

PUBLICACIONES DEL OBSERVATORIO ASTRONÓMICO DE LA UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA
DIRECTOR: CAPITÁN DE FRAGATA (R.) GUILLERMO O. WALLBRECHER
SERIE ESPECIAL N° 8

IDEAS MODERNAS SOBRE LA INTERPRETACION DEL DIAGRAMA ESPECTRO-LUMINOSIDAD

POR

LIVIO GRATTON

Profesor de Astrofísica en la Escuela Superior de Astronomía y Geofísica
del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de La Plata



BUENOS AIRES

IMPRESA Y CASA EDITORA « CONI »

684, PERÚ, 684

—
1949

PREFACIO

El objeto de esta lección inaugural del curso de Astrofísica en la Escuela Superior de Astronomía y Geofísica, dictada el 22 de Marzo de 1949, es el de señalar algunas de las direcciones más interesantes a lo largo de las cuales se desenvuelven las investigaciones científicas en la Astrofísica moderna. Esto es, por lo tanto y lógicamente, una conclusión más que una introducción. Desde el punto de vista didáctico es útil, sin embargo, tener un cuadro general, por así decir, una carta topográfica, aunque sólo ligeramente cualitativa de la región de exploración, para que el viajero, en nuestro caso el estudiante, no se pierda en los numerosos senderos laterales.

L. G.

IDEAS MODERNAS

SOBRE

LA INTERPRETACION DEL DIAGRAMA ESPECTRO-LUMINOSIDAD

En el año 1914, en un trabajo (1), hoy clásico, H. N. Russell, confirmando el descubrimiento de E. Hertzsprung (2), de la existencia de dos distintos grupos de estrellas de los tipos espectrales G, K, M (estrellas de gran luminosidad = gigantes, estrellas de débil luminosidad = enanas), exponía una serie de consideraciones sobre la relación entre los tipos espectrales y otras características de las estrellas.

El resultado fundamental de esta discusión consiste en un famoso diagrama que hoy es conocido con el nombre de diagrama de Hertzsprung-Russell (H-R).

En su forma original, que es la ordinaria, pone en correlación el tipo espectral y la magnitud absoluta (visual) M_v ; puesto que entre los tipos espectrales y el color de una estrella existe una correlación muy estrecha, otra forma del diagrama se obtiene utilizando como abscisa, el índice de color (IC), en lugar del tipo espectral. Esta segunda forma es muy conveniente cuando se deben investigar grupos de estrellas débiles, para las cuales es difícil observar el espectro; asimismo el índice de color es una variable continua que con los métodos modernos puede ser medida con una precisión muy elevada.

Desde el punto de vista de la interpretación física, la magnitud absoluta bolométrica (M_b) tiene un significado más claro, que el de la visual; aquélla, en efecto, no es sino el logaritmo de la cantidad total de la energía irradiada por toda la superficie de la estrella en la unidad de tiempo (L). Tanto el índice de color como el tipo espectral, es ventajosamente sustituido por la temperatura efectiva T_e . Una tercera forma del diagrama se obtiene así, poniendo en correlación $\log L$ con $\log T_e$. Como, por definición de temperatura efectiva T_e ,

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

donde R es el radio de la estrella y σ la constante de Stefan, en este

diagrama las líneas de radio constante están dadas por las ecuaciones :

$$\log L - 4 \log T_e = \text{const.}$$

El diagrama luminosidad-temperatura equivale por consiguiente a un diagrama luminosidad-radio.

En la práctica, las observaciones dan más o menos directamente el diagrama de H-R bajo una de las dos primeras formas; en consideraciones generales o cualitativas nos referiremos a éstos. Cuando se quiere interpretar físicamente los hechos astronómicos, es entonces de interés referirnos a la tercera forma del diagrama.

Es bien sabido que el descubrimiento de Russell consiste en el hecho que en el diagrama de H. R. las estrellas se distribuyen en una forma bastante peculiar como es evidente en la figura 1, obtenida mediante 4000 estrellas cuya magnitud absoluta fué determinada con observaciones espectroscópicas en el observatorio de Mt. Wilson (3). Examinando esta figura resultan evidentes los siguientes hechos :

a) Todas las estrellas blancas (tipos B y A), esto es de alta temperatura, son muy luminosas y todas las estrellas poco luminosas son rojas (tipos K y M); por debajo de una cierta magnitud límite, que es tanto más débil cuanto más rojo es el tipo, no se encuentran estrellas. Es una excepción un grupito de enanas blancas, del tipo A y de magnitud absoluta entre 9 y 14; hoy se conocen cerca de un centenar de estos objetos «excepcionales», pero su número debe ser notable, por cuanto debido a su débil luminosidad es muy difícil descubrirlos.

b) Vemos muchas estrellas brillantes de los tipos K y M, pero notamos la ausencia de estrellas de los tipos F0-G0 y magnitud absoluta alrededor de + 1, que forma una verdadera laguna en el diagrama (laguna de Hertzsprung).

c) A excepción de un grupo de sub-gigantes con magnitud absoluta alrededor de + 2,5, faltan estrellas de los tipos K y M de luminosidad intermedia; desde el tipo G 5 en adelante no se encuentra ninguna estrella de magnitud absoluta igual a la del sol¹.

¹ La falta de estrellas B en el diagrama deriva del hecho que los astrónomos de Mt. Wilson las han excluido de las observaciones. Las estrellas B y sobretudo las O son todas de mucha luminosidad. La media de las estrellas O da $M_v = -3.5$, $M_b = -7.5$; las estrellas B varían de $M_v = -3.2$ (B0) a 0.0 (B8). Las estrellas B con la característica espectral o (rayas sutiles) tienen una magnitud absoluta media visual de -5.0 .

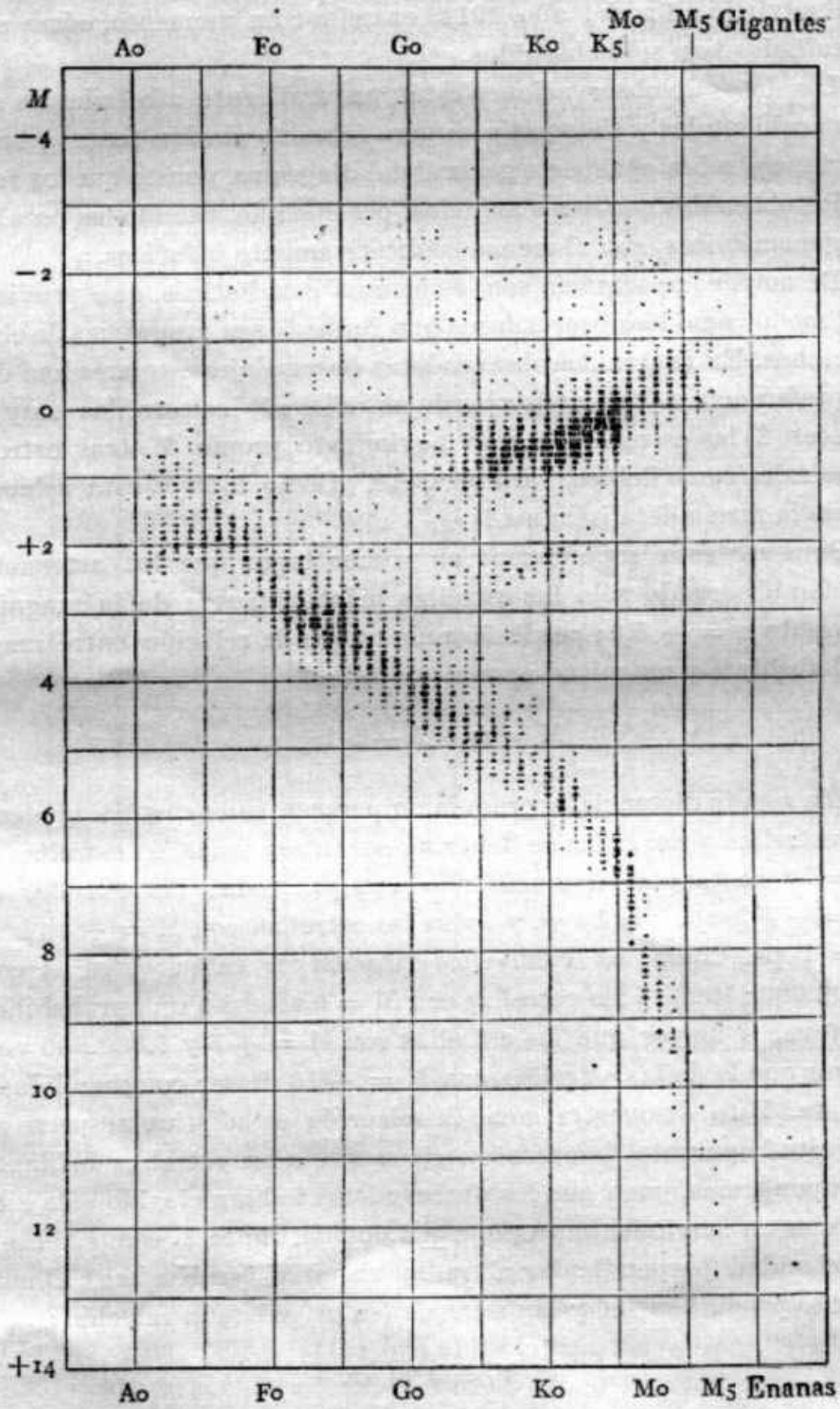


Fig. 1. — Diagrama de Hertzsprung-Russell (M. W. Cont. 511)

Antes de aceptar estos resultados, necesitase, como el mismo Russell advirtió a fin del año 1914, examinar un momento, cómo estos resultados han sido obtenidos.

Los datos de observaciones están naturalmente afectados de errores accidentales y sistemáticos; pero éstos no pueden tener gran importancia sobre el aspecto general del diagrama, puesto que los resultados obtenidos con otros métodos, por ejemplo, usando las paralajes trigonométricas, son al menos cualitativamente idénticos.

De mayor importancia son los errores estadísticos, que provienen del modo cómo los observadores han formado sus programas de observaciones. En general los observadores de paralajes estelares han dado la preferencia a tres categorías de estrellas: 1) las estrellas muy brillantes, 2) las estrellas de gran movimiento propio, 3) otras estrellas especiales como dobles, variables, etc. ¿Cómo influye esta selección sobre la forma del diagrama?

Para ver esto supongamos en primer lugar que los astrónomos habían observado sólo las estrellas más brillantes de la magnitud aparente $m = + 5,0$; por la fórmula que da la relación entre magnitud absoluta y magnitud aparente

$$M = m + 5 - 5 \log r,$$

donde r es la distancia expresada en parsecs, se encuentra que entre las estrellas observadas se deberían encontrar todas las estrellas con $M = 0$ hasta una distancia $r = 100 \text{ ps.}$, todas las estrellas con $M = + 5$ hasta $r = 10 \text{ ps.}$ y todas las estrellas con $M = + 10$ hasta $r = 1 \text{ ps.}$ Como los volúmenes respectivos están entre sí como $1.000.000 : 1000 : 1$ las estrellas con $M = 0$ tendrán una probabilidad 1000 veces mayor que las estrellas con $M = + 5$ y 1.000.000 veces mayor que la de las estrellas con $M = + 10$ de ser comprendidas en la lista. Esto demuestra cómo la selección estadística respecto a la magnitud aparente favorece enormemente a las estrellas brillantes.

Supongamos, pues, que los observadores habían elegido sólo estrellas con un movimiento propio $\mu \geq 1,000''/a$. Entre la componente de la velocidad perpendicular al radio visual V_t (en Km/seg), el movimiento propio (en $''/a$) y la distancia (en ps) existe la relación:

$$V_t = 4,74 \mu r.$$

Si ahora todas las estrellas tuvieran la misma velocidad tangencial para fijar ideas $V_t = 20 \text{ Km/seg}$, el haber elegido sólo las estrellas

con $\mu \geq 1''$ significa haber elegido sólo las estrellas más vecinas de $r = 4,2 ps.$, independientemente de su magnitud absoluta.

Este segundo tipo de selección no altera la proporción en que se distribuyen las estrellas entre las distintas magnitudes absolutas. En realidad todas las estrellas no tienen la misma velocidad tangen-

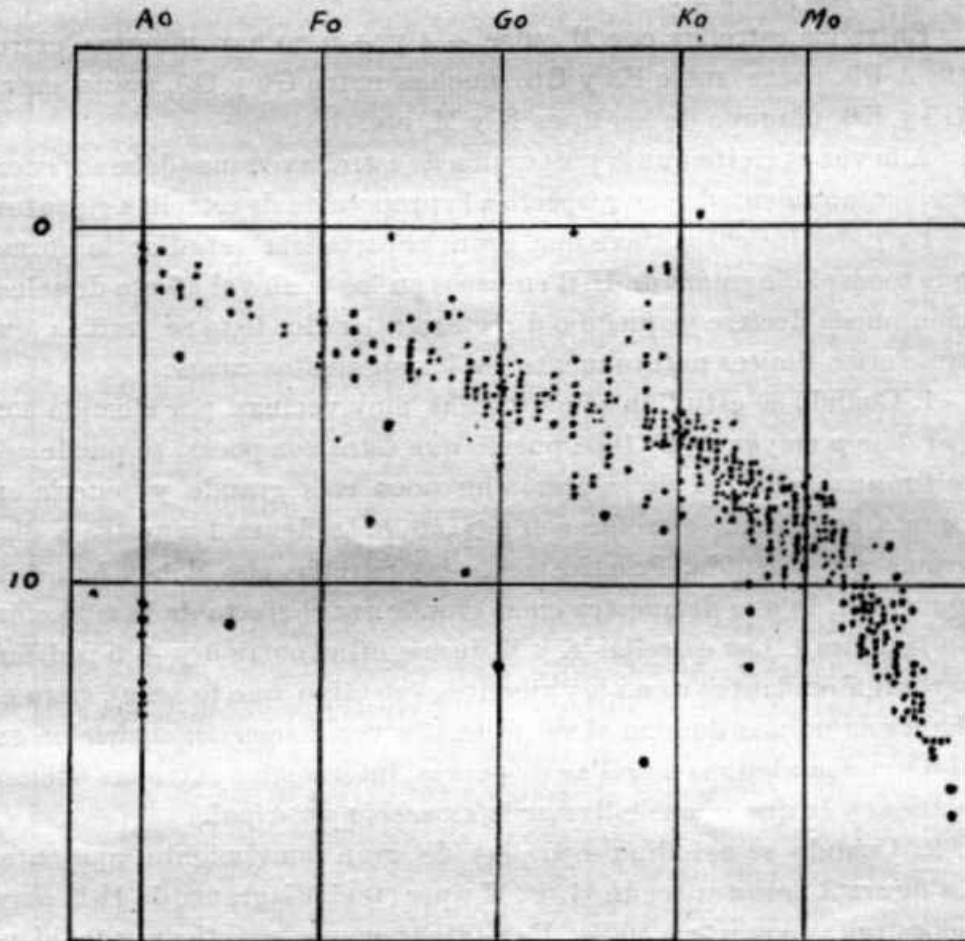


Fig. 2. — Diagrama de Hertzsprung Russell para las estrellas de paralaje más grande de 0.050

cial y en media las estrellas más débiles tienen velocidad tangencial mayor; esto influye un poco en el sentido de favorecer las estrellas intrínsecamente poco luminosas, pero el factor es mucho más pequeño que en el caso anterior.

En definitiva, debemos estar preparados para encontrar en el diagrama un número de estrellas brillantes mucho mayor que el real, pero difícilmente se comprende como esto podría explicar la ausencia casi total de estrellas en las regiones vacías del diagrama.

En todos los casos, si consideramos el diagrama desde otro punto

de vista y fijamos nuestra atención sobre las estrellas de una cierta magnitud absoluta, la distribución de los tipos espectrales resulta indiscutiblemente correcta. Por ejemplo de esta manera :

Entre las estrellas con M entre 0 y ± 1 hay pocas estrellas A, casi ninguna entre F0 y G0, pocas entre G0 y G5, muchas entre G5 y K5 y de nuevo pocas M.

Entre las estrellas con M entre + 4 y + 5 no hay ninguna estrella A-F5, pocas entre F5 y G0, muchas entre G0 y G5, pocas entre G5 y K0, ninguna de los tipos K y M, etc.

A la vez es cierto que la proporción de estrellas enanas debe ser enormemente aumentada con respecto a la proporción de estrellas gigantes.

En todos los casos tiene una gran importancia estudiar la forma que toma el diagrama de H-R en casos en los cuales el efecto de selección pueda decirse pequeño o directamente nulo. Esto se verifica (entre ciertos límites naturalmente) en los siguientes casos :

1. Cuando se estudian sólo estrellas muy vecinas, por ejemplo con paralaje p mayor de $0'',100$; puesto que éstas son pocas, se puede admitir una cantidad de selección un poco más grande y tenerla en cuenta, estudiando estrellas con $p >, ''050$. La figura 2 muestra el diagrama así obtenido. Prácticamente las estrellas con $M > 0$ han desaparecido, lo que demuestra cuán grande era el efecto de la selección en la figura 1. Las estrellas K y M de magnitud entre 0 y + 5 podrían ser tan abundantes como las gigantes (no digo que lo sean), pero el diagrama no nos ilumina al respecto. En vez, hacen su aparición en el diagrama algunas estrellas dispersas, intermedias entre las enanas blancas y la que se suele llamar la *secuencia principal*.

2. Cuando se estudian estrellas de gran movimiento aparente. La figura 3 muestra según G. P. Kuiper (4) el diagrama de H-R para las estrellas con $\mu \geq 0,30''/a$. Este diagrama es prácticamente idéntico al de la figura 2, pero, quizá mejor que aquél, pone en evidencia una « estructura » de la secuencia principal, que corresponde a la existencia de un grupo de estrellas más o menos bien distinto de la mayoría del otro, por el hecho de poseer una luminosidad sensiblemente más baja de la correspondiente a su tipo espectral.

3. Cuando se estudian las estrellas pertenecientes a un cúmulo. En este caso el estudio adquiere un interés particular por los siguientes motivos : a) todas las estrellas de un cúmulo se encuentran prácticamente a la misma distancia, puesto que la profundidad del cúmulo es despreciable frente a su distancia ; por lo tanto para ellos la diferencia $M-m$ será constante y en lugar de emplear para el estudio la

magnitud absoluta, bastará emplear la magnitud aparente. Esto elimina todos los errores provenientes de la medida de la distancia; b) es presumible, que los miembros de un mismo cúmulo formen un

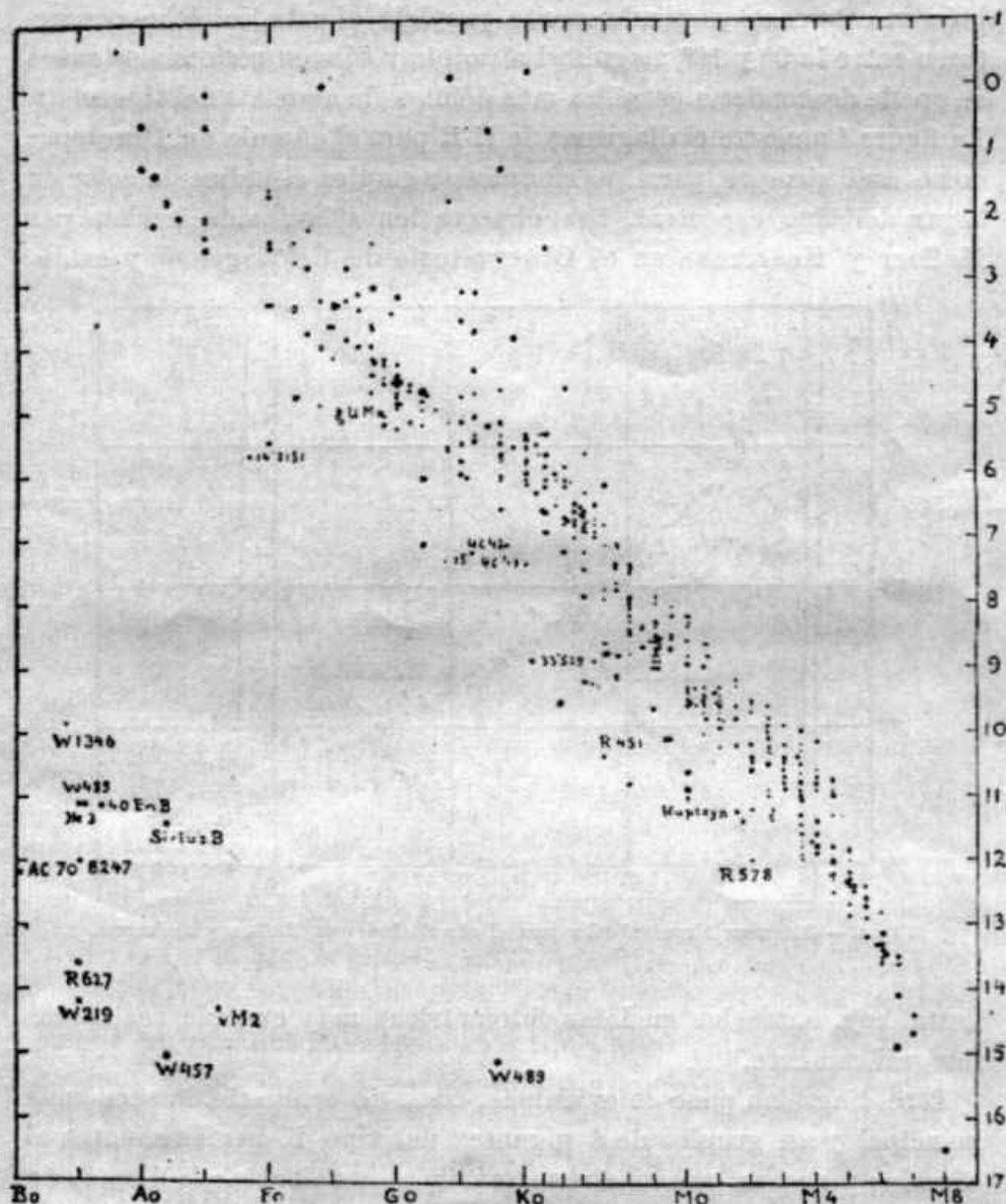


Fig. 3. — Diagrama de Hertzsprung-Russell para las estrellas de gran movimiento propio (Kuiper)

conjunto bastante homogéneo, en el sentido, por ejemplo, de su composición química y su edad y que también otras características eventuales, sean idénticas. Por otra parte, la mayor parte de los cúmulos están muy lejos y esto limita el estudio a la parte del diagrama corres-

pendiente a las estrellas intrínsecamente más brillantes. Por ejemplo, las Pléyades tienen una paralaje de ,''010, por consiguiente las estrellas con $m = +5$ tienen una magnitud absoluta de 0; también en este caso particularmente propicio, el estudio debe concretarse entre la 9ª y 10ª magnitud absoluta y sólo en poquísimos casos se puede descender a estrellas más débiles de aquellas del tipo solar. La figura 4 muestra el diagrama de H-R para el cúmulo del Praesepe; como casi siempre, para los cúmulos se emplea el índice de color en lugar del tipo espectral. Las observaciones han sido hechas por Haffner y Heckmann en el Observatorio de Göttingen (5) y están,

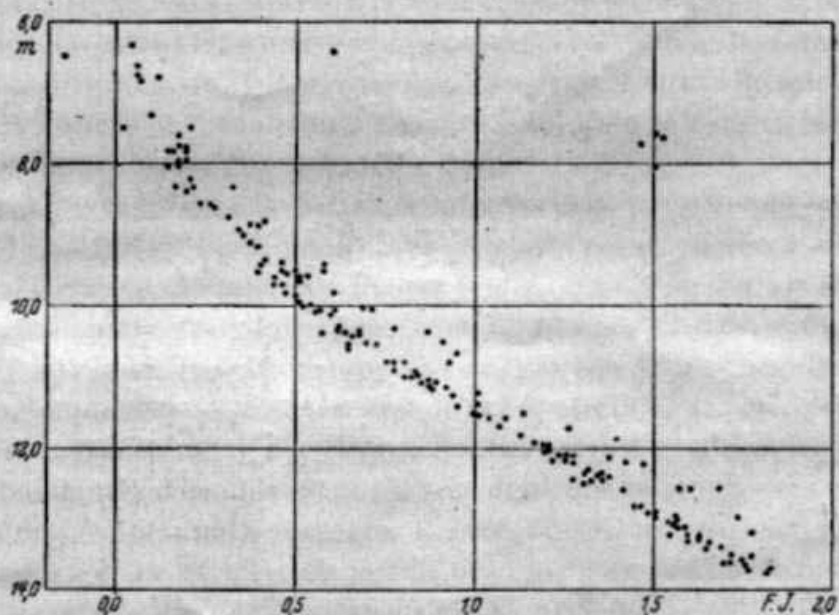


Fig. 4. — Diagrama Magnitud-color para el cúmulo Praesepe (Haffner y Heckmann)

hasta hoy, entre las medidas fotométricas más exactas realizadas fotográficamente.

Este diagrama pone en evidencia, como de ordinario, la secuencia principal y un grupito de 4 gigantes del tipo K pertenecientes al cúmulo; pero una nueva circunstancia se manifiesta: la dispersión alrededor de la secuencia principal en un cúmulo es prácticamente despreciable. *En otras palabras, en un cúmulo las estrellas de un color dado tienen todas la misma luminosidad*; aparte del grupo de las gigantes, las pocas excepciones corresponden a estrellas dobles, en las cuales la magnitud absoluta corresponde a la suma de la luminosidad de las componentes. Este resultado se ha podido obtener, porque el uso de las magnitudes aparentes y del

índice de color reducen notablemente los errores de observación.

El estudio de otros cúmulos galácticos (Híades, Pléiades, Praesepe etc.) conduce invariablemente al mismo resultado: el color es una función unívoca de la magnitud absoluta (con la eventual excepción de algunas estrellas gigantes). Hay todavía diferencias acerca de la forma de esta función; con respecto a esta forma; Trumpler (6) dis-

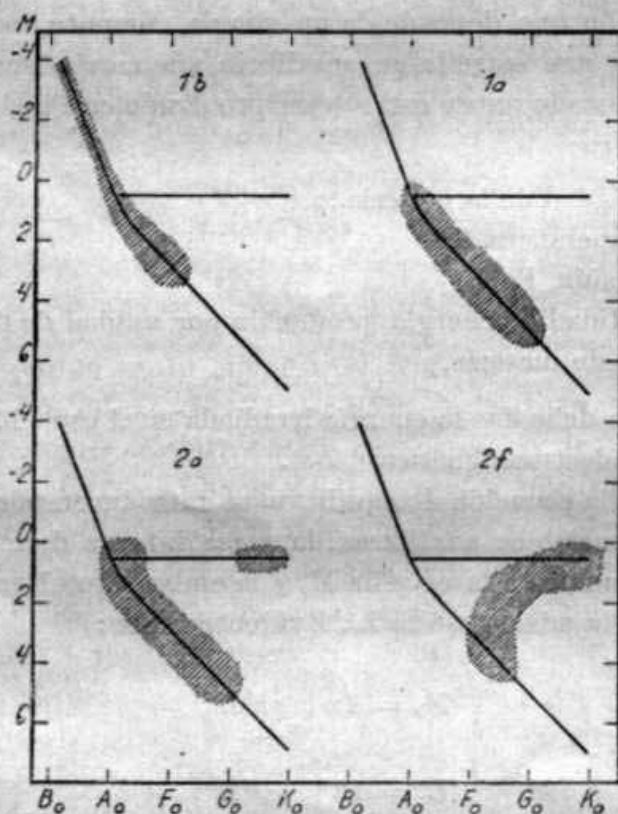


Fig. 5. — Diagrama de Russell esquemáticos para los cúmulos abiertos (Trumpler)

tingue los cúmulos galácticos en 4 tipos principales, ilustrados en la figura 5. Es notable la ausencia de gigantes rojas en los cúmulos del tipo 1a y 1b.

En las Híades se han descubierto 2 enanas blancas (7).

Teniendo presente la 3ª forma del diagrama de H-R podemos afirmar que en un cúmulo, la temperatura efectiva o el radio son funciones bien determinadas de la luminosidad:

$$T_e = f(L), \quad R = F(L)$$

donde la forma de la función f (o F) difiere de un cúmulo a otro.

Ahora algunas palabras sobre la interpretación teórica de estos

hechos. Dejando de lado las antiguas interpretaciones basadas sobre hipótesis evolucionísticas más o menos arbitrarias, hoy prácticamente es cierto que la interpretación del diagrama de H-R depende del teorema fundamental de la constitución interna de las estrellas, el conocido teorema de Vogt-Russell (8), (9).

Dada la gran generalidad de este teorema, haremos rápidamente la demostración que depende de un simple cómputo de constantes. Consideremos una estrella en equilibrio, sin movimiento rápido de rotación; su estado puede estar descrito dando en función de la distancia al centro:

- la densidad de la materia, ρ
- su temperatura, T
- su presión, P
- la cantidad de energía producida por unidad de tiempo y por gramo de materia, ε

Esta última debe dar la energía irradiada en el espacio bajo la forma de ondas electromagnéticas (luz).

Al escribir la ecuación de equilibrio se introducen por comodidad dos nuevas variables auxiliares; la masa interna de una esfera de radio r concéntrica a la estrella M_r y la energía total producida en el interior de la misma esfera L_r . Evidentemente:

$$\left\{ \begin{array}{l} M_r = 4\pi \int_0^r \rho r^2 dr, \\ L_r = 4\pi \int_0^r \rho \varepsilon r^2 dr; \end{array} \right. \quad (1)$$

pues M_r y L_r no son variables independientes. Cualquier teoría se adopta relativamente al equilibrio estelar, entre estas seis magnitudes pasa un cierto número de ecuaciones y precisamente:

- a) una ecuación diferencial de primer orden que representa las condiciones de equilibrio mecánico (hidrostático) de las estrellas (conservación del momento);
- b) una ecuación diferencial de primer orden que representa las condiciones de equilibrio térmico (conservación de la energía);
- c) una ecuación en términos finitos entre P , ρ , T . (ecuación de estado);
- d) una ecuación en términos finitos entre ε , ρ , T . (ecuación de la producción de energía);
- e) las *dos* ecuaciones (1).

La forma particular de las ecuaciones depende del tipo de equilibrio (radiativo, convectivo, etc.), pero su carácter es completamente general; la composición química de la materia determina asimismo los coeficientes de las ecuaciones. Es evidente que la solución de las dos ecuaciones diferenciales, llevará dos constantes de integración, pero éstas se determinan del hecho que en la superficie de la estrella, esto es, para $r = R$, la densidad ρ y la presión P se deben anular. Así que fijado el radio de la estrella, su configuración está completamente determinada. En particular resultará determinada su masa M y su luminosidad L , de la ecuación:

$$M = 4\pi \int_0^R \rho r^2 dr,$$
$$L = 4\pi \int_0^R \epsilon \rho r^2 dr.$$

Podemos por lo tanto enunciar el teorema de Vogt-Russell: *los caracteres físicos de una estrella dependen exclusivamente de su composición química y de otro parámetro que puede ser indistintamente, el radio, la masa, la luminosidad, la temperatura efectiva, etc.* En todo esto se desprecia el efecto de la rotación que se considera secundario.

Supongamos ahora, por un momento, que todas las estrellas tengan la misma composición química, resulta del teorema de V-R que su luminosidad L y su temperatura efectiva T_e están determinadas por un solo parámetro, por ejemplo su masa, y en el diagrama de H-R, deben disponerse a lo largo de una línea que podríamos llamar *línea de composición química constante*.

¿Corresponde esta línea de composición química constante a las secuencias de los cúmulos? Para responder a esta pregunta es necesario, naturalmente, precisar cuantitativamente las relaciones varias, lo que no se hace sin embargo sin una teoría detallada de la producción de energía dentro de una estrella.

La teoría de Bethe-von Weizsäcker, basada sobre un ciclo de reacciones termo nucleares que deberían desarrollarse entre las estrellas (10), (11), permite actualmente un cálculo teórico con un grado suficiente de plausibilidad, al menos para las estrellas de la secuencia principal. Sin embargo no existen cálculos completos con motivo también de las varias dificultades de la teoría de la constitución interna de las estrellas. Sobre todo se podría pensar que la composición química depende de un número tan grande de parámetros (la proporción de los 92 elementos conocidos, sin tener en cuenta los

isótopos) para hacer casi absurda la esperanza de solución. En realidad sólo pocos elementos tienen una importancia efectiva y entre éstos en primer lugar el H, en segundo lugar el He y después el C, el N y el O.

Sea x la proporción en peso del H, de modo que $1-x$ sea la de todos los otros elementos medida en conjunto. La posición de una estrella en el diagrama de H-R, si se desprecia el efecto de los otros elementos, será una función solo de x y de algún otro parámetro, digamos M ; dado x y M debe ser posible calcular la posición de una estrella en el diagrama e inversamente, dada esta posición es posible obtener los valores de x y M para la estrella. Al final del año 1932 B. Ström-gren aplicó este principio para la determinación del contenido de H de una estrella (12); no conociéndose en aquel tiempo una teoría satisfactoria sobre la producción de energía en una estrella, él determinó x de un modo *semi-empírico*, utilizando estrellas para las cuales también M era conocido por observaciones. El resultado de esta búsqueda de Ström-gren fué el trazado, en el diagrama de H-R, de un sistema de líneas de x constante.

P. G. Kuiper demostró que las líneas $x = \text{const.}$ así determinadas por Ström-gren se parecían muchísimo a las líneas $T_e = f(L)$ de los cúmulos galácticos (13).

Sucesivamente el mismo B. Ström-gren (14) mostró que el contenido de He de las estrellas no podía ser despreciado, de modo que la posición teórica es algo más compleja. Sin embargo la coincidencia de la línea $x = \text{const.}$ de Ström-gren con la secuencia principal de los cúmulos depende probablemente de conclusiones teóricas que continúan válidas, aun admitiendo no despreciable el contenido de He y eventualmente de otros elementos; de manera que se puede considerar como muy probable que las líneas $T_e = f(L)$ de los cúmulos sean efectivamente líneas de composición química constante.

Es entonces inmediata la conclusión que el diagrama de H — R puede ser sólo indirectamente asociado con la evolución de una estrella; *la distribución de las estrellas en el diagrama de H—R no es sino una consecuencia de la abundancia cósmica de los elementos (sobre todo del H).* Sólo, en cuanto a que esta abundancia puede variar en el transcurso de la vida, la posición de una estrella en el diagrama de H — R puede ser ligada a su edad.

Hacia el fin del año 1924 P. ten Bruggencate (15) en un importante trabajo, que no recibió hasta hace poco la atención que se merecía, demostró que los cúmulos globulares presentan un diagrama de

H—R muy diferente del de los cúmulos abiertos (galácticos). La figura 6 muestra un diagrama típico para un cúmulo globular (Hachenberg (16), cúmulo globular M92). Dada la gran distancia de los cúmulos globulares, sólo estrellas más brillantes de $M = +2$ son observa-

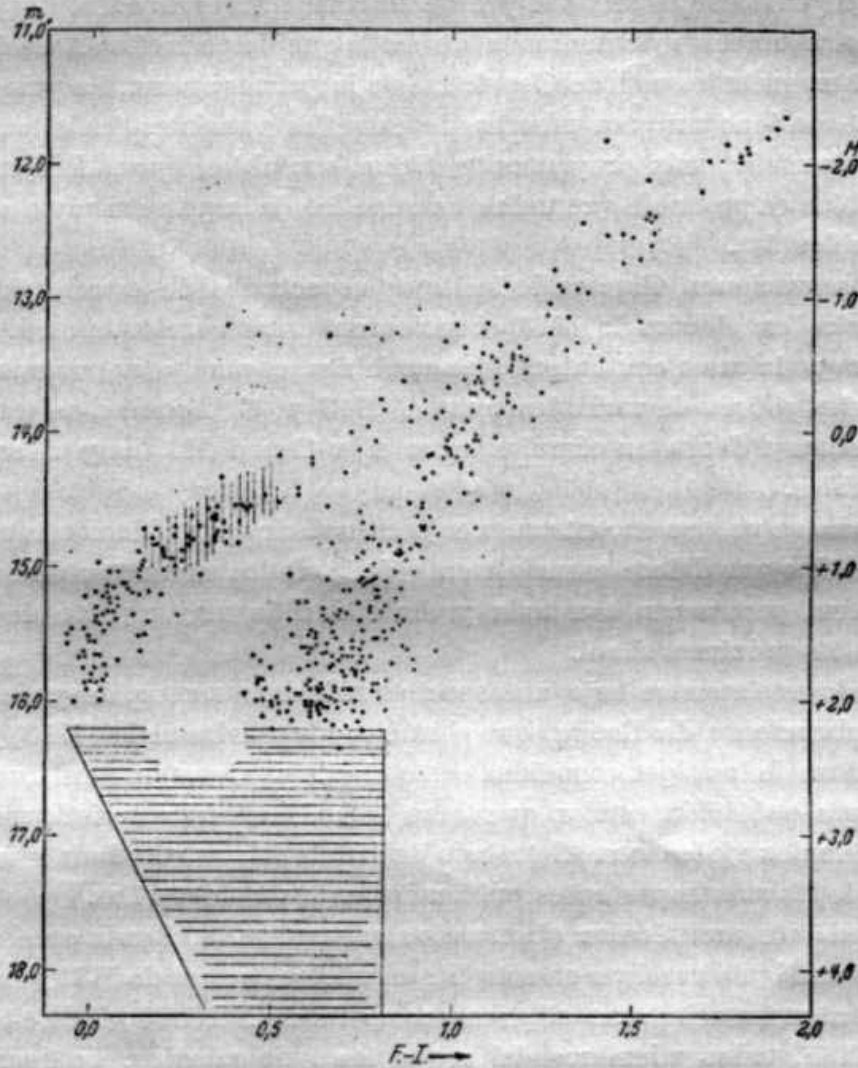


Fig. 6. — Diagrama magnitud-color para el cúmulo globular M-92 (Hachenberg)

bles en estos cuerpos celestes; el diagrama de H—R se refiere por eso sólo a estrellas gigantes. Los siguientes hechos se notan inmediatamente:

- a) diferentemente de los cúmulos abiertos, los cúmulos globulares contienen numerosas estrellas gigantes; las enanas (que no se pueden observar) forman, sin embargo, también en este caso la gran mayoría.
- b) las estrellas gigantes de los tipos K—M (índice de color +2)

son de 3 a 4 magnitudes más brillantes que las del tipo A; no existen gigantes de los tipos B y O.

c) en correspondencia con el tipo F7 el diagrama se divide en dos ramas distintas, una poco inclinada (en algunos cúmulos casi horizontal) que contiene estrellas A y F de magnitud absoluta entre 0 y +1 y la otra mucho más inclinada de modo que las estrellas A de ésta son 2 magnitudes más débiles de las de la primera rama. La primera rama contiene un gran número de estrellas variables (cefeidas de corto período, más propiamente dichas variables tipo *RR Lyrae*); más bien es probable que todas las estrellas de la primera rama sean variables (17).

Observaciones directas de los tipos espectrales de estrellas individuales en el cúmulo M13 confirmaron estas conclusiones. Es de notar que la rama conteniendo las variables, es muy poco poblada en cúmulos pobres de variables como el M13 y 47 *Tucanae*, mientras que es muy densa en cúmulos como el ω Cen ó M3, muy ricos en variables.

Como se ve, nos encontramos en presencia de una población estelar de un tipo que difiere esencialmente de la de los cúmulos abiertos y a la cual pertenecen con toda probabilidad la mayor parte de las estrellas próximas al sol.

Todo esto aparece bajo un aspecto totalmente nuevo, después del descubrimiento de Baade, que el núcleo de Andromeda (M13) y la nebulosa de los tipos conocidos como « primeros » están constituidos por una población estelar que tiene las mismas características que los cúmulos globulares. El trabajo de Baade (19) es sin duda alguna uno de los más importantes publicados en los últimos años.

Mediante una técnica observativa muy refinada, Baade en el año 1943 consiguió resolver en estrellas el núcleo central de M31 y también algunas nebulosas elípticas como M32, NGC205, NGC147 y NGC185, todas miembros del grupo local de galaxias. La figura 7 reproduce una placa de NGC185. La resolución fué obtenida con placas sensibles al rojo y con un filtro Schott RG2, las cuales alcanzaban la magnitud 20.0; placas azules expuestas en óptimas condiciones, que alcanzaban la magnitud 21.0 no permitieron aún observar estrellas individuales, pero Baade opina que bastaría una ganancia de 3 décimos de magnitud para obtener la solución. Él concluye por esto que el índice de color de la estrella más brillante de este sistema es +1,3; la magnitud absoluta visual de tales estrellas, dado el módulo de distancia de la nebulosa es -2,4. *Las estrellas más brillantes en el*



Fig. 7. — Nebulosa elíptica N. G. C. 185 (Baade, M. W. Cont. 697)

núcleo de M31, y en las nebulosas de los primeros tipos son estrellas K con $M = -2,4$; no hay estrellas brillantes de los tipos O y B.

La situación es aquí idéntica a la de los cúmulos globulares y completamente distinta a la correspondiente a la mayoría de las estrellas vecinas al sol o pertenecientes a los cúmulos abiertos.

Según Baade, en el estudio de las galaxias se deben distinguir dos tipos de poblaciones estelares: el tipo I caracterizado por el diagrama de H-R ordinario, el tipo II caracterizado por el diagrama de H-R de los cúmulos globulares. Existen, además del índice de color de las estrellas más brillantes, otros argumentos que tienden a probar que las nebulosas de los primeros tipos poseen una población estelar del tipo II. Sobre todo la relación de las variables *RR Lyrae* con los cúmulos globulares demuestra que estas variables son miembros típicos de la población del tipo II. Ahora, en la nebulosa resuelta de Baade no es posible observar variables tipo *RR Lyrae*, porque éstas serían más débiles de $m = 22,0$, pero existen dos nebulosas extragalácticas descubiertas por Shapley en el hemisferio austral (10), que están estrechamente ligadas con las nebulosas elípticas, el sistema de *Sculptor* y el de *Fornax*; el sistema de *Sculptor* está bastante cerca para que se pueda observar en él estrellas variables del tipo *RR Lyrae*, y una cuarentena de éstas fueron efectivamente descubiertas por Baade y Hubble, mientras que faltan en él estrellas brillantes de los tipos O y B. Finalmente el sistema de *Fornax* y en general también las nebulosas más débiles, con poblaciones estelares del tipo II, contienen algunos cúmulos globulares.

Concluyendo, diremos que son características del tipo I las estrellas muy luminosas del tipo O y B y los cúmulos abiertos y muy probablemente las variables cefeidas ordinarias; del tipo II, las cefeidas de corto período (*RR Lyrae*) y los cúmulos globulares.

La figura 8 muestra esquemáticamente los dos tipos del diagrama de H-R correspondiente a las poblaciones estelares de los tipos I y II.

Existen nebulosas (aquellas de los tipos « primeros ») que contienen sólo una población del tipo II, mientras que otras, como la nebulosa de Andromeda y las nubes Magallánicas, contienen los dos tipos de población.

Surge ahora el problema si coexisten y cómo se diferencian los dos tipos de poblaciones en nuestra Galaxia. La coexistencia es sin más evidente, por el hecho que se observan juntos en nuestra Galaxia tantos cúmulos abiertos como globulares, estrellas brillantes O y B (21) y variables tipo *RR Lyrae*. Y es aceptado que los dos tipos de

población se diferencian, tanto por la distribución espacial, como por las propiedades dinámicas.

En efecto, la distribución espacial de los cúmulos globulares es notoriamente idéntica a aquella de las variables *RR Lyrae*. Estas dos clases de objetos muestran en efecto, la más baja concentración hacia el plano galáctico, observada en objetos estelares; mientras que ambos son fuertemente concentrados hacia el centro galáctico, lo que

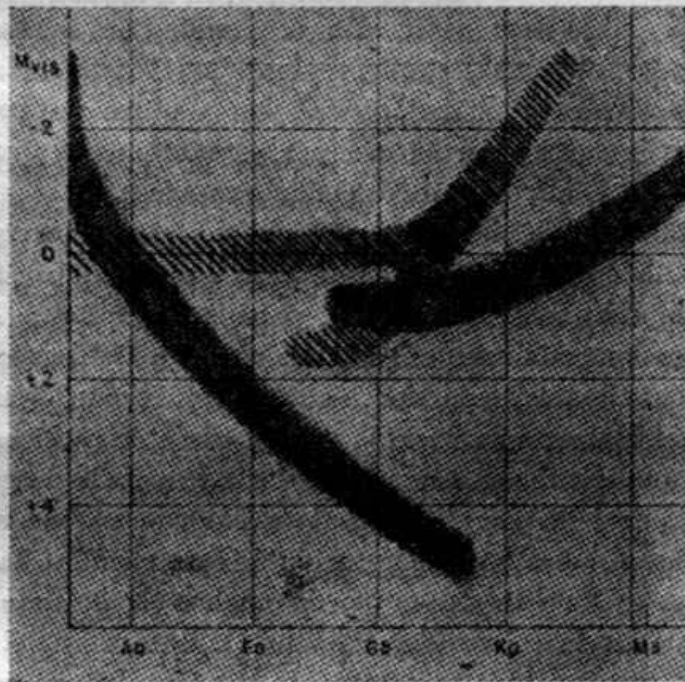


Fig. 8. — Diagrama de Russell esquemático para las poblaciones estelares I (área sombreada) y II (área rayada) según Baade

hace pensar que el núcleo de nuestra Galaxia está formado preferentemente por estrellas del tipo II, hecho análogo observado en la nebulosa de Andromeda.

Hacia fines de 1926 Oort (22) mostró que las estrellas que poseen una velocidad espacial relativa al sol mayor que 65 km/seg, forman un grupo que posee propiedades físicas notablemente distintas a las que se mueven con baja velocidad relativa (que son la mayoría de las próximas al sol). Precisamente entre las *estrellas de alta velocidad*: a) faltan casi completamente las estrellas más luminosas de los tipos O y B; b) para el tipo medio espectral, las estrellas enanas son más abundantes que las gigantes; c) faltan variables cefeidas de largo período y son muy abundantes las variables *RR Lyrae* (prácticamen-

te todas las *e*feidas a corto período son estrellas de alta velocidad);
d) faltan cúmulos abiertos y abundan los globulares. De todo esto se reconoce que las estrellas de alta velocidad relativa poseen precisamente caracteres de la población del tipo II. Esto se explica fácilmente, si se piensa en el significado de «alta» y «baja» velocidad según la teoría de la rotación galáctica. En efecto, las estrellas de baja velocidad son aquellas que, como el sol, poseen en la rotación general del sistema galáctico órbitas de pequeña excentricidad; aquellas de éstas que se encuentren en la proximidad del sol son por consiguiente estrellas típicas de las regiones periféricas de la Galaxia. Las estrellas de alta velocidad, en vez, son aquéllas que poseen órbitas muy excéntricas y pertenecen por esto, al menos durante una parte de la órbita, al centro de la Galaxia (núcleo).

La identificación de las estrellas de alta velocidad con aquellas del tipo II, nos da la posibilidad de estudiar la propiedad de éstas dentro de nuestra misma Galaxia; algunas, como α Boo, δ Lep, γ Leonis son tan luminosas que admiten un examen detallado del espectro, sobre espectrogramas de alta dispersión. Ya Morgan y Keenan (23) han notado que las estrellas de gran velocidad poseen características espectrales peculiares, que conducen a errores sistemáticos en la determinación espectroscópica de la magnitud absoluta. Nada se conoce, sin embargo, hasta ahora, sobre la interpretación de esta peculiaridad; éste es un problema todavía abierto al par de muchos otros, como por ejemplo el de la masa de las estrellas del tipo II. Puesto que el objeto de esta lección inaugural, es precisamente indicar algunos temas de la búsqueda astrofísica que hoy son de mayor interés y de viva actualidad, a modo de conclusión, yo enumeraré algunos, limitándome a los principales:

1. La forma real del diagrama de H-R para algunas poblaciones del tipo I. Investigaciones recientes de O. Eggen (24) muestran que en los cúmulos abiertos la secuencia principal es rigurosamente lineal, en el sentido de que no hay dispersión sensible; usando índices de color y magnitudes determinados con un fotómetro fotoeléctrico, la secuencia principal de las Híades se divide en dos ramas en correspondencia con las estrellas más brillantes de $M = + 3,0$ (magnitud fotográfica); la rama más luminosa corresponde a las estrellas *A* y *F* con líneas metálicas (23). También la estrella 17 Comae B (la única estrella con líneas metálicas del cúmulo de Coma) y algunas estrellas con líneas metálicas del cúmulo de Ursa Major son más luminosas que las secuencias principales de los respectivos cúmulos. ¿Por qué las

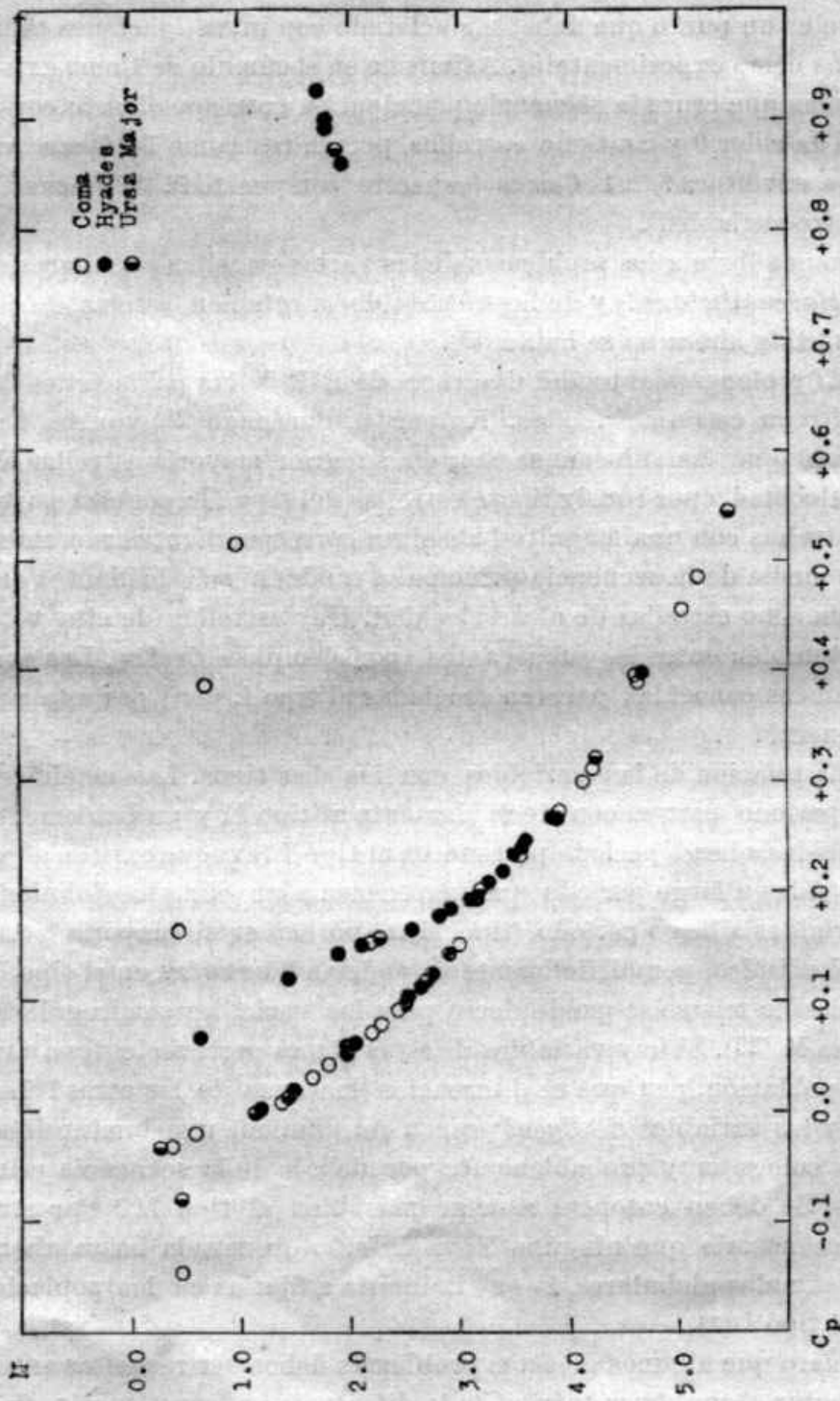


Fig. 9. — Diagramma magnitud-color para 3 cúmulos abietos según los mediciones fotométricas de O. Eggen

estrellas metálicas de un cúmulo poseen una luminosidad más fuerte que otras del mismo color? (ver figura 9).

Este es un punto que debe ser aclarado con investigaciones tanto teóricas como experimentales. Asimismo en el cúmulo de Coma existe otra rama que cruza la secuencia principal en correspondencia con el índice de color 0 y contiene estrellas peculiares como 14 *Comae* (estrella a envoltura?), 21 *Comae* (espectro compuesto?), 17 *Comae A* (espectro variable?).

Esto nos lleva a los problemas de las varias estrellas peculiares de las *Pleiades* (Pleione!) y de los efectos de la rotación estelar, de los cuales hasta ahora no se habló (25).

2. El prolongamiento del diagrama de H-R de las poblaciones del tipo II para estrellas débiles. Kniper (4), Parenago (26) y otros, han mostrado que las sub-enanas son en su gran mayoría estrellas de alta velocidad y por consiguiente estrellas del tipo II; por otra parte, hay estrellas con una magnitud absoluta correspondiente exactamente a la media de la secuencia principal o también más brillantes que son asimismo estrellas de alta velocidad. Hay estrellas de alta velocidad también entre las subgigantes (por ejemplo τ *Cephei*). Las enanas blancas conocidas parecen asociadas al tipo I, pero ¿es ésta una ley general?

3. La relación de las variables con los dos tipos. Las cefeidas a corto período pertenecen decididamente al tipo II y probablemente las cefeidas a largo período pertenecen al tipo I (aunque existen algunas cefeidas a largo período que pertenecen a un cúmulo globular); las variables a largo período (tipo Mira) poseen en su mayoría grandes velocidades, pero difícilmente se podrían fijar todas en el tipo II (27) y casi lo mismo se puede decir para las variables semiregulares de clase M (28). Si hay variables de estas clases pertenecientes a una y otra población, ¿en qué se diferencian las unas de las otras? Las novas y las variables *SS Cygni* poseen (al mínimo) una luminosidad que las coloca muy probablemente por debajo de la secuencia principal. ¿Se deben entonces asociar más bien al tipo II? Por otra parte es notorio que ninguna Nova ha sido observada hasta ahora en los cúmulos globulares, lo que induciría a fijarlas en las poblaciones del tipo I (29).

Es claro que algunos de estos problemas deben ser resueltos antes de afrontar el problema teórico de la diferencia en constitución física o composición química entre las dos poblaciones estelares y comprender su significado cosmogónico.

CITAS BIBLIOGRAFICAS

1. *P. A.* **22**, 275 y 331 (1914).
2. *Zeitschr. f. wiss. Phot.* **3**, 442 (1905); *Potsd. Pub.* **63** (1911).
3. *Ap. J.* **80**, 187 (1935).
4. *Les Novae et les naines blanches, Colloque International d'Astrophysique, tenu au College de France de 17 au 23 juillet 1939, tome III, pag. 5.*
5. *Göttingen Ver.*, n° 55 (1937).
6. *LOB* **14**, 175 (1930).
7. RAMBERG, *AN* **265**, 111 (1938).
8. RUSSELL, DUGAN and STEWART, *Astronomy*, vol. II, p. 910, Boston (1927).
9. VOGT, H., *AN* **226**, 301 (1926).
10. VON WEIZSÄCKER, C. F., *Phys. Zs.* **39**, 633 (1938).
11. BETHE, H., *Phys. Rev.* **55**, 434 (1939).
12. *Zs. f. Ap.* **4**, 118 (1932); **7**, 222 (1933).
13. *H. B.*, 903 (1936); *Ap. J.* **86**, 176 (1937).
14. *Ap. J.* **87**, 520 (1938).
15. *Seeliger Festschrift*, pág. 54, Berlín (1924).
16. *Z. F. Ap.* **18**, 491 (1939); cfr. anche GREENSTEIN, J., *Ap. J.* **90**, 387 (1939).
17. SCHWARZSCHILD, M., *H. C.*, n° 437 (1940).
18. POPPER, D. H., *Ap. J.* **10**, 204 (1940).
19. *Ap. J.* **100**, 137 (1944).
20. *N. A. Proc.* **25**, 565 (1939).
21. *ASP Publ.* **51**, 40 (1939).
22. *G. P.* **40** (1926) también MICZAIKA, G., *AN* **270**, 249 (1940).
23. *An Atlas of Stellar Spectra.*
24. *A. J.* **54**, 35 (1948).
25. O. STRUVE, *P. A.* **53**, 201-259 (1945).
26. *RJJ.* **23**, 31 (1945).
27. MERRILL, P., *Ap. J.* **94**, 171 (1941) y MERRILL, P. y R. E. WILSON, *Ap. J.* **95**, 248 (1942).
28. JOY, *Ap. J.* **96**, 344 (1942).
29. Ver también: B. V. KUKARKIN, *RJJ.* **24**, 269 (1947).