho, los únicos parámetros que presentan dificultades son D , A y $C.B.$ Sin embargo, se puede obtener valores bastante fidedignos para D y A_V , sobre todo para novas en M31 y en las Nubes Magallánicas. En la mayoría de estos casos el error de D es insignificante. También para la determinación de A_V las novas en las Nubes Magallánicas son muy favorables, puesto que la absorción galáctica es bastante baja, y también lo es la absorción dentro de las Nubes mismas.

De todos modos, incluso para novas con distancias y absorción conocidas, la corrección bolométrica constituye un serio problema.

Normalmente la energía de radiación del estallido ha sido calculada solamente en base a mediciones hechas con un filtro V. Esto quiere decir que suponemos que la corrección bolométrica es esencialmente despreciable, o que debemos aceptar el tratar solamente con la "energía de estallido V".

La suposición que la corrección bolométrica sea insignificante es una simplificación peligrosa. Las líneas de emisión ya son factores dominantes en las etapas iniciales. Además se ha descubierto (Code, 1971; Code y Savage, 1972) que la nova Serpentis ha aumentado su luminosidad ultravioleta cuando la luz visual ya ha declinado dos magnitudes después del máximo.

Esto significa que la corrección bolométrica debe ser importante a partir de la primera fase evolutiva. Debido al debilitamiento progresivo del continuo debe presentar además un gradiente muy positivo, que bien podría ser más empinado que el gradiente negativo de la luminosidad visual medida. En otras palabras, podría ser muy difícil localizar en el tiempo la distribución real de energía de radiación del estallido, aunque las curvas de luz sean conocidas.

Lo mejor que podemos hacer con respecto a las correcciones bolométricas de las novae es tratar de estimarlas por medio de espectros y/o mediante colores.

Las "energías de estallido V" obtenidas para novae galácticas están comprendidas en el rango entre 3×10^{44} a 1×10^{45} ergs. (Aller, 1954; Payne-Gaposchkin, 1957).

Queda confirmado nuevamente que la suposición de la insignificancia de la corrección bolométrica puede hacer que las "energías de estallido V" sean mucho más bajas que las verdaderas energías bolométricas de radiación del estallido.

Comparación de novae galácticas con las de otras galaxias

El trabajo de Arp (1956) sobre las novae en M31 ha suministrado un excelente material para comparar los parámetros fotométricos de las novae de nuestra galaxia con las de M31.

En conjunto, las curvas de luz de las novae de M31 son bastante similares a las de las novae galácticas. Esto parece valer también para la luminosidad máxima y en forma aproximada para la relación entre la luminosidad máxima y la velocidad de declinación. Las energías de radiación del estallido están exactamente en el mismo rango.

El material obtenido de las Nubes Magallánicas es mucho menos extensivo que el obtenido de M31. De los datos existentes parecería que la similitud entre las novae en la galaxia y en M31 se extiende también a las novae en las Nubes Magallánicas.

Desde el punto de vista de la evolución estelar sería crucial confirmar (o rechazar) esta similitud, como también sería interesante poder extender las comparaciones a otras galaxias.

REFERENCIAS

- Aller, L. H.: 1954, *Astrophysics: Nuclear Transformations, Stellar Interiors and Nebulae*, The Ronald Press Company, New York.
- Ardeberg, A. and de Groot, M.: 1972 a, ESO Preprint.
- Ardeberg, A. and de Groot, M.: 1972 b, ESO Preprint.
- Arp, H. C.: 1956, *A. J.* 61. 15.
- Barnes, J. G. and Evans, N. R.: 1970, *Publ. A.S.P.* 82. 889.
- Beyer, M.: 1929, *Astr. Nachr.* 235. 427.
- Buscombe, W. and de Vaucouleurs, G.: 1955, *Observatory* 75. 170.
- Campbell, L.: 1903, *Harvard Ann.* 48. 39.
- Campbell, L.: 1919, *Harvard Ann.* 81. 113.
- Campbell, L.: 1932, *Harvard Bull.* Nº 890.
- Code, A. D.: 1971, *Ultraviolet Photometry of Nova Serpentis*, 1970 in *Orbiting Astronomical Observatory Symposium*, Amherst, Mass., August 22-23, 1971.
- Code, A. D. and Savage, B. D.: 1972, *Science*, 177. 213.
- Fernie, J. D.: 1969, *Publ. A.S.P.* 81. 374.
- Graham, J. A. and Araya, G.: 1971, *A.J.* 76. 768.
- Grouillier, H.: 1935, *Publ. l' Obs. de Lyon*, 1. Nº 16.
- Kopylov, J. M.: 1952, *Isw. Krim. Obs.* 9. 116.
- Krempec, J.: 1970, *Acta Astr.* 20. 267.
- Larsson-Leander, G.: 1953, *Stockholm Obs. Ann.* 17 Nº 8.
- Larsson-Leander, G.: 1954 a, *Stockholm Obs. Ann.* 18 Nº 3.
- Larsson-Leander, G.: 1954 b, *Stockholm Obs. Ann.* 18 Nº 4.
- Leavitt, S. S.: 1920, *Harvard Ann.* 84. 121.
- Mannery, E. J.: 1970, *Publ. A.S.P.* 82. 626.
- McLaughlin, D. B.: 1946, *A.J.* 51. 136.
- McLaughlin, D. B.: 1960, *The Spectra of Novae in Stellar Atmospheres*, Ed. J. Greenstein, University of Chicago Press, Chicago, P. 585.
- Minkowski, R.: 1964, *Supernovae and Supernovae Remnants*, in *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 2, 1964, p. 247.
- Payne-Gaposchkin, C.: 1957, *The Galactic Novae*, North-Holland Publishing Company, Amsterdam, Dover Publications, Inc. New York.
- Pettit, E.: 1943 a, *Publ. A.S.P.* 55. 14.
- Pettit, E.: 1943 b, *Publ. A.S.P.* 55. 108.
- Pettit, E.: 1943 c, *Publ. A.S.P.* 55. 152.
- Pettit, E.: 1943 d, *Publ. A.S.P.* 55. 285.
- Robinson, L. J.: 1968, a, *Sky and Telescope* 35. 123.
- Robinson, L. J.: 1968 b, *Sky and Telescope* 35. 397.
- Schmidt, Th.: 1957, *Z. Astrophys.* 41. 182.
- Van Genderen, A. M.: 1964, *Bull. Astr. Netherlands* 17. 293.

FOTOMETRIA Y ESTRUCTURA GALACTICA

ALEJANDRO FEINSTEIN

Observatorio Astronómico La Plata

La introducción hace diecinueve años del sistema fotoeléctrico UBV por H. L. Johnson ha permitido un desarrollo extraordinario en la aplicación de las técnicas de la fotometría fotoeléctrica a la astronomía. Esto ha sido consecuencia de su fácil reproducción por distintos observadores, pues para su definición es necesario poseer sólo elementos simples tales como un telescopio reflector, una fotomultiplicadora 1P21, y filtros standard de vidrio, todo ello al alcance de cualquier observatorio medianamente equipado.

Otra ventaja del sistema UBV es el alto grado de precisión que resultan de las mediciones fotoeléctricas. A pesar de que con el transcurso del tiempo se le han señalado algunos defectos, se ha acumulado en este sistema una enorme cantidad de información sobre magnitudes y colores de decenas de miles de diversos objetos celestes, todos ellos en un sistema único y homogéneo, y fácilmente intercomparables.

Si bien el conocimiento de la estructura espiral de la Galaxia es anterior al sistema UBV, el empleo de éste en la observación de algunos astros determinados nos ha permitido una visión más clara de su constitución.

En la Vía Láctea aparecen diversas clases de objetos; tanto estelares como no estelares, cada uno de ellos con una distribución espacial diferente. Nuestro interés está vinculado al estudio de la estructura galáctica, pero sólo hay un aspecto de ella que se nos presenta de manera clara: los brazos espirales. Por esta razón debemos limitarnos al estudio fotométrico de los objetos con una distribución directamente relacionada con la ubicación de los brazos.

Una lista de los cuerpos celestes más conspicuos ubicados en los brazos espirales debe incluir:

- 1) Cúmulos abiertos jóvenes con edades menores de 5×10^7 años,
- 2) Materia interestelar, la que incluye polvo y gas,

- 3) Estrellas de tipos espectrales tempranos, de O a B3,
- 4) Estrellas con emisión en la línea espectral $H\alpha$, conocidas como Be,
- 5) Estrellas Wolf-Rayet, que presentan bandas de emisión muy intensas,
- 6) Variables cefeidas,
- 7) Supergigantes rojas de tipos espectral M.

Todos los objetos listados aparentan estar situados exclusivamente en los brazos espirales. Esto se basa en la información obtenida en galaxias vecinas, y en los estudios de la Vía Láctea.

Si queremos obtener la ubicación espacial de los cúmulos estelares o de las estrellas individuales, es de fundamental importancia el conocimiento de su brillo intrínseco. Es por lo tanto necesaria una determinación correcta de la vinculación entre los valores de las magnitudes absolutas por un lado, y el tipo espectral y la clase de luminosidad por el otro. En la actualidad esta información se conoce razonablemente bien, especialmente en los aspectos vinculados con el sistema UBV.

Cada una de las bandas U, B y V es demasiado ancha para una derivación precisa de la magnitud absoluta sin recurrir al conocimiento adicional del tipo espectral y/o de la clase de luminosidad. Esto significa que además de la fotometría UBV se debe conocer al menos la clase de luminosidad de las estrellas observadas.

Ciertos sistemas fotométricos como el ubvy (B. Stromgren, 1966), el de cinco colores de Walraven y Walraven (1960), el de los siete colores de J. Borgman (1960), y otros, permiten una determinación más directa de tipos espectrales, clases de luminosidad y composición química, pero su uso no se ha desarrollado convenientemente, excepto del primero de ellos.

A continuación pasaremos revista a cada uno de los objetos que determinan los brazos espirales de la Galaxia.

Comenzaremos con los cúmulos abiertos jóvenes con edades menores de 5×10^7 años. Estos señalan en forma precisa los brazos espirales, como lo indican los trabajos de W Becker y R. P. Fenkart (1970). Las distancias y excesos de color se determinan con notable precisión, si han sido observados en el sistema UBV, y si además en cada caso se ha realizado con cuidado la acomodación a la secuencia principal de edad cero (ZAMS). El error en las distancias resulta del orden del 10 %.

También las estrellas tempranas de tipos espectrales O, y las B no más tardías que B3 con excelentes indicadores de los brazos espirales. En las estrellas del tipo B la línea espectral $H\beta$ de la serie de Balmer ha sido utilizada para calibrar fotoeléctricamente la relación de su absorción con el valor de la magnitud absoluta de la misma estrella. La medición se efectúa mediante un filtro ancho (170 Å) y un filtro angosto (30 Å), ambos centrados en la línea $H\beta$. La diferencia de intensidad entre ambas mediciones da un número

vinculado con la intensidad de la absorción. Cuanto mayor es ese número mayor es la absorción, o por el contrario mayor es la emisión, si la estrella eventualmente presenta hidrógeno en emisión. No interviene para nada la absorción interestelar ni la absorción atmosférica, de tal modo que éste es un método de observación muy simple.

Este sistema ha sido desarrollado observacionalmente por D. Crawford y sus asociados en el Observatorio de Kitt Peak, los que ha establecido un conjunto de 80 estrellas que definen el sistema H β (Crawford y Mander, 1966).

Usando las mediciones de la línea H β de un gran número de estrellas J. D. Fernie (1965), y J. A. Graham (1967) han efectuado una calibración de las magnitudes absolutas en función de los valores observados de H β ; más recientemente una nueva calibración ha sido obtenida por Crawford (1972). Si bien los valores numéricos son levemente distintos unos de otros, el error con que resultan las magnitudes absolutas es del orden de ± 0.05 , lo que puede introducir alguna indeterminación en las distancias así obtenidas.

Dos ejemplos ilustrativos de la aplicación de este método se presentan en los trabajos sobre la asociación Scorpio-Centaurus (H. Moreno y A. G. Moreno, 1968), y sobre las estrellas tempranas en la región de Carina (J. Graham, 1970). Ambos prueban que la medición de H β es una poderosa técnica para el estudio de la Vía Láctea.

Lamentablemente el método de la línea H β no es aplicable a las estrellas O tempranas, pues éstas no presentan efectos de luminosidad debido a la falta de sensibilidad de la línea al efecto Stark en altas temperaturas; esto justamente no permite su aplicación a las estrellas jóvenes muy estrechamente vinculadas a los brazos espirales.

Siguiendo los criterios espectrales de luminosidad, A. U. Landolt (1970) realizó un ensayo de clasificación fotométrica de estrellas O mediante filtros interferenciales ubicados en las líneas de emisión del NIII (λ 4637) y He II (λ 4686), y obtuvo una muy débil relación de la intensidad de ambas líneas con la magnitud absoluta. Una consecuencia de estos limitados resultados es que el campo de investigación está abierto a nuevas posibilidades. Si se pudiera obtener una razonable vinculación entre las luminosidades de las estrellas O, y el valor fotométrico de alguna determinada línea o del continuo, se daría un paso importantísimo en el conocimiento de la estructura espiral.

Otra clase de estrellas vinculadas a la población más joven de la Galaxia es la de las estrellas Be. Su utilización fotométrica no es posible, por la presencia de emisión en la serie de Balmer y en el continuo ultravioleta.

Por esta razón, las mediciones en UBV de las líneas de hidrógeno con filtro interferencial, están totalmente falseadas si se las compara con estrellas normales del mismo tipo espectral. Las estre-

llas Be tienen además la particularidad de presentar variaciones en la emisión, lo que complica aún más el problema. Una posible solución sería el estudio de las características de la emisión para obtener sobre esa base información de los colores intrínsecos para descontar la influencia de la emisión. Hecho esto se podría intentar conocer sus magnitudes absolutas.

H. Abt y J. C. Golson (1966) demostraron hace varios años que mediante la medición fotoeléctrica con filtros interferenciales de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ es posible separar en un diagrama $H\alpha$ versus $H\alpha/H\beta$, las supergigantes Be de las enanas Be. Como la diferencia de magnitud absoluta entre las estrellas de ambas clases de luminosidad es apreciable (recuérdese que en el primer caso la magnitud absoluta es aproximadamente -6 y en el segundo -3) éste podría ser un método útil para determinar la distribución de las estrellas supergigantes Be.

Siguiendo esta misma línea de investigación hemos realizado algunos ensayos midiendo fotoeléctricamente la intensidad de las líneas $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ y comparando esos valores con los de estrellas Be que carecen de emisión. En los diagramas que vinculan estos valores se ha obtenido en cada caso una secuencia bien definida para las estrellas sin emisión. En cambio las estrellas Be se presentan con valores numéricamente menores en $H\alpha$, $H\beta$, y $H\gamma$ (ver figuras 1 y 2). Para el diagrama $H\alpha$ versus $H\beta$, las estrellas Be están ubicadas en una banda que sugiere una determinada relación para el decremento de la emisión, lo que también se observa en el diagrama $H\alpha$ versus $H\gamma$. Algunas de las estrellas Be observadas ha presentado variaciones de su emisión a lo largo del tiempo, manteniéndose a pesar de ello siempre dentro de la banda lo que parece confirmar que el decremento de la emisión mantiene la misma relación. Por ende sería relativamente simple la corrección por el efecto de emisión de los valores medidos. Si este razonamiento fuera correcto, la obtención de las magnitudes absolutas sería simple y de esta manera sería factible su ubicación en el plano galáctico.

Otra clase de estrellas vinculadas con los cúmulos abiertos muy jóvenes es la de las estrellas Wolf-Rayet. Estas tienen en su espectro bandas de emisión muy intensas, y por este motivo los colores medidos, por ejemplo en el sistema UBV, están fuertemente afectados, y no son comparables con los colores de estrellas sin emisión. La fotometría de banda ancha no es por lo tanto adecuada en este caso. Investigaciones fotométricas con filtros interferenciales aplicados al continuo y a las líneas de emisión (L. Smith, 1968, B. E. Westerlund, 1966) muestran correlaciones evidentes con las secuencias WC y WN, pero no indican una clara vinculación con la magnitud absoluta. Las calibraciones sugieren una muy elevada luminosidad, de tal manera que una buena calibración fotométrica de las magnitudes absolutas mejoraría apreciablemente nuestro conocimiento de su ubicación dentro de la estructura galáctica.

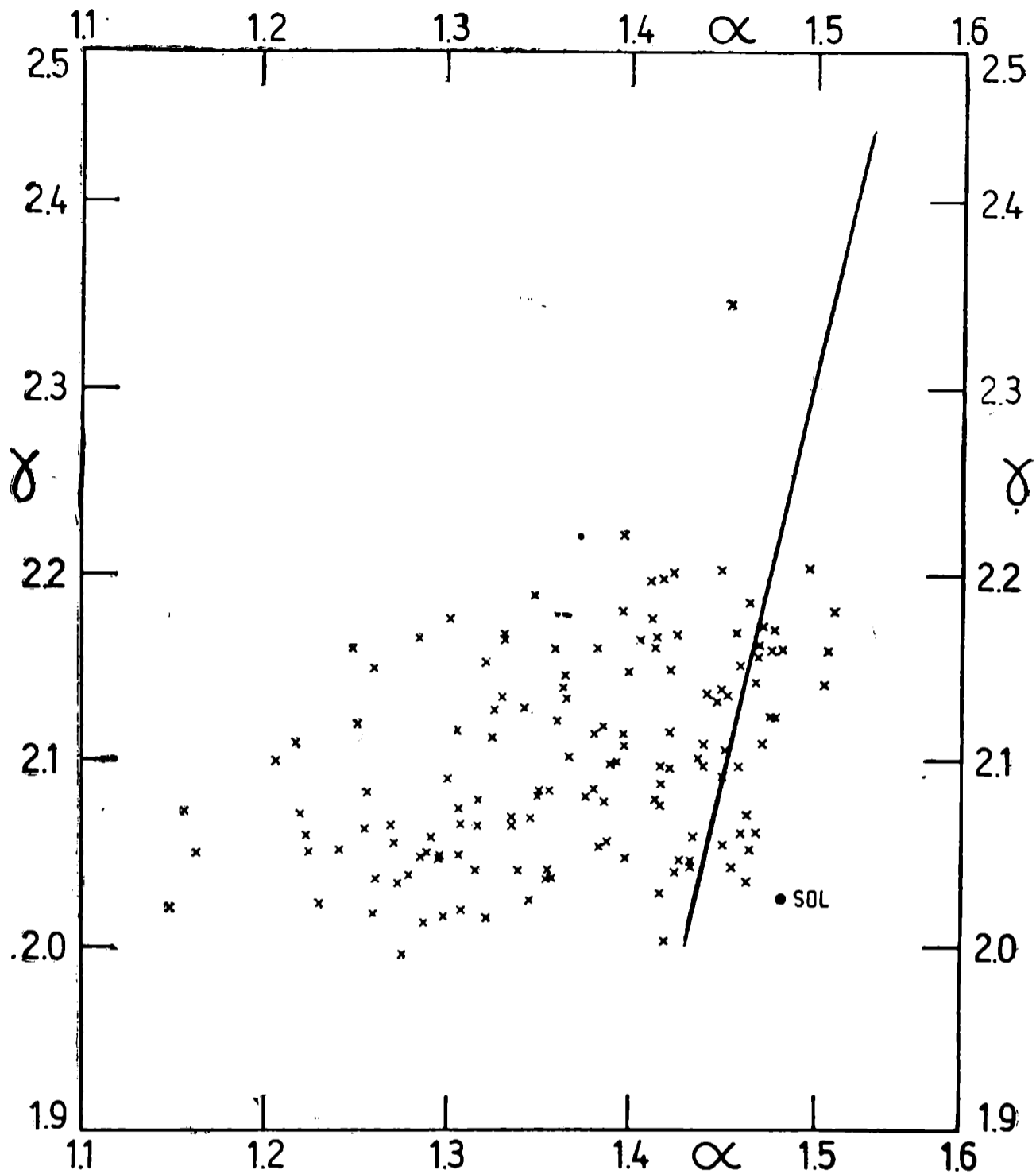


Fig. 1

Relación de $H\alpha$ versus $H\beta$ para las estrellas Be. La línea continua indica la envolvente izquierda de la secuencia correspondiente a las estrellas sin emisión. También se muestra la posición del Sol

Las variables pulsantes cefeidas más luminosas (o sea las de período mayor de 12 días) delínean muy bien los brazos espirales, de acuerdo a G. A. Tammann (1970). Inclusive lo hacen a distancias mayores que para otras clases de objetos, tales como las estrellas O-B y los cúmulos abiertos. Estas variables son estrellas muy jóvenes, con edades menores de 3×10^7 años. Su mayor ventaja consiste en que no se necesita conocer nada acerca de su espectro,

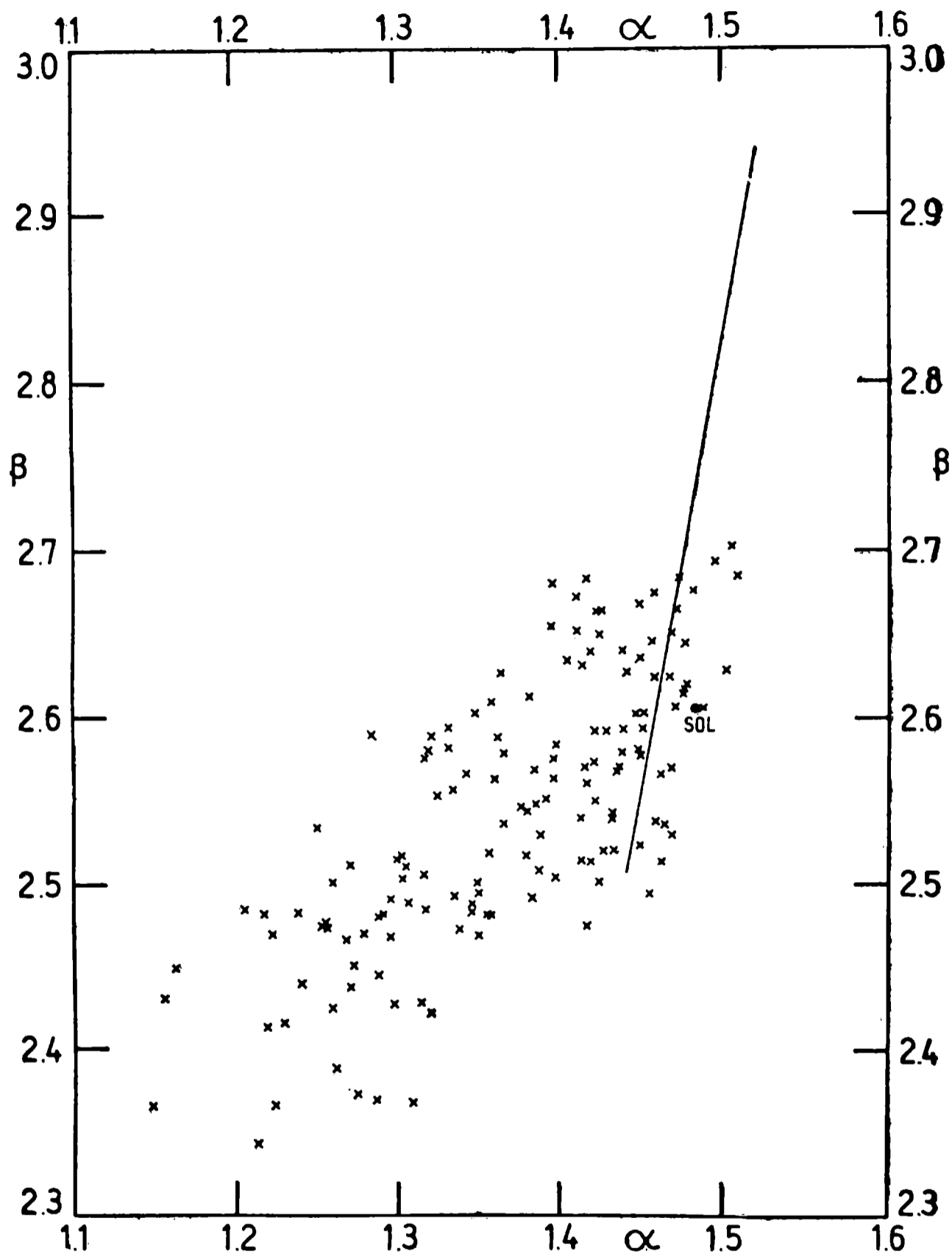


Fig. 2

Relación de $H\alpha$ versus $H\gamma$ para las estrellas Be. La línea continua indica la envolvente izquierda de la secuencia correspondiente a las estrellas sin emisión. También se muestra la posición del Sol

lo que permite aplicarles un método fotométrico puro: sólo se debe medir su magnitud aparente y determinar su período.

Otras estrellas que se ubican preferentemente en los brazos espirales son las supergigantes de tipo espectral M. Son por lo tanto excelentes indicadores de la ubicación de los brazos, según lo ha mostrado recientemente T. A. Lee (1970). Si bien la fotometría de banda ancha como el UBV no presenta problemas, parece más adecuado el empleo de mediciones fotométricas en longitudes de onda más largas, como las bandas RIJKL del sistema de H. L. Johnson (1966). Sin embargo, el estudio de este tipo de estrellas no ha tomado gran impulso, muy probablemente por la necesidad de contar con equipos fotométricos más complejos, tales como los desarrollados para la región infrarroja del espectro.

De este corto resumen acerca de las distintas clases de estrellas que permiten un adecuado estudio de la estructura de la Vía Láctea, una primera conclusión es la necesidad de contar con una buena calibración de las magnitudes absolutas de las estrellas consideradas. Pero como acabamos de ver, ello no siempre es posible, y cuando lo es, debe ser tomada en cuenta la posible existencia de errores sistemáticos que afectan la determinación de distancias, y en última instancia las dimensiones de la Vía Láctea.

Una mención especial merece el sistema ubvy que si bien no es adecuado para el estudio de las estrellas tempranas vinculadas a los brazos espirales, permite, sin embargo, una separación bien definida entre las enanas y supergigantes de tipos espectrales B2 a K0, y entre estrellas de Población I y II. Como esto último implica diferencias de contenido metálico y por ende de edad, este método es ideal para el estudio de las estrellas ubicadas fuera del plano de la Vía Láctea.

Es menester agregar también que la aplicación de la fotometría al estudio de la estructura galáctica está severamente limitada por la absorción interestelar, que dificulta la obtención de información a distancias mayores de unos 4 kpc del Sol. Por el otro lado, sin embargo, esto posibilita el estudio de la distribución del polvo interestelar, que es de fundamental importancia para el desarrollo de una teoría acerca del origen y de la evolución de los brazos espirales.

Para finalizar esta descripción del empleo de la fotometría en la determinación de la estructura galáctica se puede resumir diciendo que los métodos más precisos con que contamos en la actualidad son los que siguen. En primer término la observación UBV de cúmulos abiertos, que nos suministrará distancias y excesos de color. Le sigue la fotometría UBV de cefeidas con períodos mayores de 12 días, y finalmente la medición de la línea H β en estrellas tempranas, en las que, si además se mide la fotometría UBV, se puede derivar los excesos de color y por ende la distribución del polvo interestelar.

Por otra parte un aspecto deficiente lo presenta la información fotométrica de las estrellas O, Be y WR. En estos casos la fotometría fotoeléctrica no resulta útil para la obtención de sus distancias, debido a la falta de una adecuada calibración de los datos fotométricos observados en función de las magnitudes absolutas. Un estudio detallado y exhaustivo de las posibilidades que presentan estas estrellas sería de primordial importancia.

REFERENCIAS

- Abt, H. y Golson, J. C.: 1966, *Ap. J.* 143. 306.
Becker, W. y Fenkart, R. P.: 1970, *IAU Symp.* 38, p. 205 Reidel Publ. Co. Cordercht, Holland.
Borgman, J.: 1960, *Bull. Astr. Inst. Netherland* 15. 255.
Crawford, D. L. y Mander, J.: 1966, *A.J.* 71. 114.
Crawford, D. L.: 1972, unpublished.
Fernie, J. D.: 1965, *A.J.* 70. 575.
Graham, J.: 1970, *A.J.* 75. 703.
Johnson, H. L.: 1966, *Ann. Rev. of Astr. and Astroph.* vol. 4 p. 193. Annual Rev. Inc. Palo Alto.
Landolt, A. U.: 1970, *A.J.* 75. 337.
Lee, T. A.: 1970, *Ap. J.* 162. 217.
Moreno, H. y Moreno, A. G.: 1968, *Ap. J. Suppl.* 15. 459.
Smith, L.: 1968, *M.N.R.A.S.* 138. 109.
Stromgren, B.: 1966, *Ann. Rev. of Astr. and Astroph.* vol. 4 - p. 433. Annual Rev. Inc. - Palo Alto.
Tammann, G. A.: 1970, *IAU Symp.* 38, p. 236 - Reidel Publ. Co. Dordrecht, Holland.
Walraven, Th. y Walraven, J. J.: 1960, *Bull. Astr. Inst. Netherland* 15. 67.

FOTOMETRIA Y ESPECTROSCOPIA ESTELAR

PATRICK S. OSMER

*Observatorio Interamericano de Cerro Tololo **

Históricamente la fotometría estelar ha consistido en la determinación de la intensidad estelar en determinadas bandas anchas del espectro, como por ejemplo se realiza en el sistema *UBV*. En cambio la espectroscopía estelar se dedica a obtener la intensidad de las líneas, relativas al espectro continuo. ¿Por qué existe esta división en dos técnicas, cuando lo que se desea conocer realmente es la intensidad absoluta del espectro para cada longitud de onda?

Obviamente la división persiste debido a las limitaciones de los instrumentos usados actualmente. Así por ejemplo tenemos las fotomultiplicadoras, que dan muy buenos resultados para determinar las intensidades absolutas, pero que pueden medir sólo una parte del espectro. Además no son convenientes para medir cientos o miles de longitudes de onda. Por otra parte la placa fotográfica, que es un buen detector multicanal, es muy difícil de usar para medidas de espectrofotometría absoluta.

Actualmente estos dos campos ya no son tan distintos, porque se usan instrumentos fotoeléctricos multicanales que permiten espectrofotometría absoluta de baja resolución. También hay instrumentos de un solo canal que sirven para espectrofotometría de alta resolución en longitudes preseleccionadas, por ejemplo, en $H\beta$ o en otras líneas de absorción. Parece que en un futuro cercano dispondremos de un detector casi ideal, basado en cámaras de TV, que ofrecerá las ventajas de las fotomultiplicadoras, es decir, de las intensidades absolutas combinadas con las ventajas de las placas fotográficas, que permiten medir todas las partes del espectro simultáneamente. En este caso podremos hablar de espectrofotometría estelar en vez de hablar de fotometría y espectroscopía separadamente.

* Operado por la Asociación de Universidades para Investigaciones en Astronomía Inc. bajo contrato con la National Science Foundation.

En estos momentos las dos técnicas independientes son aún muy importantes para el estudio de las estrellas. Ahora bien, ¿cuáles son los problemas que debemos estudiar con estos procedimientos? Basándonos en que la astronomía ha sido siempre una ciencia de descubrimientos observacionales un área de fundamental interés es el del estudio de los objetos recientemente descubiertos. Otra área importante es la que utiliza la teoría de las atmósferas e interiores de estrellas para determinar sus propiedades físicas (las temperaturas, gravedades, composiciones, edades y fases evolutivas). Obviamente es necesario verificar la validez de la teoría, comprobar la aplicabilidad de los modelos de atmósferas en equilibrio termodinámico local (LTE), comprobar las predicciones de los modelos de "non-LTE" y/o de modelos dinámicos. En síntesis creo que el objeto de estos estudios es conocer la variedad de estrellas existentes y comprender el por qué de su composición, su historia, su fase evolutiva y sus características físicas.

En forma más específica trataremos tres campos de investigación, que a mi juicio son importantes para los astrónomos que trabajan en el hemisferio austral: 1) estudios de objetos pertenecientes a nuevos catálogos; 2) estudios físicos, y 3) comprobación de teorías.

El traslado del telescopio Curtis Schmidt de Michigan a Cerro Tololo ha sido un hecho muy importante, ya que de los programas que se han llevado a cabo con sus prismas objetivos han resultado descubrimiento muy valiosos de distintos tipos de estrellas, por ejemplo, de estrellas muy tempranas, estrellas luminosas, estrellas peculiares de varios tipos, estrellas nuevas que pertenecen a las Nubes de Magallanes, estrellas viejas (de población II), etc. El progreso del programa de Michigan de la clasificación en el sistema MK de todas las estrellas más brillantes de magnitud diez, implicará un nuevo catálogo Henry Draper. La gran mayoría de las estrellas carece de fotometría *UBV*, y creo que este nuevo catálogo será una fuente inagotable para investigaciones fotométricas y espectroscópicas futuras.

En el caso de estrellas relativamente brillantes, que están al alcance de nuestros instrumentos de alta resolución, (espectrógrafos Coudé y espectrofotómetros) el hemisferio sur ofrece un número excepcional de problemas importantes a resolver. En la constelación de Carina, Walborn descubrió recientemente estrellas del tipo O que son las más tempranas conocidas hasta la fecha. Sin duda esta es una región en la que el proceso de formación de estrellas nuevas es muy activo. Estrellas de similar interés son las del tipo B abundantes en helio, las estrellas identificadas por Bond como deficientes en metales, las estrellas que podrían ser asociadas con fuentes de rayos X y las estrellas peculiares de tipo espectral A. En muchas de estas estrellas es posible hacer estudios físicos basados en la teoría existente, ampliando así nuestros conocimientos.

En algunos casos, como en el de las estrellas muy tempranas, es cierto que la teoría normal, es decir, la que supone equilibrio termodinámico e hidrostático no se aplica, ya que las estrellas no satisfacen estas condiciones. Este tipo de objetos es por lo tanto muy apropiado para verificar las nuevas teorías, por ejemplo las de Auer y Mihalas, quienes están desarrollando su trabajo en base a "no-ETL". Otros tipos de estrellas que tampoco están en equilibrio son las subenanas calientes y las supergigantes. En estas estrellas, las observaciones precisas de los perfiles de las líneas en alta resolución para determinar sus características y su variabilidad, probablemente significarán un gran avance para la elección de los modelos de atmósfera apropiados.

Para ilustrar lo expuesto, presentaré un ejemplo del trabajo que he estado realizando últimamente. Los programas de Sanduleak en los que él identificó casi mil quinientas estrellas de las Nubes de Magallanes, me interesaron enormemente, por que estas Nubes constituyen un buen laboratorio para el estudio de estrellas luminosas. Todas ellas están prácticamente a la misma distancia y su enrojecimiento es relativamente pequeño. Podemos conocer por ende sus luminosidades y colores intrínsecos mejor que para muchas estrellas de nuestra Galaxia. Además porque también se trata de una muestra de estrellas relativamente completa, se puede deducir las características de la formación y evolución de estrellas masivas.

La manera más rápida para clasificar las estrellas según su luminosidad y temperatura es por medio de la fotometría; de ahí que elegí el sistema *uvby* y $H\beta$ de Stromgren y Crawford ya que da más información que el sistema *UBV* solo, y es mejor para verificar las predicciones de la teoría. Por esto observé todas las estrellas del catálogo de Sanduleak de la Pequeña Nube de Magallanes y las cuarenta y cinco estrellas más brillantes de su catálogo de la Gran Nube de Magallanes en este sistema.

Usando los diversos índices de color del sistema, encontré que era posible distinguir diferentes tipos de estrellas interesantes. Por ejemplo, las estrellas con valores c , (medida del salto de Balmer) igual o menor que $+0.2$ y valores de β menores que 2.54 , son supergigantes con $H\beta$ en emisión y con tipo espectral no más tardío que B5. Otro ejemplo lo constituye la clasificación de las estrellas *Of* (ver dibujo 1, $[m_1]$ $[c_1]$). Estos objetos tienen líneas de emisión de nitrógeno y helio en la banda *b* del sistema y se distinguen por sus pequeños valores de $[c_1]$ (que implica alta temperatura) y los valores de $[m_1]$ que son mayores que lo normal para estrellas tempranas (debido al efecto de la emisión en el índice m_1). Aquí $[c_1]$ y $[m_1]$ son los índices c_1 y m_1 corregidos por la posibilidad de enrojecimiento según la definición de Stromgren. El índice m_1 normalmente es usado para medir el efecto de las líneas de absorción cercanos a 4.100 \AA en estrellas del tipo *F*. Gracias a la fotometría

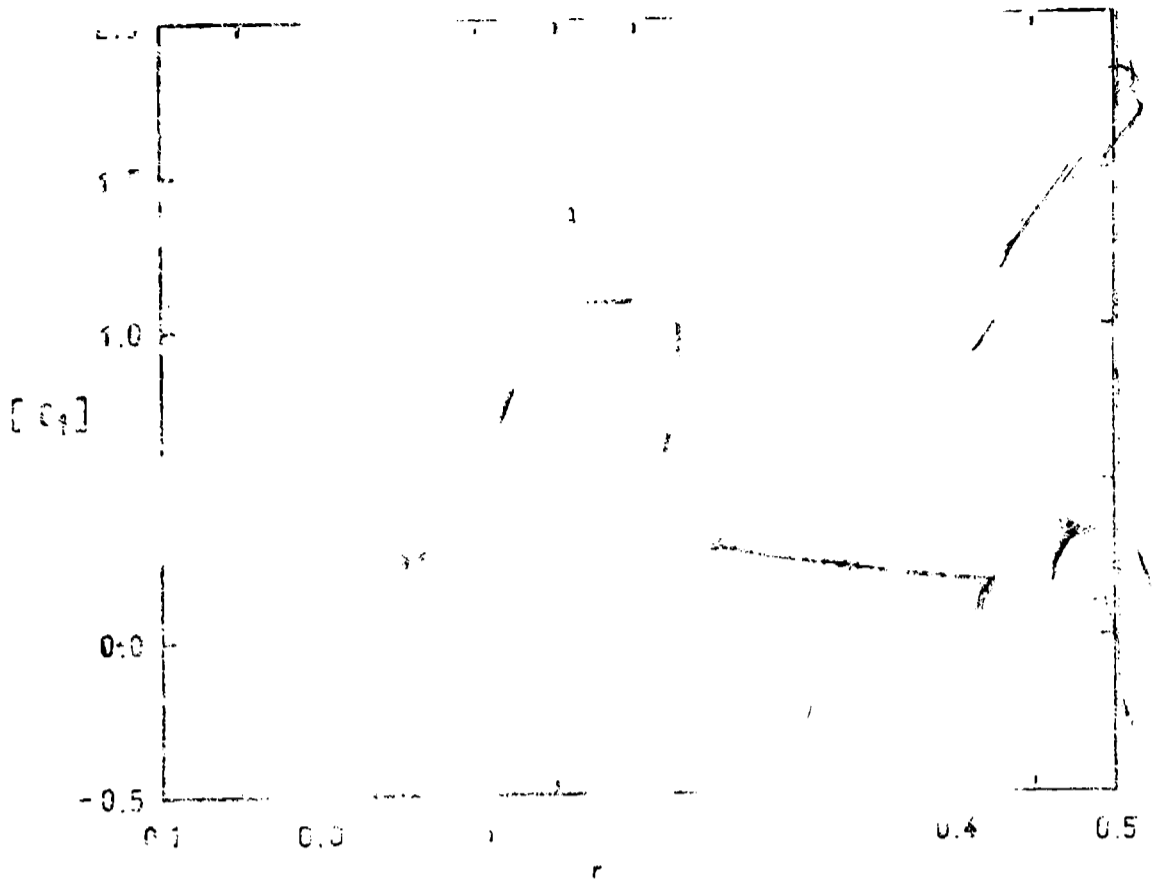


Fig. 1

$[c_1]$ $[m_1]$ para las estrellas más brillantes de la Pequeña Nube de Magallanes. La curva indica la relación para la secuencia principal de nuestra galaxia y las dos X indican supergigantes de nuestra galaxia. Los símbolos indican la magnitud visual de las estrellas menos 10. Las dos estrellas marcadas por NM no son miembros de la Nube. WR indica las estrellas del tipo Wolf-Rayet. Las estrellas $[c_1] < -0.1$ y $[m_1] > 0.05$ son candidatas para el tipo OF

tengo ahora varios candidatos para ser estudiadas espectroscópicamente en más detalle.

Como ejemplo de un problema que encontré en la teoría de estas estrellas citaré el de sus temperaturas efectivas. Cuando usé los modelos de atmósfera, al hacer una calibración de $u-b$ con $\log T_e$, noté que ella era muy diferente a las calibraciones anteriores de Johnson (ver figura 2) y de Hanbury Brown. Aunque es un problema difícil de solucionar en forma definitiva, demostré que si se corregía los resultados de Hanbury Brown para ϵ Ori (BOIa) por enrojecimiento, prácticamente toda la diferencia desaparecía. Por lo tanto creo que hay una buena probabilidad que sean correctas las temperaturas más altas para las estrellas supergigantes del tipo B indicadas por los modelos. Esperamos que las observaciones hechas fuera de la atmósfera terrestre den una calibración fundamental y más precisa.

En resumen, espero haber demostrado que hay muchos problemas importantes que resolver en el hemisferio sur con la fo-

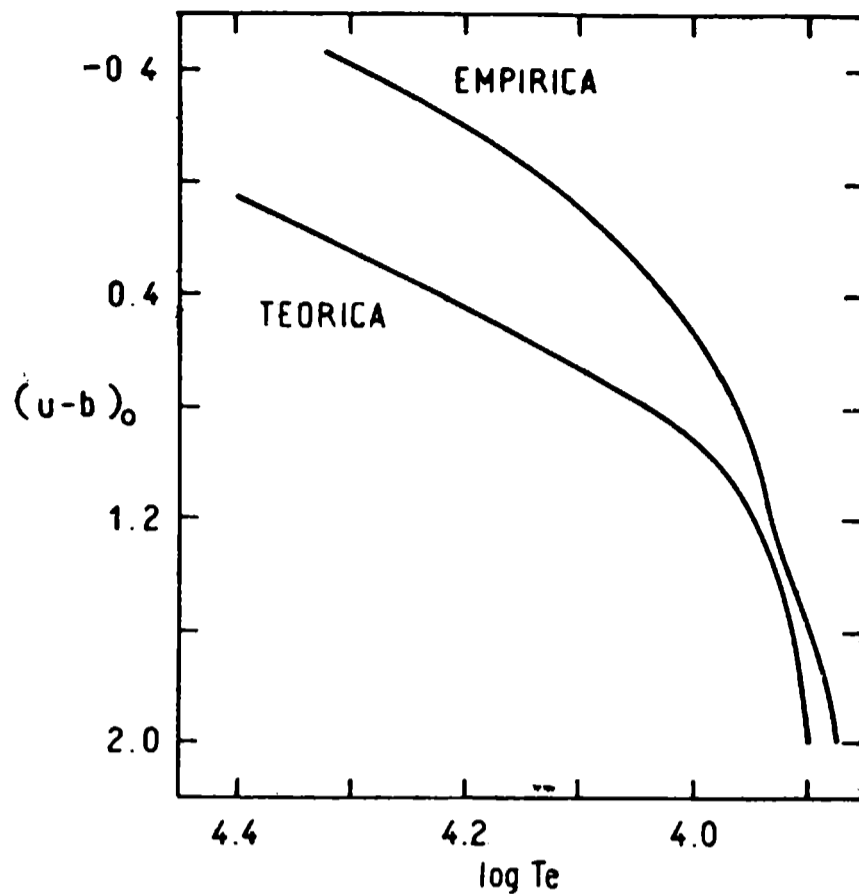


Fig. 2

Ejemplo del problema de las temperaturas para estrellas muy luminosas. Los modelos de atmósfera dan temperaturas más altas que los resultados de Johnson para el mismo valor de $(u-b)_0$ para temperaturas mayores que 10^4 °K

tometría y espectroscopía estelares. Por supuesto que no pude referirme a todos los campos de investigación por falta de tiempo, pero es seguro que con un conocimiento de astrofísica y con las técnicas modernas de observación, nunca faltará algún tema de investigación importante que realizar en nuestro interesante hemisferio.

ESPECTROFOMETRIA FOTOELECTRICA

JURGEN STOCK

*Instituto Venezolano de Astronomía
Mérida - Venezuela*

La clasificación de espectros estelares comenzó con un sistema unidimensional, con la intención de representar con ella una secuencia de temperatura. La necesidad de introducir parámetros adicionales, finalmente condujo al sistema MK que hoy se usa generalmente. El sistema MK permite clasificar estrellas en dos dimensiones, de acuerdo a sus temperaturas y a sus luminosidades. Cuando uno considera al procedimiento de clasificación desde un punto de vista estrictamente matemático, dos criterios espectrales independientes, tales como intensidades de líneas o cocientes de intensidades de líneas, serán suficientes para determinar en forma inequívoca el tipo espectral y la luminosidad. Sin embargo, el tipo espectral no es necesariamente determinado a partir de un criterio espectral, y la luminosidad por el otro. La clase de luminosidad y el tipo espectral pueden ser en realidad funciones de ambos criterios espectrales. Lo que realmente estamos diciendo es que para la determinación de dos incógnitas se necesitan dos ecuaciones independientes. El problema en consideración surge cuando están disponibles más que dos criterios espectrales. Si estos se contradicen estamos en un dilema. Astrónomos que trabajan extensamente en clasificación estelar están muy al tanto del problema. Cuando clasifican un espectro que muestra muchos detalles determinan el tipo espectral del aspecto general del espectro, despreciando así discrepancias indicadas por criterios individuales. En realidad, algunas de estas discrepancias más comunes ya han conducido (por lo menos parcialmente) a una tercera dimensión en la clasificación, con clasificaciones adicionales tales como estrellas de líneas metálicas, estrellas deficientes de metales, estrellas de helio y otros grupos semejantes.

Podemos considerar al problema de un modo totalmente diferente preguntándonos cuántos parámetros físicos de la estrella contribuyen a la apariencia de un espectro. En primer lugar podemos

mencionar la masa y la temperatura como parámetros físicos libres. A ellos podemos agregar la composición química. En el modelo más sencillo ésta está compuesta por dos parámetros libres, o sea, la razón H/He y la razón H/metales. Una descripción más precisa de espectros estelares puede requerir un mayor número de razones de abundancia. Recientes trabajos teóricos y empíricos han demostrado que la rotación afecta en una forma sistemática al espectro tanto como a la temperatura y la luminosidad de una estrella. Rotación significa dos parámetros libres, la velocidad de rotación y el ángulo de aspecto. Un campo magnético estelar también agrega dos parámetros libres, la intensidad del campo y su orientación. Los parámetros mencionados anteriormente no son de ninguna manera una lista completa de todos aquellos que pueden afectar uno o varios criterios espectrales, ni son todos necesariamente independientes. Lo que es esencial es comprender que los parámetros físicos constituyen un sistema de N variables independientes, siendo N seguramente mayor que dos.

Podemos considerar los criterios espectrales medibles, tales como anchos equivalentes o profundidades de líneas, desde el mismo punto de vista. Estos *parámetros* espectrales también constituyen un sistema con un cierto grado de libertad. Si hay " n " variables independientes involucradas en los parámetros espectrales por razones obvias " n " no puede ser mayor que el número N de parámetros físicos libres. Por otra parte, " n " no tiene que ser necesariamente igual a N , sino que con frecuencia puede ser menor que N . Esto quiere decir que para una resolución y un rango espectral dados puede haber parámetros físicos que no se pueden obtener, o que algunos, o todos ellos no se pueden obtener con precisión. En principio, el valor de " n " se puede determinar, para un sistema óptico dado, en forma empírica mediante una gran cantidad de criterios espectrales aplicados a una gran cantidad de diferentes tipos de objetos, y sometiendo estos datos luego a un análisis de correlación.

Las consideraciones anteriores son de especial interés para el estudio de la estructura de nuestra galaxia. En este campo, si se prefiere independizarse de un modelo cinemático aún no comprobado, se depende totalmente de determinaciones fotométricas de distancias. Estas involucran el conocimiento de magnitudes absolutas las que para estrellas individuales, con excepción de las variables, se determinan en base de criterios espectroscópicos. Se ve fácilmente que con magnitudes absolutas que tienen un error probable de media magnitud no se resuelven detalles de estructura galáctica a distancias mucho mayores de un kiloparsec. Por esto es imprescindible mejorar la determinación espectroscópica de magnitudes absolutas si se desea progresar en forma significativa en el campo de la estructura galáctica.

Puede parecer tentador medir con mucha precisión los criterios conocidos de luminosidad. Tenemos que recordar, sin embargo, que

no tenemos ninguna prueba que exista un criterio que dependa solamente de la luminosidad. Teóricamente en el peor caso se necesitan hasta N parámetros espectrales independientes para especificar en forma inequívoca un parámetro físico, de modo que la situación podría ser que la luminosidad pueda determinarse con precisión solo si N criterios espectrales adecuados han sido medidos. Hasta ahora no solamente se desconoce la dimensión del sistema de parámetros físicos, sino también se ignora cuántos parámetros espectrales se necesitan para determinar con exactitud los parámetros físicos ya conocidos. Un espectrofotómetro fotoeléctrico podría ser el instrumento capaz de procurar los datos requeridos.

Un espectrofotómetro fotoeléctrico es un fotómetro estelar acoplado a un espectrógrafo. Este último está provisto de un diafragma de entrada (no una ranura) y de una ranura de salida. El elemento de dispersión (red de difracción o prisma), está montado de tal manera que pueda ser girado durante la observación de una estrella. La selección del tamaño del diafragma, del ancho de la ranura, y de la dispersión en el plano de la ranura dependen de la turbulencia atmosférica, de la distancia focal del telescopio y de la resolución requerida para poder medir los criterios espectrales de interés.

El diafragma tiene que suprimir tanto como es posible la luminosidad del fondo del cielo, y a la vez tiene que admitir toda la imagen estelar, aún en las peores condiciones de turbulencia atmosférica. En caso de que se use un haz monitor —que se describirá más adelante— se puede admitir un cierto nivel de ruido de señal causado por un diafragma muy pequeño.

Para seleccionar el ancho de la ranura de salida hay que tomar en cuenta varias consideraciones:

1) Los movimientos de la estrella dentro del diafragma, causados por turbulencia atmosférica o por mal guiaje del telescopio, producen un movimiento del espectro a través de la ranura en el sentido de la dispersión. Por este motivo la ranura tiene que ser ancha comparada con el diámetro proyectado del diafragma. Las condiciones más favorables se obtienen cuando se usa un elemento de dispersión de alto poder junto con una gran reducción de la distancia focal desde colimador a óptica de cámara.

2) El ancho de la ranura de salida determina la sensibilidad del equipo. Por esto, estudios de estrellas débiles requieren una ranura ancha. Para dar un ejemplo, con un telescopio de 16 pulgadas y un ancho de ranura de 50 \AA , utilizando un fotomultiplicador refrigerado del tipo 1P21 como detector, se obtiene una deflexión que puede ser leída con una precisión del uno por ciento en un segundo para una estrella de intensidad 3×10^{-5} en la longitud de onda de aproximadamente 4000 \AA .

3) El ancho de la ranura de salida determina la resolución espectral. Para un telescopio de 16 pulgadas y un ancho de ranura de 50 \AA , una línea de anchura de $0,5 \text{ \AA}$ produce

una depresión respecto al continuo del uno por ciento. La misma línea observada con un ancho de ranura de 5 Å produce una depresión del diez por ciento.

Las observaciones con un espectrofotómetro fotoeléctrico se pueden realizar de dos maneras; o bien se puede colocar el espectrofotómetro en una serie de longitudes de ondas fijas y seleccionadas, siguiendo así esencialmente el procedimiento de la fotometría multicolor, o se puede registrar todo el espectro accesible al detector. Si estamos pensando en medir todos los criterios disponibles en espectros estelares, el segundo procedimiento parece ser más adecuado. Sin embargo, este procedimiento consume mucho tiempo y tiene un serio defecto, debido a que variaciones de la sensibilidad del equipo o de la transparencia de la atmósfera terrestre, que pueden ser funciones del tiempo, se transforman en errores sistemáticos que dependen de las longitudes de onda. Para reducir este efecto se han propuesto diversos caminos:

1) Se acopla el fotómetro a un analizador multicanal. Los registros se hacen en forma rápida y periódica, llevando la salida del fotómetro al analizador sincronizado. El estado de los diferentes contadores del analizador puede ser observado continuamente por el observador en un osciloscopio sincronizado, pudiendo aquel interrumpir los conteos cuando se han acumulado bastantes datos en todos los canales. Este procedimiento distribuye uniformemente las variaciones de la sensibilidad del equipo y la componente neutral de las variaciones de la transparencia entre todos los canales.

2) Se puede interceptar el haz estelar directamente detrás del diafragma, llevando una pequeña parte de la luz a un segundo fotómetro que controla la sensibilidad del fotómetro registrador. Este procedimiento ante todo elimina los efectos del ruido de la señal producido por un diafragma pequeño, e igualmente elimina las variaciones neutras de la transparencia. No controla las variaciones de la sensibilidad del fotómetro registrador, y puede introducir variaciones adicionales debidas a la inestabilidad del fotómetro monitor.

3) Se puede controlar directamente el desplazamiento del espectro mediante un contador de pulsos, tomando la velocidad de avance como medida recíproca de la intensidad. De esta manera se distribuye el tiempo de observación en la forma más eficiente sobre el espectro, reduciendo a la vez en forma considerable el tiempo de observación para estrellas brillantes. De esta manera se reducen los efectos causados por variaciones de sensibilidad o transparencia por lo menos para las estrellas brillantes.

INFORMACION Y CATALOGOS

CARLOS JASCHEK

Observatorio Astronómico La Plata

He relatado el año pasado en la reunión de Carlos Paz (Simposio N^o 50 de la U.A.I.) al cual la mayoría de Uds. han asistido, las necesidades y el estado actual del problema de información en astrofísica, por lo que me limitaré a examinar en detalle los problemas referentes a la fotometría.

Todos sabemos que el flujo de información que nos llega através de revistas y libros es grande, que aumenta con los años y que cada vez resulta más difícil mantenerse informado. Esta necesidad de mantenerse informado y las cuestiones que esto plantea constituyen el tópico de mi exposición.

Miremos primero algunos números referentes a la información en el campo de la fotometría fotoeléctrica. El catálogo de Blanco et al. contiene 20.700 estrellas medidas en el sistema UBV, sistema que comenzó a utilizarse en 1953 y que Blanco cataloga hasta 1967. En La Plata hemos confeccionado un catálogo fotométrico que lista *todas* las mediciones fotoeléctricas hechas en *cualquier* sistema, desde 1913 hasta 1968. (El catálogo está ya impreso.) Pues bien, el catálogo sólo contiene 25.000 estrellas, lo que implica que la duplicación o superposición ha sido muy grande, es decir que los observadores han medido una y otra vez las mismas estrellas en sistemas fotométricos distintos. Hay que hacer la salvedad de que ninguno de los dos catálogos incluye estrellas en cúmulos, galaxias externas o en campos especiales en los que las estrellas no están listadas por coordenadas. Estimamos el número de estas estrellas en unas 10.000 estrellas adicionales.

¿Con qué velocidad crece el número de datos? Estimaciones hechas en La Plata da un aumento anual del orden del 10 al 15 %, o sea que la información se duplica en 5 años aproximadamente. Esto es agradable, siempre y cuando se pueda utilizar la información; lamentablemente no es el caso.

Una revisión de la literatura muestra que la mayoría de los artículos contienen datos (magnitudes, índices de color) para un número de estrellas comprendido entre diez y cien. Supongamos que como óptimo haya cien estrellas por artículo. Entonces si hay 4.000 estrellas nuevas observadas por año, hay al menos 40 artículos; pero ya en 1968 había 127 artículos que contenían datos fotométricos, de ellos 54 que contenían más de 10 estrellas. Es decir que si al año siguiente de finalizado el catálogo de Blanco se deseara saber si un objeto especial ha sido medido, habría que recorrer 127 artículos... Estoy seguro que la mayoría de nosotros abandonaría la búsqueda casi enseguida, o sea que los datos publicados después del último catálogo no se aprovechan sino en forma parcial.

Todo esto muestra la importancia de los catálogos como puntos de referencia fijos dentro del flujo de las informaciones que llegan; la conclusión, a mi juicio inescapable, es que los catálogos deben ser publicados a intervalos cada vez menores.

En consecuencia se plantea la necesidad de examinar con atención el cómo y el porqué se hacen catálogos. Generalmente los catálogos nacen de un propósito definido, tal como el de compilar todos los datos importantes para estructura galáctica, pero pocas veces este esfuerzo es continuado sistemáticamente. Generalmente un catálogo ha sido obra de un individuo, y el que lo hizo no lo continuó.

Esto es un procedimiento poco económico ya que en la práctica casi nunca la continuación del catálogo se lleva a cabo en la misma forma que el original. Además al no haber continuidad se produce una interrupción, la que como hemos visto, se hace cada vez más inadmisibile.

Para cambiar este estado de cosas podemos formular los siguientes requisitos: a) continuidad en la recopilación de datos; b) uniformidad en el modo de recopilarlos; c) demora mínima para publicarlos. Un esfuerzo en este sentido se está realizando en el "Centro Europeo de Datos Estelares" que es una entidad que recoge y sistematiza datos estelares tales como velocidades radiales, posiciones, movimientos propios, magnitudes, colores, tipos espectrales, etc. Cada grupo de datos está a cargo de un especialista que se ocupa de recoger la información y transmitirla al Centro. El Centro se constituyó en 1971 en base a la cooperación de Lausanne y Ginebra (Suiza), Heidelberg (Alemania), París, Marsella y Estrasburgo (Francia) y La Plata. Para el área fotométrica es el Observatorio de Lausana-Ginebra el que es encarga de la tarea. En el momento actual el Dr. B. Hauck dispone, en forma de tarjeta y/o cinta magnética, de los siguientes catálogos o trabajos bibliográficos referentes a los sistemas de:

G. E. Kron y col.
Straizys y col.
Ginebra

Borgman
Argue
Walraven
Bahng
Johnson: UBV
Stromgren: ubvy
Johnson extendido: RIJKL

Además existen:

- a) Un catálogo continuación de Blanco, compilado por Mermilliod, que comprende 23.000 entradas UBV tomadas de 160 artículos. En conjunto se disponen de más de 50.000 entradas UBV. (O sea que entre 1967 y 1972 se duplicó el número de datos, tal como se estimó.)
- b) Un catálogo de la fotometría ubvy con alrededor de 5.000 entradas.

De utilidad especial son también los siguientes trabajos realizados en el Centro

- c) La identificación de estrellas pertenecientes a cúmulos, contenidas en listas especiales y en las DM.
- d) La equivalencia de los números Cape y Córdoba en su zona de superposición, hecha por Jung en Estrasburgo.

Como se ve se ha realizado un esfuerzo considerable para poner al día la información fotométrica, y la solución está a la vista. Copias de los catálogos arriba mencionados se pueden obtener de Estrasburgo y/o Ginebra.

El gran problema, no resuelto aun, es el de la publicación de estos datos. No está asegurado que los ficheros se publiquen en forma impresa, ya que el costo es elevado. Si se publicasen, es obvio que debieran venderse a un precio que cubra los costos de impresión. Tampoco hay decisión tomada sobre si se suministrarán valores individuales o promedios, ya que se puede argumentar que no hay mucho objeto en publicar medidas individuales si ellas caen dentro del rango fijado por los errores observacionales (por ejemplo 0^m03 en V).

De todo lo expuesto pareciera desprenderse que todos los problemas están por resolverse a corto plazo. Para no pecar de exageradamente optimista, se ha listado a continuación una serie de problemas no resueltos, agrupándolos en tres grupos: problemas técnicos, de publicación y generales.

a. — *Problemas técnicos*

- 1) ¿Qué debe hacerse con estrellas cuyas coordenadas no han sido publicadas?
- 2) ¿Deben incluirse en las bibliografías los resultados de fotometrías que no trabajan estrictamente en sistemas especifi-

cados? Este caso se plantea por ejemplo cuando un observador que dice trabajar en el sistema UBV tiene resultados sistemáticamente discrepantes en "U".

- 3) ¿Qué debiera hacerse con fotometristas de variables que no reducen sus observaciones a un sistema patrón o que no dan magnitudes para sus estrellas de referencia?

b. — *Problemas de publicación*

- 4) ¿En qué forma conviene publicar los catálogos: impresa, tarjeta perforada o cinta?
- 5) ¿A qué intervalos conviene publicar los catálogos?
- 6) ¿Conviene crear subcentros (nacionales o regionales) donde están disponibles las cintas puestas al día?
- 7) ¿Qué conviene publicar, datos individuales o promedios? En este último caso ¿cómo deben manejarse las estrellas variables?

c. — *Problemas generales*

- 8) ¿De qué modo se pueden aprovechar las fotometrías fotográficas existentes? En la actualidad hay aproximadamente 150.000 estrellas medidas, y el crecimiento anual es del orden del 5 %.
- 9) ¿De qué modo puede mejorarse la colaboración con los observadores de distintos datos (por ejemplo de paralajes, espectros)?

Sería de desear que los colegas presentes manifestaran sus opiniones acerca de estos problemas, ya que en última instancia son los usuarios los que deben dar las pautas de como deben hacerse los catálogos.

Para terminar esta breve exposición puede decirse en forma general que el acceso a la información fotométrica ha mejorado sustancialmente en los últimos años.

NOTA

Esta exposición fue seguida por una prolongada discusión sobre el temario resumido en los puntos 1 a 9. Como no se tomaron notas detalladas, solo cabe anotar las respuestas sobre las cuales hubo consenso.

Cuestión 1.— El procedimiento más sencillo es listar las áreas en que se hallan estos objetos, en tablas especiales, que pueden figurar como apéndice del catálogo general.

Cuestión 2.— Se convino que es preferible dejar al observador la responsabilidad sobre el sistema adoptado y la calidad de las observaciones.

Cuestión 3.— Se convino que sería oportuno llamar la atención de la Comisión de Estrellas Variables de la I.A.U. sobre esta situación.

Cuestión 4.— Los catálogos impresos son imprescindibles, pero se convino que el Centro de datos debería poder suministrar datos en forma de tarjetas perforadas y/o cintas.

Cuestión 5.— Se convino en que un catálogo cada cinco años y suplementos anuales sería suficiente.

Cuestión 6.— En vista de la contestación al punto anterior no existe necesidad de tener subcentros.

Cuestión 7.— Se convino que, salvo para estrellas variables, es suficiente dar promedios y las referencias bibliográficas de las medidas que fueron promediadas.

Cuestión 8.— Existe interés en que se publique una lista de zonas en las se ha hecho fotometría. Esta lista debiera proveer además detalles sobre la extensión de las zonas, el sistema fotométrico usado, etc.

Cuestión 9.— No hubo consenso, pero la opinión se inclinó a dejar esto en manos de los colegas interesados.

E N G L I S H

Summaries

PROGRAM

October 16

1. — Reduction of photoelectric observations - Dr. H. Moreno - Universidad de Chile.
2. — Atmospheric extinction - Dra. Adelina Gutiérrez-Moreno - Universidad de Chile.
3. — Photoelectric instrumentation - Ing. O. González Ferro - Observatorio de La Plata.
4. — Photometry of eclipsing binaries - Dr. M. de Groot - Observatorio Europeo Austral.
5. — Photometry of clusters - Dr. J. E. Hesser - Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.
6. — Photometry of novae - Dr. A. Ardeberg - Observatorio Europeo Austral.

October 17

7. — Photometry and galactic structure - Dr. A. Feinstein - Observatorio Astronómico de La Plata.
8. — Photometry and spectroscopy - Dr. P. S. Osmer - Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.
9. — Photoelectric spectrophotometry - Dr. J. Stock - Instituto Venezolano de Astronomía - Mérida.
10. — Information and catalogues - Dr. C. Jaschek - Observatorio Astronómico de La Plata.

REDUCTION OF PHOTOELECTRIC OBSERVATIONS

HUGO MORENO

Departamento de Astronomía - Universidad de Chile

A review of the advancement of reduction methods in photoelectric photometry since 1946, when Kron discovered the astronomical applications of the 1P21 photomultiplier, is presented. No details of the reduction procedures are given, since they involve mainly extinction determinations, which will be dealt with in another paper. Special importance is given to the use of electronic computers in the reductions, and to the increasing tendency to make a large part of the reductions (or at least of the preliminary reductions) by a computer attached to the telescope itself. The importance of cooperative work in some problems, such as the establishment of photometric sequences of faint stars, is stressed.

ATMOSPHERIC EXTINCTION

ADELINA GUTIÉRREZ-MORENO

Departamento de Astronomía - Universidad de Chile

A review of the methods for determining atmospheric extinction is presented. Refinements such as the $\Delta\Delta$ method for magnitude extinction, and the ultraviolet depression in the broad-band U-B extinction are reviewed. An expression for monochromatic extinction from $\lambda\lambda$ 3000-6000 Å, including Rayleigh scattering and dust components plus three absorption bands, is given.

It is concluded that the excellent photometric quality of skies such as those northern Chile highly recommends the use of these refined methods of reduction for accurate photometric work

PHOTOELECTRIC INSTRUMENTATION

OMAR H. GONZÁLEZ FERRO

Observatorio Astronómico - La Plata

The object of the paper is to call attention to the most important factors to be considered when at a Latin-american research center the construction or acquisition of a photoelectric photometer is decided.

After a short summary of the different techniques used, an analysis is made of the most important factors which have to be considered in the selection of the technique best suited to the particular needs. Besides the common technical aspects, also some very important external (environmental) are considered.

PHOTOMETRY OF ECLIPSING BINARIES

MART DE GROOT

Observatorio Europeo Austral, Santiago - Chile

A short review of some of the most interesting features about the observation of eclipsing binaries is presented. After a discussion on the importance of eclipsing binaries the following subjects are treated: methods of observation, apsidal motion, mass determination, gas streams and evolution. Finally a list of interesting objects in the Southern sky is given as a stimulant for observers.

PHOTOMETRY OF CLUSTERS

JAMES E. HESSER

Observatorio Interamericano de Cerro Tololo

A brief review is given of some of the current problems of open and globular clusters, with emphasis on areas that should illuminate the connection between the old disk objects and the halo objects. Examples are drawn from recent work on southern clusters.

PHOTOMETRY OF NOVAE

ARNE ARDEBERG

Observatorio Europeo Austral, Santiago - Chile

Photometric data provide one of our most important sources of information on novae. The great majority of the photometric observations of novae has been made with wide pass bands. Wide-band photometry gives high light-gathering power and observational data that are of good physical relevance, especially if accompanied by spectrophotometric measurements. However it has to be remembered that the strong emission features make transformations between instrumental and standard magnitude and colour systems very difficult and also time dependent. Evidently the obtained information

gains very much in value, if the same instrument can be used throughout the evolution of a nova. The critical dependence of the results on positions and structures of the emission features make the interpretation of photometry with intermediate and narrow pass bands a difficult task. Moreover, the limiting magnitude with narrow-band filters will normally not be better than that of spectroscopy. The available photometric data for novae show that many more observations have to be done especially for the rising branch of the light curve and around the primary luminosity maximum. These observations should preferably be made with high precision as well as time resolution. The relatively great lack of observational data for the later evolutionary phases should be easy to remedy even with telescopes of moderate size. Only recently larger interest has been paid to the colour curves of novae. These curves can be quite valuable for a study of the emission-continuum relation, especially for later evolutionary phases, when spectra are difficult to obtain, and for extragalactic novae in general. Whereas very essential for the interpretation of the physical process of a nova, the maximum luminosity is a parameter difficult to determine. It is hard to secure it observationally, the distance to the novae and the amount of interstellar reddening are difficult to determine. The most favourable cases with respect to distance and reddening are novae in M31 and (especially) in the Magellanic Clouds. Well calibrated regression lines exist for the relations between maximum luminosity and time of early decline and between time of final rise and early decline. For the calculation of the radiated energy outburst the major problems are posed by the distance, the absorption and the bolometric correction. For novae in the Magellanic Clouds and also in M31 the distance and the absorption can be regarded as known. However, the bolometric correction always remains a great problem, as we still do not know very much about the spectral energy distribution of novae. From the data available there seems to be great similarity in practically all observational respects between novae in the Galaxy, in M31 and in the Magellanic Clouds.

PHOTOMETRY AND GALACTIC STRUCTURE

ALEJANDRO FEINSTEIN

Observatorio Astronómico - La Plata

The photometric study of the stellar and non-stellar objects connected with structure of the Milky Way is discussed. The main topic relates to the young stars situated in the spiral arms, like O-B3 stars, Be, WR, Cepheids, M supergiants and open clusters younger than 5×10^7 years. The important results obtained through the measurements of the hydrogen lines with interference filters are specially

emphasized. On the other hand the lack of reliable photometric information obtained from the Be and WR stars is stressed.

PHOTOMETRY AND SPECTROSCOPY

PATRICK S. OSMER

Observatorio Interamericano de Cerro Tololo

Photometry and spectroscopy are of great importance to Latin American astronomy in at three areas of research which are fundamental to stellar problems: (1) the investigation of new catalogues of stars found in objective prism surveys, (2) the application of higher resolution spectroscopy and current theoretical techniques to bright, previously unstudied, southern stars in order to determine their physical properties, and (3) the testing of new theoretical predictions for stars in which normal assumptions about thermodynamic and hydrostatic equilibrium do not apply. Examples of problems within each area are given; for many types of stars the best candidates for study are found in the southern hemisphere. In addition, a description of a study of the brightest stars in the Magellanic Clouds is included as an illustration of how a specific project can relate to each area.

PHOTOELECTRIC SPECTROPHOTOMETRY

JURGEN STOCK

*Instituto Venezolano de Astronomía
Mérida - Venezuela*

The evolution of the visual spectral classification system is described starting from the one-dimensional system. An analysis is performed regarding the number of free physical parameters (N) needed to characterize the appearance of a spectrum and this number is then compared with the number of spectral parameters (n) which characterize effectively a spectrum. It is concluded that at the present time both quantities are unknown. The photoelectric spectrophotometers may be the devices needed to specify n . A brief review is given of different types of instruments available.

INFORMATION AND CATALOGUES

CARLOS JASCHEK

Observatorio Astronómico - La Plata

The situation regarding photometric information is analyzed. At the present time this information is duplicated every five years. The

effort made for the "European Stellar Data Center" by Dr. B. Hauck and collaborators at Lausanne is discussed in detail. Attention is drawn to a number of problems not yet solved (points 1 to 9). During the idscussion of these points the audience agreed on a number of conclusions the most important of which are summarized below:

That printed catalogues should be published about every five years and that annual supplements should be brought out. That data center should be able to provide the information on punched cards and tape. That catalogues only need to provide average values, but that bibliographic references to original observations must be given. That a list of existing photographic photometries should be provided, with a description of the region covered and the photometric system used

INDICE

Prefacio	5
Programa	6
Reducción de observaciones fotoeléctricas, Hugo Moreno	7
Extinción atmosférica, Adelina Gutiérrez Moreno	11
Selección de instrumental para fotometría fotoeléctrica, Omar H. González Ferro	20
La fotometría de binarias eclipsantes, Mart de Groot	27
Fotometría de cúmulos, James E. Hesser	35
Fotometría de novas, Arne Ardeberg	45
Fotometría y estructura galáctica, Alejandro Feinstein	62
Fotometría y espectroscopía estelar, Patrick S. Osmer	70
Espectrofotometría fotoeléctrica, Jurgen Stock	75
Información y catálogos, Carlos Jaschek	79

ARTES GRAFICAS NEGRI S. R. L.

