

LAS PRIMERAS FASES DE LA EVOLUCION ESTELAR

por

LIVIO GRATTON

(Director del Observatorio Astronómico Nacional Argentino Córdoba)

INTRODUCCION

La finalidad de este informe es aquella de dar una visión rápida del estado actual de las ideas sobre el origen de las estrellas. Debo confesar que cuando acepté presentar un informe en esta reunión y elegí para ello este tema, pensaba en algo diferente de lo que salió; pero cuando me encontré delante de un fichero bibliográfico (por supuesto muy incompleto) conteniendo alrededor de 300 trabajos, casi todos de los últimos 10 años, tuve que tomar algunas decisiones drásticas. Las dificultades enormes que tuve que superar, podrán apreciarse pensando, por ejemplo que sólo tres semanas antes de la reunión (el día 20 de octubre, para ser exacto) llegó a Córdoba el Tomo de los "Proceedings of the 3rd Symposium on Cosmical Gas Dynamics" conteniendo no menos de 14 trabajos de considerable importancia para el problema de que nos ocupamos.

Por este motivo he tenido que limitarme a desarrollar sólo algunos puntos, a mi parecer de particular interés, omitiendo ocuparme de otros, cuya importancia es seguramente muy grande. Entre los argumentos más importantes que tuvieron que omitirse están los relacionados con los problemas de inestabilidad hidrodinámica de ciertas formaciones nebulares y con consideraciones de magneto-hidrodinámica (comp. por ej. varios trabajos en 3^{er} Symposium on Cosmical Gas Dynamics, 1958), el problema de la nucleogénesis en las estrellas (comp. por ej. Cameron 1957, Burbidge y Burbidge 1958) y todo lo relativo a los problemas de la rotación estelar y de las

estrellas binarias. Además en todo el informe se ha puesto el acen- to principalmente sobre el aspecto observativo del problema, pese a que es mi profundo convencimiento él que observaciones aisladas son de muy poca utilidad si no hay, en el fondo, algunas ideas teóricas o hipótesis de trabajo, que permiten reunir las en forma coherente y comprensible, aunque fuera solo provisoriamente. A este propósito creo mi deber reconocer (como por otra parte resultará evidente por la exposición) que me he dejado influenciar profundamente por las ideas expuestas por el astrofísico soviético V.A. Ambartsumian en una serie muy notable de trabajos, algunos de los cuales serán ci- tados en el curso del informe. Es muy lamentable que, debido a di- ficultades de idioma, casi todos los trabajos rusos me han sido ac- cesibles sólo a través de los resúmenes publicados en las series de las "Astronomical News Letters" (ANL). Las citas bibliográficas no pretenden ser completas y, de todos modos, han sido limitadas a los últimos años.

I. Asociaciones Estelares

Hace aproximadamente diez años, el problema de la evolución de las estrellas ha sido colocado sobre bases enteramente nuevas por el descubrimiento de las asociaciones estelares debido esencialmente a Ambartsumian (1947, 1949). Como las propiedades de las asociacio- nes O y T han sido descriptas por muchos autores, no vamos a repe- tir las aquí. Un informe completo ha sido preparado por Kourganoff (1952), conteniendo una amplia bibliografía especialmente relativa a publicaciones rusas; sin embargo, como desde 1952 se han publica- do una gran número de trabajos sobre asociaciones y mu nuevas asociaciones han sido descubiertas, en el apéndice se encontrará una descripción de las asociaciones conocidas.

En resumen las siguientes conclusiones pueden considerarse razo- nablemente bien establecidas.

(a) Las asociaciones O son grupos inestables de estrellas, que contienen en su interior algunas estrellas de los tipos O-B; sus diámetros son muy variables (de 30 a 300 ps) como también los nú-

meros de las estrellas que las componen.

(b) Muy a menudo existen en una asociación uno o más núcleos, constituidos por cúmulos galácticos en general no muy ricos en estrellas (pero algunos cúmulos riquísimos, como por ej. η y χ Persei pueden ser también núcleos de asociaciones).

(c) Con gran frecuencia entre los miembros de las asociaciones se encuentran estrellas múltiples de un tipo especial, denominado "trapezios" (porque son similares al conocido trapezio de Orión) y cadenas de estrellas; ambos tipos de formaciones son fuertemente inestables.

(d) Muy a menudo (pero no siempre) las estrellas de una asociación están mezcladas con nebulosas gaseosas irregulares, son frecuentes entre los miembros de asociaciones O, estrellas del tipo de Wolf-Rayet y P Cygni.

(e) En muchos casos el estudio de los movimientos propios de los miembros de una asociación ha permitido mostrar que las asociaciones se expanden, como si las estrellas que la forman hubieran salido todas desde una región muy pequeña hace algunos millones de años (Blaauw 1952, Blaauw y Morgan 1953 a, Markarian 1953 a y b, Strand 1958).

(f) Las asociaciones T son grupos (presumiblemente inestables) de estrellas de escasa luminosidad y de tipos espectrales adelantados que contienen en su interior algunas estrellas variables de la clase T Tauri (ver más adelante); sus diámetros son mucho más pequeños que aquellos de las asociaciones O y el número de sus miembros es muy variable.

(g) Algunas asociaciones O (Orión I, Monoceros II, Sagittarius II etc...) contienen en su interior variables tipo T Tau, de manera que son, en realidad; asociaciones mixtas (O-T); podría ser que un estudio adecuado mostrara que todas las asociaciones O son mixtas, pero no puede decirse nada en este propósito. Por otra parte hay seguramente asociaciones T que no contienen en su interior estrellas O-B.

(h) Todas las asociaciones T conocidas están relacionadas con nebulosidades difusas más o menos extensas, aunque en algunos casos estrellas individuales del tipo T Tau no aparezcan envueltas en nebulosidades (RU Lup).

El interés de las asociaciones estelares para nuestro problema consiste sobre todo en la circunstancia de que, por el mismo motivo de su inestabilidad, deben ser objetos de formación reciente. Después de un tiempo del orden de 10^7 años una asociación no podría ser más reconocida como tal, porque sus miembros se habrían dispersado completamente y mezclado con las estrellas del campo galáctico general, cuya edad media, en proximidad del sol es de $4 \text{ ó } 5 \times 10^9$ años (Johnson and Sandage 1955). Esto coincide con nuestras ideas generales sobre la evolución de las estrellas, dado que una estrella de los tipos O -B3 no puede tener una edad mayor que $10^6 \text{ ó } 10^7$ años, porque las fuentes conocidas de energía no podrían mantener su irradiación por un tiempo más largo que éste.

Esta observación ha llevado a Ambartsumian a afirmar que: las estrellas se originan por grupos en las asociaciones estelares que son agregados de estrellas de edad menor que 10^7 años. Pese a que algunas dificultades relativas al número actual de estrellas B hayan sido presentadas por Roberts (1957), hoy se tiende á aceptar esta conclusión como definitiva.

El corolario de esta afirmación es que cada vez que una estrella de un tipo determinado se encuentra ser miembro de una asociación, se puede afirmar que debe tratarse de una estrella de formación reciente (menor que 10^7 años).

Esto tiene especial interés, para el caso de estrellas de tipos especiales como (además de las gigantes azules O -B3) las variables tipo T Tau, las estrellas de Wolf-Rayet, las estrellas B con líneas de emisión (tipo P Cyg), la variable única γ Car y algunas supergigantes rojas, como aquellas estrellas que se observan en h e X Per (Bidelman, 1943); probablemente las variables tipo β CMa caen también en esta clase de objetos (G.Münch y Flather, 1957).

Claro está, entonces, que el estudio de las propiedades de los miembros de las asociaciones debe ser particularmente importante para el problema del origen y de las primeras fases de la evolución de las estrellas.

La estrecha relación entre asociaciones y nebulosas difusas ha conducido a la mayoría de los autores a afirmar que los miembros de una asociación se forman (con uno u otro mecanismo) desde la materia interestelar difusa. En realidad existen tres posibilidades:

(a) Las estrellas se forman por condensación de la materia interestelar.

(b) La materia interestelar es emitida por las estrellas.

(c) Las estrellas y la materia interestelar se forman ambas (no necesariamente en el mismo tiempo) desde una forma de materia diferente (preestelar).

Conviene, sin embargo, antes de seguir con nuestro análisis, señalar dos hechos observacionales. El primero consiste en que todo indica que las estrellas de una asociación no se forman todas en el mismo tiempo (G. Münch, 1956); quizás la ilustración más evidente de esto la tenemos en la asociación Ori I, donde la edad de las estrellas del Trapecio es de 3×10^5 años (Strand 1958, desde la velocidad de expansión) mientras los tres miembros alejados de la asociación, A E Aur, μ Col y ζ Ari deben haber salido del centro de la asociación algo como hace 5×10^6 años (Blaauw y Morgan 1953 b, Blaauw y Morgan 1954, Blaauw 1956 b).

Según Ambartsumian (1958) las nebulosas relacionadas con las asociaciones se expanden también y esta afirmación resulta confirmada por las observaciones de la nube de H I en λ 21 cm. en la región de Orión (Menon 1958); la velocidad de expansión observada (10 km/seg) conduce a suponer que la expansión se haya iniciado hace 2.4×10^6 años. Las observaciones ópticas de G. Münch (1958) con el método de la ranura múltiple confirman una expansión general de este orden, pero demuestran la existencia (por otra parte

ya conocida y esperada) de una turbulencia muy considerable.

El otro hecho aludido es la circunstancia de que las asociaciones estelares son sistemas de energía positiva (considerándose como energía potencial cero la energía potencial del sistema, cuando sus miembros se encuentran dispersados al infinito). Ambartsumian ha insistido en repetidas oportunidades sobre este hecho de fundamental importancia teórica (cfr. p. ej. Ambartsumian 1954 a, 1955 c). En un grupo de estrellas, como las asociaciones Perseus II, Lacerta I, Cepheus I, Carina I, el Trapecio de Orión, que se expanden con velocidades del orden de 10 km/seg, la energía cinética es muchas veces mayor (en valor absoluto) que la energía potencial; por lo tanto su energía total es seguramente positiva. Por supuesto existen muchos cúmulos, algunos de los cuales pueden ser partes de una asociación, cuya energía total es negativa; éstos son dinámicamente estables y se mantendrán reunidos por un tiempo del orden de 10^9 años, por lo menos. Tales son, por ej. los cúmulos η y χ Per, para los cuales Petrie (1957) no pudo encontrar ninguna indicación de expansión; desde sistemas como éstos se han formado los cúmulos galácticos estables actuales como las Pléyades, el Praesepe etc... Pero lo esencial es que las asociaciones en su conjunto y también muchos sistemas contenidos en ellas poseen una energía total positiva.

II Origen de las asociaciones estelares.

El problema es, ahora, el de como pudieron originarse estos sistemas de energía positiva. La teoría más popular es aquella de una condensación de material interestelar por inestabilidad gravitacional, siguiendo una línea de razonamiento debida a Jeans (1929). Brevemente, cuando la longitud de onda de una perturbación que se propaga en un medio gaseoso, homogéneo, infinito, es mayor que un límite determinado λ_j , si se toma en cuenta la gravitación la amplitud de la perturbación aumenta indefinidamente y en el medio se forma una condensación estable cuyas dimensiones son del orden de λ_j . La deducción de esta propiedad es elemental y el valor de λ_j está dado por la ecuación

$$(1) \quad \lambda_j^2 = \frac{5}{3} \pi \frac{k}{HG} \frac{T}{\mu P} \quad \lambda_j = 2,6 \cdot 10^{-11} \sqrt{\frac{T}{\mu P}}$$

(λ_j en parsec, T en grados K y ρ en gr/cm^3)

donde G , k y H son, respectivamente, la constante gravitacional, la constante de Boltzmann y la unidad de peso atómico, T , ρ y μ son, respectivamente la temperatura, la densidad y el peso molecular del gas.

Dudas sobre la aplicabilidad de la ecuación (1) han sido elevadas en varias oportunidades, pero ha sido demostrado que la ecuación queda prácticamente la misma también si el medio se encuentra en movimiento de rotación (Chandrasekhar 1955) y si están presentes campos magnéticos (Chandrasekhar y Fermi, 1953). Las complicaciones introducidas por la turbulencia son muy serias, especialmente en consideración de que los movimientos interiores de la materia interestelar son de tipo supersónico y no pueden ser consideradas en esta oportunidad. Por otra parte, aplicando el teorema del virial se llega aproximadamente a la misma ecuación (1).

Adoptando para T y ρ los valores de 100°K y 10^{-24}gr/cm^3 , respectivamente y suponiendo el gas constituido por átomos de hidrógeno neutros ($\mu=1$) se halla $\lambda_j=260$ ps que es del orden (aunque algo mayor) de las condensaciones observadas en los brazos de las espirales (cfr. por ej. Van de Hulst, 1958). Según esta teoría en un medio homogéneo gaseoso, que se extiende indefinidamente, se formarían entonces primero grandes condensaciones del orden de 250 ps de diámetro, las cuales deberían sucesivamente fraccionarse, con el mismo proceso, hasta llegar a condensaciones suficientemente pequeñas y densas para que su temperatura pueda determinar una radiación suficiente en la región visible del espectro; éstas últimas son las estrellas recién formadas, las cuales se encuentran así todavía en un estado de contracción gravitacional.

Una cuestión que se presenta de inmediato es la de la posición de las estrellas recién formadas en el diagrama de Hertzsprung-Russell. Es bien conocido que desde su primer descubrimiento, el diagrama de

Hertzsprung-Russell ha sido interpretado como el diagrama fundamental de la evolución estelar (comp. p. ej. Russell, Dugan, Stewart 1927); sin embargo su verdadero significado ha sido entendido sólo después que se llegó a interpretar la secuencia principal como el lugar (en el diagrama) de las estrellas que tienen como fuente de energía las reacciones termonucleares del H (comp. p. ej. Cameron, 1957).

La determinación empírica de este lugar por Johnson y Morgan (1953) y por Johnson y Hiltner (1956) permite, para cualquier grupo de estrellas cuyo diagrama de H.-R. está determinado, llegar a la conclusión de si la producción de energía en aquellas se debe a las reacciones termonucleares del H ó a otra fuente. En el problema de las estrellas recién formadas, tiene, por lo tanto, sumo interés la determinación exacta de la forma del diagrama H.-R. de los miembros de una asociación. Fundamentales son para esto las mediciones foto-eléctricas de Walker (1956, 1957 a) de los cúmulos NGC 2264 en Monoceros II y NGC 6530 en Sagittarius I y de H. L. Johnson (1957 b) para las estrellas de Orión I. En los tres casos los diagramas son muy parecidos y muestran que las estrellas más brillantes han alcanzado ya la secuencia principal, mientras las más débiles, en su mayoría, resultan mucho más luminosas que lo que corresponde a su tipo espectral, colocándose aproximadamente en la región de las sub-gigantes. Muchas de las estrellas de esta región son variables del tipo T. Tau. Otras observaciones de Walker (1957 b) de los cúmulos NGC 6530, 6611 y IC 5146 confirman estos resultados.

Casi todos los A. consideran estas observaciones como la demostración de que estas estrellas se encuentran todavía en un estado de contracción en el cual sacan su energía desde fuentes gravitacionales. Los cálculos teóricos de modelos gravitacionales confirman esta conclusión (Henyey, Le Levelier y Levée, 1955). Sin embargo, no hay que atribuir excesivo valor a estas deducciones; en realidad todo lo que las observaciones permiten afirmar es que en las primeras fases de su evolución las estrellas no traen su energía desde las reacciones termonucleares del H (ciclo de Bethe y cadena p-p)

o, por lo menos, existe una fuente de energía adicional; el acuerdo con los modelos gravitacionales podría ser puramente casual y no es de ninguna manera un argumento decisivo.

Por otra parte, la teoría de la contracción gravitacional choca con enormes dificultades de carácter teórico.

(a) El substrato gaseoso del cual deberían formarse las asociaciones no se extiende indefinidamente, sino, presumiblemente, se encuentra distribuido más o menos homogéneamente en los brazos de las espirales, cuyas dimensiones transversales son del mismo orden de λ_j . En estas condiciones no es de ninguna manera seguro que se realice la inestabilidad gravitacional invocada por la teoría; por ej. un campo magnético de 7×10^{-6} elimina la inestabilidad (Chandrasekhar y Fermi, 1953) y este es precisamente del orden de los campos magnéticos necesarios para explicar la orientación de los cristales que determinan la polarización interestelar (comp. p.ej. Serkowski, 1958).

Esta dificultad, sin embargo podría no ser decisiva, porque los cálculos magnetohidrodinámicos valen para un plasma, mientras el gas inicial es esencialmente H al estado neutral. La acción estabilizante del campo debería, entonces, aparecer recién cuando, debido a las condensaciones sucesivas, el material (ya transformado en estrellas) haya sido ionizado considerablemente. Este proceso y el campo magnético de las estrellas así formadas han sido considerados por Mestel y Spitzer (1956) y por Mestel (1958).

(b) El tiempo de la contracción gravitacional es muy largo (Ström-gren 1955), del orden de 5×10^7 años, lo que muy difícilmente puede conciliarse con los datos relativos a las asociaciones.

Una teoría algo modificada de inestabilidad gravitacional válida para un medio de extensión limitada (esfera, cilindro) en la que se toma en consideración una presión exterior sobre el contorno ha sido analizada por Ebert (1955) y Bonnor (1956); más recientemente esta teoría ha sido desarrollada por Mc Crea (1957). Con estas teorías, quizás, el problema de la escala del tiempo sería menos se-

rio.

(c) Todas estas teorías encuentran sin embargo, una dificultad fundamental y (a mi parecer) insuperable en el hecho de observación de que las asociaciones estelares son sistemas de energía positiva. Esto ha sido muy claramente puesto en evidencia por Ambartsumian (1954 b) y confirmando por los cálculos de Schatzman (1954). En forma muy general podemos decir que un sistema en contracción gravitacional tiene necesariamente una energía negativa (si no, no podría contraerse) y no es posible comprender como puede sucesivamente transformarse en un sistema con energía positiva. Desde luego también un sistema con energía negativa puede perder sus miembros por "evaporación"; pero el tiempo necesario para ello es del orden de 10^8 años por lo menos y, entonces, de un orden de magnitud mayor del observado.

Antes de hablar de la hipótesis de Ambartsumian, se mencionan aquí solamente una teoría de Öpik (1954), que hace intervenir en la formación de las estrellas la explosión de una supernova, y otra de Kaplan (1958), relativa a la formación de nubes de gas interestelar por efecto de ondas de choque estacionarias asociadas con pérdida de energía por radiación. La primera nos parece en total desacuerdo con los datos de observación y la segunda no puede ser discutida aquí; en parte se encuentra incluida en la Teoría de Oort y Spitzer de la que nos vamos a ocupar brevemente.

La teoría de Oort y Spitzer (1955) parte de la observación de que, debido a los choques inelásticos entre las nubes interestelares, las velocidades de éstas deberían disminuir y, prácticamente, anularse en un tiempo del orden de 10^7 años, que es el tiempo medio entre los choques, si no existe un proceso que mantiene las altas velocidades observadas. El mecanismo imaginado por Oort y Spitzer es el siguiente. Supongamos, inicialmente, un sistema de nubes grandes y oscuras de gas y partículas sólidas (polvo); por efecto de un proceso que por ahora se deja indeterminado nace en el interior de una de ellas una estrella O de alta luminosidad y temperatura superficial. Esto determina la formación, prácticamente instantánea, de

una esfera H II alrededor de la estrella, en la cual, sin embargo, la densidad es la misma que en la región H I (de gas neutro) exterior. Por el exceso de presión la región H II se expande rápidamente, lo que determina la expansión de la nube y su desintegración; los fragmentos forman nuevas nubes, menores, que se mueven con velocidad elevada y al chocar con otras se reúnen en nuevas grandes nubes en las cuales el proceso vuelve a renovarse. Más o menos la misma teoría ha sido propuesta independientemente por Biermann y Schlüter (1955).

Savedoff y Greane (1955) han estudiado la dinámica de la onda de choque producida por la esfera H II que se expande en la región H I, encontrando que el frente de la onda debería constituir una región en que la densidad es unas cien veces mayor que la de la región inicial; en condiciones comparables con aquellas de la nebulosa de Orión la velocidad de propagación del frente es de 14 km/seg. La región comprimida es inestable por perturbaciones (inestabilidad de Rayleigh-Taylor) y debe fragmentarse en pequeñas partes, determinando, así, la formación final de una asociación de estrellas en expansión. En notas sucesivas Savedoff (1956, 1958) trata de interpretar en esta forma el grande arco de Barnard en Orión, llegando para esto a una edad de formación de 1.9×10^6 años, por una estrella O de magnitud visual absoluta $M_V = -5.0$; la masa del arco es de 10^5 y la tremenda energía cinética correspondiente (10^{50} erg) no sería incompatible con los otros datos.

Aparte la fácil objeción de que no hay ninguna explicación sobre como debería originarse la estrella O madre, esta Teoría se presenta muy atractiva desde varios puntos de vista. Sin embargo, según Menon (1958), no es suficiente para explicar los caracteres observados en la región de Orión.

Es indudable que el mecanismo de Oort es fundamental para la dinámica de la materia interestelar y es interesante especular si algunas formaciones anulares como aquella que se observa en la nebulosa cerca de η Car o en NGC 7635 puedan haberse producido en esta forma. Pero en lo que se refiere a la posibilidad de explicar

en tal manera el origen de las asociaciones, creemos con Ambartsumian (1958) que las observaciones no confirman la teoría. Ambartsumian menciona como ejemplos NGC 2444, IC 1805 y el grupo alrededor de λ Ori en los cuales las dimensiones de la asociación son menores que aquellas de la nebulosidad asociada, de manera que debe excluirse la posibilidad de que las estrellas se hayan formado en la periferia de la nebulosa.

La distribución de las estrellas de la asociación sugiere una relación genética más directa con las estrellas O que excitan la nebulosa.

Por lo tanto debemos admitir que en época reciente ha tenido lugar en la región central de los sistemas mencionados un proceso intenso de formación estelar que, posiblemente, sigue todavía.

El cuadro observado es aproximadamente el siguiente. Cada sistema mencionado corresponde a una gran nébula difusa (o a un sistema de nebulosas); es presumible que esta vaya expandiéndose y su edad sea del orden de $2 \text{ ó } 3 \times 10^6$ años. En la parte central de la nebulosa se encontrará un cúmulo o un grupo de estrellas, cuya edad es del orden de $1 \text{ ó } 2 \times 10^6$ años o quizás menos. Este modelo de Ambartsumian encuentra quizás la confirmación más decisiva en el sistema de Orión ya anteriormente mencionado.

Por medio de consideraciones análogas, Ambartsumian (1954 b, 1958) llega a la conclusión de que las asociaciones y las nebulosas que las envuelven deben originarse desde un objeto de dimensiones relativamente pequeñas, posiblemente de masa y densidad muy elevadas. Denominaremos protoestrella este objeto y preestelar la materia que lo constituye; las propiedades físicas de la materia preestelar son desconocidas y, probablemente diferentes de aquellas de la materia ordinaria.

III Las estrellas T Tauri y la hipótesis de la materia preestelar.

El punto que debe ser examinado sucesivamente es el de si el estudio de algunos de los objetos, que por las razones precedentemen-

te expuestas deben considerarse de formación reciente, puede proporcionar alguna información sobre esta hipotética materia preestelar. En este orden de consideraciones vienen en primer lugar las estrellas del tipo T Tau.

El primero en llamar la atención sobre las propiedades de las estrellas T Tau han sido Joy en un trabajo fundamental (Joy 1945) que constituye todavía una de las fuentes más importantes de datos sobre estas clases de variables. Después de que Ambartsumian (1949) hubo puesto en relieve la gran importancia cosmogónica de tales estrellas, la cantidad de investigaciones que se le han dedicado se ha vuelto enorme y paralelamente ha aumentado el número de variables de esta clase. En 1946 el Catálogo General de Kukarkin y Parago alistaba 173 objetos clasificados como del tipo RW Aur; en 1958 la segunda edición del mismo Catálogo contenía no menos de 590 de tales objetos. La observación de estrellas cuyo espectro tiene caracteres similares al espectro de las estrellas T Tau en regiones galácticas caracterizadas por la presencia de grandes nebulosas difusas (com. p. ej. Joy 1949, Struve y Radkjöping 1949, etc) ha contribuido a facilitar el descubrimiento de las variables de esta clase.

Cabe mencionar que existe cierta confusión en la definición de las estrellas T Tau (Herbig 1952), porque muchos autores designan con este nombre indiscriminadamente todas las estrellas con líneas de emisión y tipo más adelantados que F que se encuentran en asociaciones estelares o son asociadas con nebulosidades difusas. Por otra parte las estrellas T Tau muestran ciertas variaciones irregulares de brillo; como éstas son típicas de las variables de la clase denominada por Hoffmeister (1949) Clase RW Aur, y RW Aur es una estrella T Tau, en muchos trabajos se emplea la denominación "estrella T Tau" como sinónimo de "variable de la clase RW Aur". Según Herbig (1958) los caracteres que determinan la pertenencia de una estrella a la clase T Tau son:

(a) Un espectro de emisión en el cual deben estar siempre presentes la serie de Balmer, las líneas del Ca II (H y K) y algunas líneas del Fe I; otras líneas, entre las cuales típicas $\lambda 4068$, $\lambda 4076$.

[S II] , pueden estar presentes o no. Cuando visible, el espectro de absorción es de los tipos F - M.

(b) La asociación con una región nebulosa, luminosa u oscura.

(c) Una variación completamente irregular de brillo de amplitud no muy grande, alrededor de cierto brillo medio (variables RW Aur).

Descripciones de las propiedades de las estrellas T Tau, sea como clase, sea para estrellas individuales, han sido publicadas en muchas oportunidades y no necesitan ser repetidas (compárese por ej. Joy, 1945, Kholopov 1951, 1957, Herbig 1952, 1957a, 1958); gran parte del Simposio sobre Estrellas no-estacionarias que tuvo lugar en Bjurakan en 1956 ha sido dedicado a las propiedades de las estrellas T Tau.

Estrictamente relacionadas con las estrellas T Tau están otros objetos que deben ser considerados conjuntamente; especialmente importante para nosotros son los así llamados "objetos Herbig-Haro" (Herbig 1951, 1952, Haro 1952, 1953). Estos consisten de un núcleo estelar o semiestelar con una pequeña nebulosa de emisión cuyas líneas más intensas son la serie de Balmer, λ 3027-29 [O II] , λ 4068-76

[S II] , acompañadas por un débil continuo y un sistema de líneas débiles de emisión de iones de baja excitación (CaII, Fe II, . . .) . Hasta ahora se conocen solamente 7 de tales objetos, todos de magnitud aparente muy débil (16^m ó 17^m), 3 cerca de NGC 1999 y 4 en la región de Orión (Haro, 1957). Un objeto con características bastante similares es HD 138403, una estrella austral muy peculiar, envuelta en un halo nebuloso de 6" de diámetro (Thackeray, 1956); sin embargo el espectro de emisión de esta estrella parece presentar un nivel de excitación algo más elevado.

Otra clase de objetos, relacionados con las estrellas T Tau son las variables tipo UV Cet o variables relámpago (Haro 1956). Los notables descubrimientos de Haro y sus asociados, de variables sumamente rápidas en Orión, Taurus y Monoceros (Haro y Rivera Terrazas 1954, Haro 1954, Haro y Chavira 1955), demuestran la existencia en las asociaciones T o mixtas de importantes concentraciones de estrellas que

en muchos aspectos son prácticamente idénticas a las variables del tipo UV Cet. Haro considera que estas estrellas (y también las variables UV Cet ordinarias en proximidad del Sol) pertenecen a la familia de las estrellas T Tau (generalizadas) o sea son estrellas de formación muy reciente asociadas con material interestelar.

Adoptando provisoriamente la hipótesis, por otra parte muy razonable, que las estrellas T Tau son estrellas de formación muy reciente (en tren de evolucionar hacia estrellas ordinarias), las cuales deben su inestabilidad precisamente a una permanencia de las condiciones que han acompañado su formación, el problema es el de reconocer, entre la gran multiplicidad de fenómenos que ellas manifiestan, aquél o aquéllos que están directamente relacionados con su origen. La atención de los investigadores parece haberse polarizado esencialmente sobre los hechos siguientes (Comp. p. ej. Ambartsumian 1957 a,).

(a) La variación luminosa. La irregularidad de la curva de luz parece sugerir que la variación luminosa es en su esencia accidental. Sin embargo el carácter de la variación es muy diferente de una estrella a otra. Por ej. T Cha (Hoffmeister 1958) muestra variaciones completamente irregulares de 3 ó 4 magnitudes en 1 ó 2 días; las variaciones de RU Lup son a veces muy lentas y a veces sumamente rápidas, pero de amplitud pequeña (1^m), RY Lup parece algo intermedia entre éstas y BO Cephei que es la representante típica de las variables "algoloides" cuya magnitud es normalmente constante, pero a intervalos irregulares disminuye repentinamente de más o menos 1^m , recuperándose enseguida. T Ori algunas veces recuerda las variables de la clase R Cr B, mientras durante otros períodos es totalmente irregular, como resulta de la curva de luz publicada por Parenago (1954). Estas son todas variables típicas de la clase RW Aur. Por otra parte las variables rápidas de la clase UV Cet son caracterizadas por un brillo prácticamente constante en el mínimo de luz con repentinos aumentos que se prolongan por solo algunos minutos.

Ambartsumian (1957a) llama la atención sobre el hecho de que para cada estrella existe cierto brillo mínimo, debajo del cual la es-

tralla no desciende nunca. Pero en muchos casos no es el brillo mínimo el que más se hace notar, sino la constancia en proximidad del máximo.

Muy notable es un análisis de las variaciones de UV Ceti por Oskanian (1957), en la hipótesis que estos resultados puedan extenderse a las variables rápidas de Haro. Oskanian encuentra que, aparte los relámpagos, la magnitud de la estrella oscila lentamente con una amplitud de $0.^m8$. Los relámpagos son de amplitud muy variable y pueden dividirse en dos grupos con amplitud, respectivamente, menor o mayor que $1.^m5$; a menudo estos últimos son precedidos un par de minutos antes por relámpagos más débiles. La caída de luz después de un relámpago tiene forma exponencial. La frecuencia de los relámpagos es relativamente constante.

(b) La relación con nebulosas gaseosas. Hay dos clases de nebulosas asociadas con las estrellas T Tau. Primero viene la nebulosidad general (luminosa u oscura) que envuelve la asociación; tales son, por ejemplo, la extensa nebulosidad de la región Auriga-Taurus, la gran nebulosa de Orión, la nebulosa M 8 etc. Además de éstas, existen, sin embargo, otras pequeñas nebulosidades casi siempre de una forma muy típica (nebulosas cometoides) que parecen estar más directamente relacionadas con algunas variables particulares. Algunas de éstas (quizás todas) son variables de forma y de brillo y merecerían una mención más amplia.

Uno de los casos más notables es, por ej. el de la nebulosidad alrededor de T Tau. En 1852 Hind descubrió al Sur-Oeste de esta estrella una débil nebulosa de unos $30''$ de diámetro que sucesivamente se volvió siempre más débil, hasta desaparecer por completo en 1868; la nebulosa de Hind lleva el número 1555 del NGC. Pero en 1868, O. Struve descubrió otra nebulosa a $3'$ al Oeste de T Tau, que envolvía una estrella de 14^m , y a la cual se dió el número 1554 en el NGC. En 1877 la nebulosa de Struve desapareció y no fué nunca vista desde aquél tiempo. Pero en 1890 Barnard y Burham volvieron a observar la nebulosa de Hind, pero sumamente débil, en el límite de los mayores telescopios del tiempo. Desde 1890 en adelante NGC 1555 fué estu-

luz fotografiada con bastante detalle, encontrándose considerables variaciones, que mostraron que la luminosidad de la nebulosa no es simple luz reflejada, aunque ésta pueda desempeñar cierto papel. Finalmente en la proximidad inmediata de T Tau, Barnard descubrió otra pequeña nebulosidad de forma elíptica, cuyas variaciones pudieron ser observadas fotográficamente en los años sucesivos y cuyo espectro ha sido observado por Herbig (1950). Probablemente la envoltura nebulosa de los objetos Herbig-Haro es similar a esta última.

Otros casos típicos son NGC 2261 alrededor de R Mon (v. por ej. Duncan, 1956) y NGC 5729 cerca de R Cr A. En todos estos casos la relación con la variable es evidente, pero resulta difícil explicar la luminosidad de la nebulosa como luz estelar reflejada; esto se deduce tanto de las variaciones de brillo, como de observaciones de polarización (véase, sin embargo Whitney y Weston 1948).

(c) El fenómeno de la emisión continua. Los relámpagos de UV Cet están acompañados por considerables variaciones del espectro (Joy y Humason 1949). En tales ocasiones las líneas de absorción resultan cubiertas por una emisión continua de considerable intensidad; en el mismo tiempo las líneas de emisión de Balmer adquieren más intensidad y aparecen otras debidas a He I y He II. Un fenómeno análogo (desaparición o debilitamiento de las líneas de absorción por la presencia de una fuerte emisión continua) se observa también en muchas estrellas T Tau especialmente en proximidad de los máximos del brillo (Joy 1954). En el caso de las estrellas UV Cet, con respecto a esta emisión continua hay que observar esencialmente tres cosas: Su aparición y desaparición en un tiempo sumamente corto, la cantidad considerable de energía emitida y la distribución espectral de la energía. Todos estos caracteres excluyen la posibilidad de interpretar este fenómeno como una radiación térmica ordinaria. Ambartsumian (1954 c, 1957, a, b, c,) sugiere que lo que se está observando es la expulsión, desde las capas más internas, de una parte de la materia interior, que según él es la fuente de la energía estelar.

Por extensión, la emisión continua es atribuida a la misma causa también en el caso de las estrellas T Tau y objetos relacionados con

ellas. La emisión continua de estos objetos ha sido el argumento de muchas investigaciones (Haro y Herbig 1955, Herbig 1958). Aparentemente hay dos tipos de emisión continua: un continuo general, que produce un velo general sobre las líneas de absorción y parece en alguna forma relacionado con la intensidad de las líneas de Balmer, y un continuo limitado a una región ultravioleta alrededor de λ 3500 Å; éste último se presenta sólo en algunos objetos (el 20 %) de los que tienen H_α en emisión. Böhm (1956, 1958), en base a un análisis espectrofotométrico concluye que el continuo ultravioleta podría ser debido al continuo de Balmer y a miembros elevados de la serie no separados; sin embargo Herbig (1958) no comparte esta opinión, que parece difícil poner de acuerdo con las observaciones de Hunger y Kron (1957, 1958) de una muy elevada polarización (el 55%) de la luz correspondiente a este continuo en la estrella T Tau, NX Mon. Sin embargo Hiltner e Iriarte (1958) han mostrado que las observaciones de Hunger y Kron son contaminadas por la luz de otra estrella cercana.

Para llegar a una conclusión sobre la naturaleza de la emisión continua es interesante también considerar su relación con la luminiscencia de las nebulosas peculiares asociadas con muchas estrellas T Tau (Ambartsumian 1955 a y b, Dombrovski 1957, Khatchikian 1957, Greenstein 1948, 1957 a). En todos los casos las observaciones en luz ordinaria o polarizada y el espectro son difícilmente conciliables con la hipótesis de una simple reflexión o difusión de la luz estelar y con radiación térmica.

Un profundo análisis sobre las fuentes posibles de energía de las estrellas T Tau se debe a Greenstein (1957 b), con la conclusión de que hasta ahora no existe una hipótesis verdaderamente satisfactoria que pueda explicar todas las observaciones. Quizás la de una contracción gravitacional sería todavía la más sencilla y en el mismo tiempo aquella que puede representar mejor los datos experimentales. Sin embargo, la hipótesis de una contracción gravitacional, además de las dificultades mencionadas en la Sección II, tiene, para el caso de las estrellas T Tau, otros inconvenientes como ha sido puesto en evidencia por Schatzmann (1957). Por ej. el tiempo de la con-

tracción de una estrella K hasta llegar a la secuencia principal, según los cálculos de Henyey, Le Levelier y Levée (1955) es del orden de 10^8 años o sea mucho más largo que la vida de la asociación T y no se ve como este tiempo pudiera hacerse más corto. Otra dificultad es la del momento rotacional de las estrellas; las observaciones de Herbig (1957b) muestran que las estrellas T Tau tienen una velocidad de rotación considerable que aumenta hacia los tipos más adelantados, mientras las estrellas de la serie principal no tienen casi rotación. Por la conservación del momento, la velocidad angular debería crecer por efecto de la contracción (y no disminuir), ¿Cómo pudo la estrella liberarse del exceso de momento rotacional?

Estamos, así, reducidos de nuevo a la idea fundamental de Ambartsumian de la materia preestelar. En las estrellas T Tau (que se han originado recientemente de protoestrellas, las cuales están constituidas por materia preestelar muy densa) se realizan en gran escala procesos de desintegración de la materia pre-estelar, procesos que serían similares a los fenómenos de desintegración radioactiva; esta materia se conserva por largo tiempo en el interior de las estrellas. Ambartsumian, inclusive llega hasta afirmar que estos procesos, y no las fuentes termonucleares conocidas, son el origen de la energía de todas las estrellas (lo que nosotros no consideramos aceptable).

Para explicar las particularidades de las estrellas T Tau, hay que suponer además que

(a) La liberación en las capas exteriores tiene un carácter discontinuo y se produce en grandes cantidades (10^{33} ergs para las estrellas UV Cet, 10^{38} ergs para las estrellas T Tau); cuando la liberación se produce en capas debajo de la fotosfera, las variaciones de brillo observadas son más lentas; cuando se producen en las capas más elevadas son más rápidas (relámpagos), según el mecanismo (radiación de electrones relativísticos u otro) que transforma la energía liberada en energía óptica;

(b) La liberación en sí es instantánea, aunque el proceso de transformación en energía óptica pueda necesitar cierto tiempo;

(c) En algunos casos el agente que transporta las fuentes de energía llega hasta la materia interestelar y la liberación ocurre fuera de la estrella produciendo los fenómenos de luminiscencia de las nebulosidades cerca de las estrellas.

El gran defecto de esta hipótesis es, desde luego, que por ahora nada sabemos sobre las propiedades de la materia preestelar, aparte el hecho de que debería ser muy densa. Parece que Ambartsumian piensa en la posibilidad de una cantidad considerable de material fisionable.

Sin entrar, por ahora, en especulaciones sobre esta cuestión (fundamental por supuesto) nos parece que la idea de Ambartsumian es sumamente interesante y digna de ser considerada por lo menos como hipótesis de trabajo.

Para cerrar esta sección es conveniente mencionar una importante observación de Herbig (1957 a) de la aparición de dos núcleos, aparentemente estelares, entre 1947 y 1954 en la cercanía del objeto Haro 12 a (Herbig 2) en Orión. Los nuevos núcleos no mostraron ninguna variación desde la fecha de su aparición hasta 1956. Según las palabras de Herbig " tal vez hemos aquí constatado directamente la fase inicial de un episodio de la evolución estelar. Puede ser que ésta es la forma en que las estrellas T Tau comienzan su historia."

IV Eta Carinae y su importancia cosmológica.

Al considerar otros objetos relacionados con las primeras fases de la evolución estelar, se nos presenta la interesante posibilidad de que los fenómenos observados en la variable "única", Eta Carinae, sean también una manifestación de la inestabilidad que acompaña la formación de una estrella o un grupo de estrellas. En este sentido es interesante analizar hasta que punto las observaciones son compatibles con la idea de que, así como las estrellas T Tau están relacionadas con la formación de estrellas de la secuencia principal, de los tipos F en adelante, en forma análoga Eta Carinae sea asociada a la formación de estrellas de gran masa (O-A-). Esta posibi-

lidad ha sido sugerida por Gratton (1955) y por Thackeray (1956 b) y será ahora reexaminada; pero antes conviene quizás aclarar que según nuestra opinión los fenómenos de las primeras fases de la evolución de las estrellas pesadas no tienen porqué manifestarse en una forma única según un esquema rígidamente determinado. La masa de las estrellas que se originan y las condiciones locales pueden determinar un camino evolutivo que, aunque similar en la sustancia, puede dar lugar a manifestaciones exteriores diferentes. Por ej. los fenómenos presentados por P Cyg desde su primera aparición en el año 1600, aunque aparentemente bastante diferentes de los de η Car podrían ser una manifestación de un curso similar de eventos en condiciones circunstanciales diferentes. Buscando otros casos de naturaleza posiblemente similar, ya ha sido sugerida (Gratton 1958) una relación entre η Carinae por un lado y, en objetos extragalácticos, S Dor, y las variables de Hubble y Sandage (1953) por el otro.

El punto esencial es la conexión de estas estrellas con asociaciones estelares, porque este es el criterio que permite afirmar si son o no de formación reciente. El caso de η Car ha sido discutido por Gratton (1955), pero, en vista de datos más recientes es conveniente considerarlo de nuevo.

La distribución espacial de las estrellas OB en la región de la gran nebulosa en Carina es un problema muy difícil debido al hecho de que probablemente en esta región estamos mirando a lo largo de un brazo de espiral de la Galaxia. Según los resultados recientes de Hoffleit (1956) las estrellas OB envueltas en la nebulosa se dispersan sobre una distancia entre 1.3 y 4.3 kps, notándose dos concentraciones a 1.2 y 2.0 kps y dos regiones pobres de estrellas a 1.5 y 2.7 kps, respectivamente. NGC 3293, un cúmulo bien cerrado con varias estrellas BO se encuentra a 2.6 ± 0.2 kps de distancia e IC 2944 (un cúmulo más dispersado con algunas estrellas de los últimos tipos O) tiene una distancia de 2.1 ± 0.5 kps. Finalmente un tercer grupo de estrellas OB algo más dispersado está a una distancia de 1.7 ± 0.3 kps. Estos podrían ser tres núcleos de una asociación con una distancia media de 2 kps. En esta interpretación el grupo de estre-

llas a 1.3 kps formaría otra asociación más cercana. Pero es posible también que la falta de estrellas en 1.5 kps no sea real y que en realidad tengamos una única asociación que se extiende en profundidad quizás más que 1 kps, con una distancia media entre 1.5 y 1.7 kps.

La distancia de γ Car ha sido estimada por Gratton (1955) y por Thackeray (1956 b) por medio de una comparación entre los movimientos de la pequeña nebulosa descubierta por Gaviola (1950) y Thackeray (1950) y la velocidad radial de las líneas de absorción. Este punto, sin embargo, merece una consideración más atenta.

El análisis de los movimientos de las condensaciones de la pequeña nebulosa por Ringuelet (1958) muestra con toda claridad que las diferentes condensaciones han sido expulsadas por el núcleo central en distintas explosiones; la época de cada explosión es marcada por un máximo de la curva de luz.

Adoptando estas conclusiones se hallan los movimientos de la Tabla I para las condensaciones de Gaviola; las épocas de las explosiones corresponden a otros tantos máximos observados de la curva de luz

Tabla I. Movimientos de la pequeña nebulosa de γ Car.

Condens.	Distancia núcleo (") 1945	Época explos.	Movimiento ("/a)
B	2".0	1890	0.036
C	1.9	1890	.035
g	3.4	1890	.060
h	4.9	1843	.048
d	4.9	1843	.048
isofot.10-13	9"	1750	.045

(Innes 1903). Si no tenemos en cuenta el valor que corresponde a la condensación g (que es muy inseguro), resulta muy notable el acuerdo de todos los valores, que parece indicar (considerando también el he-

cho de que seguramente las condensaciones no se mueven todas con el mismo ángulo respecto a la visual) una velocidad idéntica de movimiento centrífugo, cualquiera sea la importancia de la explosión medida por el valor del máximo de la curva de luz.

El problema es, ahora, el de cuál velocidad hay que coordinar con estos movimientos. La velocidad de las líneas de absorción observadas por Thackeray (1953a) y por Gaviola (1953) es de 475 km/seg (relativa a las líneas de emisión). Estos valores se refieren a los años 1945-1953 y difieren considerablemente de aquel obtenido por Whitney desde las placas de 1893, que es de 180 ± 40 km/seg. o 200 ± 30 , según se consideran o no las líneas del Fe I. Desde luego las observaciones recientes merecen un peso mayor, pero podría surgir la duda de que las observaciones de las dos épocas se refieren a materiales diferentes; las de Whitney a la materia expulsada en 1890 y las de Thackeray y Gaviola a la materia expulsada en otra explosión que podría haberse realizado alrededor de 1941, cuando la variable sufrió un aumento de brillo de casi una magnitud (comp. por ej. O'Connell, 1956). En este caso la velocidad radial medida en 1893 sería aquella que debería emplearse para determinar la expansión de la nebulosa. Sin embargo Thackeray (1953b) ha mostrado que es sumamente probable que el aumento de brillo de 1941 no se deba al núcleo, sino a la pequeña nebulosa; el núcleo, por sí, parece sufrir pequeñas fluctuaciones irregulares de algunas décimas de magnitud. La constancia del espectro por un período de más de 40 años sugiere que esta es la interpretación correcta y que debe haber algún error sistemático en las observaciones del año 1893.

Indicando con θ el ángulo entre la dirección del movimiento y la visual, es

$$(2) \quad \frac{R}{\sin \theta} = \frac{0.21 V}{\mu}$$

donde V es la velocidad de expansión y μ el movimiento propio observado (R en ps, V en km/seg y μ "/a) Para $V = 475$ km/seg se halla así un valor de $\frac{R}{\sin \theta}$, de 2800 ps para las condensaciones B

y C y 2100 ps para las condensaciones h y d, desde luego los valores de R pueden ser considerablemente menores, según el valor de $\sin \theta$. Adoptando la velocidad observada por Whitney (200 km/seg) los valores de $\frac{R}{\sin \theta}$ se reducen a 1200 y 880 ps, respectivamente.

Por otra parte es posible observar directamente el espectro de algunas condensaciones; por ej. las observaciones de H_{α} (Gratton 1958) para la condensación d conducen a una velocidad radial del orden de 200 km/seg. La velocidad de expansión es seguramente superior a ésta, lo que demuestra que la velocidad observada por Whitney es demasiado baja.

La conclusión es que la distancia de η Car está casi seguramente entre 1.0 y 2.5 kps y es probablemente próxima a 1.5 kps. Esta estimación debe considerarse más correcta que las anteriores (1.2 kps) pero, como aquellas, coloca η Car en el interior de la asociación.

La magnitud absoluta de η Car depende, naturalmente, además de la distancia, del valor de la absorción interestelar; como este es sumamente variable en una región llena de nebulosidades irregulares, la conclusión anterior de que η Car en su máximo de 1843, fué un objeto excesivamente luminoso, con $M=-13$ es correcta dentro de los límites de error. Un valor ligeramente más grande ($M=-14$) debe hoy considerarse más probable.

De aceptar la hipótesis inicial, de que η Carinae es una estrella, o un grupo de estrellas, en formación, todo esto mostraría que al comienzo de la evolución de una estrella (o de un grupo) se manifiestan fenómenos de carácter explosivo, con desarrollo de una cantidad enorme de energía. Es muy difícil, sin embargo pensar que estos fenómenos sean la causa directa de la formación de las estrellas, como si la materia expulsada pudiera sucesivamente condensarse alrededor de unos núcleos, eventualmente coincidentes con las condensaciones actualmente observadas. Contra esta interpretación están los resultados siguientes.

(a) La elevada velocidad de expulsión de la materia, del orden de unos centenares de km/seg, necesita después un adecuado mecanismo

(que no es fácil imaginar) que reduzca la expansión de la materia en todo un orden de magnitud para volverla igual a la velocidad de expansión de las asociaciones.

(b) Las observaciones espectroscópicas muestran que las condensaciones de la nebulosa son ellas mismas centros de expansión (y por lo tanto sumamente inestables) que muy difícilmente podrían dar lugar a la formación de estrellas; en efecto, en las isofotas más alejadas (Gaviola 1950) no se notan condensaciones de importancia.

Por lo tanto, pese a la enorme magnitud de la energía desarrollada, que es del orden de 10^{50} ergs (o más), nos inclinamos a pensar que estos fenómenos son manifestaciones secundarias que acompañan la formación de estrellas. Las condensaciones de la nebulosa aparecen más bien como fragmentos de un material fuertemente inestable arrojados en el espacio por una explosión del núcleo. En este sentido es sumamente interesante la observación de un aumento de brillo de la nebulosa en 1941, sin una variación apreciable del núcleo, lo que demostraría una actividad propia del material expulsado 50 ó 100 años después de la expulsión.

Claramente (y siempre en la hipótesis de que los fenómenos manifestados por η Car estén vinculados con las fases iniciales de la evolución estelar), hay dos posibilidades, por lo menos

(a) η Carinae es una estrella única (o a lo sumo un sistema de dos o tres estrellas) recién formada; las explosiones son debidas a la expulsión brusca (explosiva) desde la superficie de la estrella de cantidad de materia preestelar, tal como en las estrellas T Tau. Contra esta interpretación está la escala enormemente más grande del fenómeno (por un factor del orden 10^{12}).

(b) η Carinae representa un grupo estelar (digamos de un orden entre 10 y 100 masas solares), cuyas componentes se han formado o se están formando en un volumen de un diámetro menor que 1000 ó, quizás, 100 unidades astronómicas, es es una protoestrella en el sentido de Ambartsumian (1953). Las manifestaciones exteriores a las cuales asistimos podrían ser debidas a materia preestelar no incluida en las

verdaderas estrellas. En este caso la magnitud del fenómeno puede comprenderse mejor; en efecto, la masa de la materia preestelar que produce un relámpago de una estrella UV Cet no puede ser muy grande. Suponiendo que la actividad de la materia sea del mismo orden que en los procesos de fisión nuclear, se halla un valor de 10^{17} ó 10^{18} ergs por gramo; la masa de materia activa correspondiente a una explosión es de 10^{16} gramos para las estrellas UV Cet y 10^{24} gramos para las T Tau. En la serie de explosiones de η Car, en el curso de 200 ó 300 años, se necesitaría una masa de 10^{32} ó 10^{33} gramos de sustancia activa, lo que no aparece excesivo si la masa de las estrellas en tren de formarse es del orden de 10^{36} gramos.

Por otra parte, tanto los fenómenos de η Car como aquéllos de las estrellas T Tau parecen mostrar que una de las propiedades de la materia preestelar es una fuerte inestabilidad. Surgen, entonces, las preguntas naturales ¿De dónde se forma la materia preestelar? ¿Cómo puede perdurar por un tiempo del orden de 10^6 años en el interior de las estrellas T Tau (y, según Ambartsumian, por 10^9 años en las estrellas ordinarias)?

Por estos motivos la hipótesis de la materia preestelar requiere como un complemento necesario aquélla de que en el Universo se realice una creación continua de materia. La idea de una creación continua de materia en el espacio-tiempo no es nueva; en época relativamente reciente ha sido considerada, por ej. por Bondi y Gold (1948) y por Hoyle (1948), como una consecuencia de la expansión de las nebulosas extragalácticas.

Por supuesto nadie podría aceptar hoy seriamente especulaciones fantásticas como la de Jeans (citado por Hoyle); pero es preciso reconocer que nuestros conocimientos sobre las partículas elementales están todavía en sus comienzos.

Las relaciones entre los diferentes tipos de interacciones y los principios de simetría (y, por ende, las leyes de conservación) distan mucho de ser completamente claras. En consecuencia desde el punto de vista actual de la Física parece totalmente admisible que, da-

En circunstancias favorables, en lugares determinados y por tiempos limitados, pueda ocurrir la producción de grandes cantidades de materia, como en el fenómeno de la creación de pares de partículas y antipartículas.

Más que la creación de una sustancia "preestelar", los fenómenos de las estrellas T Tau y de η Car sugieren, sin embargo, en este caso la formación de materia "ordinaria" acompañada por la producción de cierta cantidad de sustancia "activa" inestable, responsable de los fenómenos de carácter explosivo. Debería suponerse que esta producción no cese enseguida, sino perdure algún tiempo ($\sim 10^6$ años) aunque con intensidad muy reducida en el interior de las estrellas recién formadas, contribuyendo en forma no despreciable a la producción de energía, hasta que aquéllas alcanzan la secuencia principal.

Desde luego, nos damos cuenta del carácter sumamente especulativo de estas consideraciones, cuyo valor (si es que lo tienen) no va más allá de aquél de una hipótesis de trabajo para orientar futuras investigaciones de carácter observacional.

APENDICE

ASOCIACIONES ESTELARES

En este apéndice damos un resumen de los datos principales sobre las asociaciones estelares mencionadas en la literatura Astronómica corriente.

Una de las dificultades que se encuentran depende del hecho de que, por su misma definición, una asociación no posee una individualidad bien definida, como un cúmulo ordinario. Así, por ej. en muchos casos no es bien claro si un grupo algo dispersado de estrellas deba considerarse como una asociación única con varios centros o núcleos o como varias asociaciones cercanas. Similmente ciertos grupos pobres de estrellas O-B, por ej. HD 5005 en NGC 281 (Sharpless 1954), pueden considerarse como una asociación, desde el punto de vista genético, pero parecen demasiado diferentes de las asociaciones con centenares o millares de miembros como Orión I o Perseus I, para ser incluidos en una misma categoría.

Otra complicación se debe al hecho de que a menudo dos asociaciones con distancias diferentes se proyectan en la misma región de la esfera celeste (esto sucede especialmente en ciertas áreas ricas de la Vía Láctea, Perseus, Carina, Cygnus etc...)

Por todas estas razones hemos preferido, en lugar de un Catálogo, un sistema descriptivo. Las indicaciones bibliográficas tienen esencialmente una finalidad de orientación y no son completas.

Listas de asociaciones O se encuentran en Kourganoff (1952, abreviado K) y Morgan, Whitford y Code (1953, abreviado M.W.C.); en las denominaciones hemos seguido éstos últimos A.A. cuando esto ha sido posible. Kholopov (1950, abreviado Kh) ha dado una lista de una docena de asociaciones T. El Catálogo de Cúmulos y Asociaciones anunciado por Alter, Ruprecht y Vanysek (1958) en el Congreso de Moscú no ha llegado todavía a Córdoba. Descripciones de varias nebulosas gaseosas relacionadas con asociaciones (NGC, 120, Orión) se encuentran en el libro de Aller (1956).

Las indicaciones (O1,.... T1,....) se refieren al mapa. Las coordenadas de los centros han sido en su mayoría estimadas sobre el mapa de Skalnate Pleso y son muy aproximadas.

I. Asociaciones O

(a) Región en Cepheus-Cassiopeia-Perseus

Las asociaciones en la región entre 65° y 130° de longitud galáctica se pueden dividir en 2 (o quizás 3) grupos según su distancia; posiblemente éstos corresponden a los diferentes brazos de las espirales galácticas.

(a₁) Región interior

Lacerta I = O1. (Centro: $22^h 35^m$; $+ 39^\circ$; $l = 65^\circ$, $b = -18^\circ$). Una asociación de unas 30 estrellas O-B cerca de 10 Lac. Contiene una nebulosa difusa (H.M. Johnson 1953) y algunas variables tipo β CMa. Distancia 460 ps (M.W.C.), pero Seyfert y Hardie (1957) de un estudio fotométrico de 82 miembros obtienen una distancia de 550 ps.; dimensiones: 120×70 ps (Blaauw y Morgan 1953a). La asociación se expande con una velocidad de 8 km/seg, lo que corresponde a una edad de 4.2×10^6 años. Posibles miembros lejanos son HD 197419 y 201910 (Blaauw 1956 b). Existe una fotometría fotoeléctrica de varios miembros brillantes (Harris 1955).

Cepheus I = O2. ($21^h 40^m$, $+ 60^\circ$; $l = 69^\circ$, $b = 4^\circ$), denominada Cepheus II por los autores Rusos. Asociación bastante bien conocida (Markarian 1953a) de un centenar de estrellas O-B; Sahovskoj (1956) atribuye a Cepheus I algunas gigantes de tipo adelantado y 1500 estrellas B8- A1. La asociación comprende los cúmulos Tr 37 y NGC 7160 y varias nebulosas gaseosas oscuras y luminosas (IC 1396); en las fotografías de Barnard es muy notable un anillo nebuloso alrededor de HD 202214 de $50'$ de diámetro. Distancia: entre 600 y 720 ps.; dimensiones 65×110 ps. La asociación se expande con una velocidad de 8 km/seg (Markarian 1953a) lo que conduce a una edad de 4.5×10^6 años; estos resultados son confirmados por Artjukina (1956), pero Horrocazeva (1956) cree que los movimientos observados pueden tener otra interpretación y no muestran ninguna expansión. 68 Cyg es un

miembro alejado (Blaauw 1956b) que salió del centro de la asociación hace 5.1×10^6 años.

Cepheus III = 03. ($22^h 51^m$, $+ 62^\circ$; $l = 78^\circ$, $b = + 3^\circ$). Pequeña asociación de estrellas B en una nebulosa difusa a 1° del cúmulo NGC 7419. Distancia: 960 ps (M.W.C.) ó 760 ps (Johnson 1957).

Cassiopeia IV = 04. ($0^h 16^m$, $+ 62^\circ$; $l = 88^\circ$, $b = - 5^\circ$). Región de los cúmulos NGC 7789, 146 y 225; es una vasta región designada por los rusos Cassiopeia III (k), donde existen muchas estrellas de tipo espectral temprano en una distancia media de 850 ps (L. Münch 1954). Posiblemente IC 1590 envuelto en la nebulosa gaseosa NGC 281 pertenece a la asociación.

Asociación α Per = 05. ($3^h 17^m$, $+ 49^\circ$; $l = 115^\circ$, $b = - 5^\circ$). Comprende esencialmente el cúmulo en movimiento cerca de α Per, que contiene muchas estrellas B y otras de tipo más adelantado (inclusive la misma α Per); según Blaauw (1956b) pertenece al gran agregado de estrellas tempranas Cassiopeia-Taurus (al cual pertenecen también Lacerta I). Dieckvoss (1953) encuentra indicación de una expansión general, a la cual corresponde una edad de $8 (\pm 3) \times 10^6$ años. Fotometría de 212 miembros por miembros por Heckmann y Lübeck (1958) quienes llegan a una distancia media de 150 ps y sugieren la existencia de otra condensación en 100 ps de distancia y en la misma región.

Perseus II = 06. ($3^h 48^m$, $+ 31^\circ$; $l = 127^\circ$, $b = - 15^\circ$). Asociación bien conocida alrededor de ζ Per en una región de densas nubes interestelares con varias nebulosas difusas (NGC 1465, IC 333, 348, etc...); muy notable la gran nebulosa oscura próxima a ϵ Per. El número de los miembros no está muy bien definido. En IC 348, Herbig (1954a) encontró unas cuantas estrellas con H_α en emisión, presumiblemente de la clase T Tau. Distancia: 360 ps (Blaauw 1952) o poco diferente (M.W.C., Johnson 1954); dimensiones 40×25 ps (Blaauw y Morgan 1953 a). La expansión de Perseus II es una de las que están mejor determinadas (Blaauw 1952, Delhaye y Blaauw 1953); corresponde a una velocidad de 12 km/seg y una edad de 1.5×10^6 años. Fotome-

ría de los miembros más brillantes por Harris (1956).

Camelopardalus I = 07. ($3^{\text{h}} 50^{\text{m}}$, $+ 56^{\circ}$; $l = 114^{\circ}$, $b = + 1^{\circ}$). Asociación de unas 10 estrellas O-A en Camelopardalus en una distancia de 900 ps (M.W.C.); no hay notable cúmulos o nebulosas en la región.

(a₂) Región exterior.

Cepheus II = 08. ($22^{\text{h}} 50^{\text{m}}$, $+ 58^{\circ}$; $l = 74^{\circ}$, $b = - 2^{\circ}$). Es la asociación Cepheus I de los autores Rusos y corresponde al cúmulo galáctico NGC 7380; en la lista de Kourganoff (1952), la distancia indicada es de 1900 ps, pero según M.W.C. NGC 7380 se encuentra a 3600 ps que es la distancia más grande entre todas las asociaciones de esta región.

Cassiopeia I = 09. ($23^{\text{h}} 45^{\text{m}}$, $+ 62^{\circ}$; $l = 83^{\circ}$, $b = 0^{\circ}$). En la región de Cassiopeia M.W.C. distinguen 3 asociaciones entre 2000 y 2500 ps de distancia. Cassiopeia I corresponde aproximadamente a Cassiopeia V de K y comprende los cúmulos NGC 7780, 7790 y H 21. Distancia: 1800 ps según K y 2500 según M.W.C.

Cassiopeia II = 010. ($0^{\text{h}} 24^{\text{m}}$, $+ 61^{\circ}$; $l = 87^{\circ}$, $b = + 2^{\circ}$). Corresponde a Cassiopeia IV de los autores Rusos. Es una región galáctica rica en cúmulos abiertos (NGC 103, 129, 133, 189). Distancia: algo más de 2000 ps (M.W.C.). No muy lejos de esta asociación se encuentra la posición de la supernova de 1572.

Cassiopeia III = 011. ($1^{\text{h}} 00^{\text{m}}$, $+ 62^{\circ}$; $l = 91^{\circ}$, $b = 0^{\circ}$). Una asociación de unas 30 estrellas, bastante cerca de γ Cas, designada Cassiopeia I por los Rusos. Los cúmulos NGC 381 y 366 son miembros de la asociación. Distancia: 2500 ps (M.W.C.).

Perseus I = 012. ($2^{\text{h}} 16^{\text{m}}$, $+ 56^{\circ}$; $l = 103^{\circ}$, $b = - 5^{\circ}$). Una región galáctica riquísima, concéntrica con los cúmulos λ y χ Per, que son los núcleos de la asociación. Distancia: 2300 ps (M.W.C., Johnson 1957). Existen muchas mediciones fotométricas de magnitudes y colores; las mediciones fotoeléctricas de Johnson y Morgan (1955) han sido empleadas por Johnson (1957) para determinar el diagrama magnitud-color. Patrie (1957) determinó velocidades y distancias de

miembros de la asociación, concluyendo que no hay indicios de expansión. Hay que notar que éste es uno de los pocos ejemplos de asociaciones en las cuales no hay una relación manifiesta con nebulosas gaseosas.

Perseus III = O12a. ($2^h 40^m$, $+ 60^\circ$; $l = 105^\circ$, $b = + 2^\circ$). Sharpless (1954) señala en Perseus tres grupos estelares envueltos en nebulosas (IC 1805, 1848 y anónimo), los cuales contienen varias estrellas O-B y sistemas tipo Trapecio. Probablemente forman una asociación a 2000 ps de distancia, más o menos.

(b) Auriga, Orión, Monoceros, Vela.

Entre 130° y 240° de longitud galáctica las asociaciones se reúnen en dos grupos de distancia, bien separados, alrededor de 600 ps y en poco más de 1100 ps.

(b₁) Región interior.

Orión I = O 13. ($5^h 30^m$, $- 5^\circ$; $l = 174^\circ$, $b = - 16^\circ$). Una de las más grandes y la más estudiada entre las asociaciones estelares se extiende sobre casi toda la región de la constelación de Orión. Es una asociación mixta (O-T), que comprende unas cien estrellas O-B, millares de tipo más adelantado, variables T Tauri, nebulosas gaseosas etc..... La asociación posee una considerable profundidad, que corresponde a sus grandes dimensiones transversales. Distancia media: 500 ps (M.W.C.) o poco menos (Johnson 1957a). Entre los miembros distantes hay las tres estrellas AE Aur, μ Col, y 53 Ari (Elaauw y Morgan 1954, Elaauw 1956), AE Aur es una variable irregular asociada a una nebulosa muy peculiar (IC 405) y 53 Ari es probablemente una estrella β CMa (Münch y Hather 1957). Entre las investigaciones principales sobre la asociación Orión I se recuerdan las de Parenago (1954), Sharpless (1954), Pismis (1954), Johnson (1957b), mientras las variables tipo T Tau y similares han sido estudiadas especialmente por Parenago (1954), Herbig (1950 b), Haro (1953), Haro y Rivera Terrazas (1954), Rosino (1956) etc..... Muchísimos investigadores han estudiado los movimientos y las propiedades físicas de la gran nebulosa de Orión; entre los trabajos más recientes men-

cionaremos sólo aquellos de Wurm y Rosino (1956), Münch (1958) y Me-non (1958). La masa interior al gran anillo de Barnard es estimada de 5×10^4 a 10^5 masas solares. Strand (1958) encuentra que las estrellas del trapecio y de la parte central se alejan del centro de la nebulosa y obtiene de los movimientos una distancia de 600 ps y una edad de 3×10^5 años; por otra parte el movimiento de las tres estrellas alejadas AE Aur, μ Col y 53 Ari indica para éstas una edad de 5×10^6 años. Los movimientos de la nebulosa son irregulares, pero en conjunto muestran una expansión correspondiente a una velocidad de 10 km/seg y a una edad de 2.4×10^6 años.

Monoceros II = O 14. ($6^h 30^m$, $+ 10^\circ$; $l = 170^\circ$, $b = + 3^\circ$). Otra asociación mixta (O-T) bastante estudiada; comprende unas 50 estrellas tempranas alrededor del cúmulo NGC 2264 y muchas estrellas de tipo adelantado entre las cuales abundan las variables tipo T Tau (Herbig 1954b, Rosino 1958). También la variable irregular S Mon pertenece a la asociación. Toda la región es rica en nebulosas difusas. Distancia: 700 ps (Herbig 1954b), pero Walker (1956) y Johnson (1957a) dan valores algo mayores que 800 ps. Fotometría del cúmulo NGC 2264 por Walker, quién (en base a la teoría de la contracción gravitacional) estima una edad de 3×10^6 años.

(b₂) Región exterior

Auriga I = O 15. ($5^h 20^m$, $+ 36^\circ$; $l = 140^\circ$, $b = 0^\circ$). Una región en Auriga entre 136° y 145° de longitud galáctica, que comprende unas cuantas estrellas O-B, los dos cúmulos galácticos M 36 y M 38 (y otros más pequeños) y varias nebulosas difusas. Distancia: 1100 ps (M.W.C., Johnson 1957a). Posiblemente varias nebulosas de la zona son mucho más cercanas y se relacionan con la gran nube de Auriga-Taurus. IC 410 (Sharpless 1954) es una nebulosidad circular de más o menos 1° de diámetro, conteniendo en su interior un cúmulo de 5 estrellas O y varias estrellas B0; si su distancia es de 2000 ps se trata probablemente de otra asociación más lejana que se proyecta sobre la misma región celeste.

Gemini I = O 16. ($6^h 10^m$, $+ 23^\circ$; $l = 156^\circ$, $b = + 3^\circ$). Asociación

de unas estrellas O-B, cerca de 3 Gem y no lejos del cúmulo M 35. La parte más importante está formada por las estrellas envueltas en la nebulosa difusa NGC 2175. Estudio fotométrico por D. Crawford y otros (1955) de 32 miembros entre O6 y B9 concluye por una distancia de 1400 ps y un diámetro de 120 ps. Parece que la edad de la asociación es algo intermedia entre Orión I y Perseus I. Un estudio fotométrico más reciente por Gullledge, Hardie y Seyfert (1957) hace suponer que existen en realidad dos asociaciones una a 1150 ps y otra a 2000 ps de distancia en lugar que una sola a 1400 ps.

Monoceros I. = O 17. ($6^h 26^m$, $+ 5^\circ$; $l = 176^\circ$, $b = 0^\circ$). Asociación O próxima a Monoceros II sobre la esfera celeste, pero considerablemente más lejana. Contiene varias estrellas O-B y el cúmulo NGC 2244 envuelto en una nebulosa. Distancia 1400 ps (M.W.C.) ó 1100 ps (Johnson 1957a).

Canis Major I = O 18. ($7^h 05^m$, $- 10^\circ$; $l = 191^\circ$, $b = 0^\circ$). Comprende esencialmente los cúmulos NGC 2335 y 2353 en una región galáctica donde se notan extensas nebulosidades. Distancia: 1200 ps (K, falta en M.W.C.).

Canis Major II = O 19. ($7^h 12^m$, $- 25^\circ$; $l = 207^\circ$, $b = - 5^\circ$). La asociación denominada Vela en la lista de K cae en realidad bien dentro de la constelación Canis Major. Comprende los cúmulos NGC 2354 y 2362. Distancia: 1450 ps (Johnson 1957a, corresponde a NGC 2362).

Puppis I = O 20. ($7^h 50^m$, $- 29^\circ$; $l = 212^\circ$, $b = 0^\circ$). Asociación de unas 40 estrellas O-B descubierta por L. Münch (1954b) en una región brillante de la Vía Láctea. Comprende el cúmulo NGC 2467. No existen estimaciones de distancia.

Vela I = O 21. ($8^h 50^m$, $- 47^\circ$; $l = 235^\circ$, $b = - 1^\circ$). Asociación de unas 50 estrellas O-B descubierta por L. Münch (1954b) en una región brillante de la Vía Láctea en Vela. Comprende los dos pequeños cúmulos NGC 6270 e IC 2395. Velghe (1957) encontró 27 estrellas tempranas con líneas de emisión en esta región; la asociación puede ocupar un área mayor que aquella encontrada por Münch, pero es en parte cubierta por la fuerte oscurecimiento debida a una nube más cerca-

na al Sol.

(c) Carina

La región en Carina es conocida como una de las mayores concentraciones de estrellas O-B y de nebulosas difusas en todo el cielo. Sin embargo, es muy difícil separar las estrellas de esta región en grupos de distancia, en parte posiblemente porque en esta longitud galáctica el brazo de la espiral está dirigido directamente hacia el sol; puede ser que ésta es la razón de la relativa escasez de Novas (Estrellas de Población II) en esta región. Entre los estudios más recientes recordamos especialmente las observaciones de L. Münch y Morgan (1953 b), las investigaciones de Bok (1956) y de Hoffleit (1956, con referencia a trabajos anteriores), y la discusión de Gratton (1955). Véase también el texto del presente informe. Tentativamente se distinguen las siguientes agrupaciones.

Carina I = O 22. ($10^h 39^m$, $- 64^\circ$; $l = 267^\circ$, $b = - 5^\circ$). Un pequeño grupo de estrellas B en los inmediatos alrededores de θ Car, constituido esencialmente por el cúmulo IC 2602. Markarian (1953b) ha discutido los movimientos de unas 30 estrellas encontrando una velocidad de expansión de 7.4 km/seg y una edad de 3×10^5 años. Distancia 300 ps.

Carina II = O 23. ($10^h 40^m$, $- 59^\circ$; $l = 255^\circ$, $b = 0^\circ$). Gran asociación de estrellas O-B alrededor de la gran nebulosa difusa NGC 3372. Es imposible determinar el número de miembros de la asociación que cuenta con un gran número de estrellas O-B, estrellas de Wolf-Rayet, estrellas P Cygni y está envuelta en una de las mayores nebulosas gaseosas conocidas. η Car es un miembro de la asociación (Gratton 1955, Thackeray 1956 b); sería interesante controlar si alguna de las numerosas variables de tipo desconocido más débiles de 14^m que existen en la región pertenecen a la clase T Tau. NGC 3293, 3766, IC 2944 y otros cúmulos se encuentran incluidos en la asociación. Dada la gran profundidad de la asociación (de 1000 a 2500 ps. Hoffleit 1956), otra posible interpretación es la de dos asociaciones independientes a 1.3 y 2 kps. de distancia, respecti-

vamente.

(d) Centaurus - Scorpius.

La región entre 270° y 325° de longitud galáctica está dominada por la gran corriente Scorpius-Centaurus, que es en realidad una gran asociación en una distancia media de 200 ps. Otras agrupaciones más lejanas pueden, sin embargo, notarse.

Centaurus I = O 24. ($13^h 26^m$, -62° ; $l = 273^\circ$, $b = -2^\circ$). Comprende una región en el borde de la gran Bolsa de Carbón (que, sin embargo, es mucho más cercana), ocupada por nebulosas difusas y con centro en el cúmulo Tr 21. Distancia: 2000 ps (K).

Scorpius II = O 25. ($16^h 50^m$, -34° ; $l = 318^\circ$, $b = +16^\circ$). La gran corriente Scorpius-Centaurus, constituida por muchas estrellas de los tipos tempranos, distribuidas sobre una amplia región de la esfera celeste. Blaauw (1946) da una lista de 36 miembros seguros y otros 35 probables. una investigación de Bertiau (1948) anunciada por Blaauw (1956) no había llegado todavía a Córdoba mientras se redactaba la presente nota. Distancia de un grupo de estrellas brillantes en Scorpius: 200 ps (M.W.C.).

Scorpius I = O 26. ($16^h 50^m$, -42° ; $l = 311^\circ$, $b = +2^\circ$). Una asociación de casi un centenar de estrellas OB cerca de NGC 6231 (Morgan, González y González 1953); la nebulosa gaseosa IC 4628 está incluida en la asociación. Distancia: 1400 ps (Brownlee y Cox 1953, M.W.C.); dimensiones 25 x 50 ps. La discusión de Kopylov (1953) está basada sobre una distancia equivocada de 650 ps, pero sus conclusiones sobre la inestabilidad del cúmulo NGC 6231 son seguramente correctas. Los miembros más brillantes, entre los cuales algunas estrellas Wolf-Rayet, están en estudio en Córdoba. Espectros y velocidades radiales de las estrellas más brillantes por Struve (1944).

(e) Sagittarius, Serpens, Scutum.

La región situada en la dirección del centro galáctico, en la cual abundan riquísimas nubes estelares y cúmulos galácticos, contiene

varias asociaciones bien reconocidas cuyas distancias estén entre 1000 y 2000 ps. Algunas están sumamente oscurecidas por las extensas nubes de material oscuro.

Sagittarius I = O 27. ($18^h 0^m$, $- 24^\circ$; $l = 334^\circ$, $b = - 2^\circ$). Una asociación bastante bien estudiada de estrellas O-B alrededor del cúmulo NGC 6530, envuelto en la gran nebulosa difusa M8. Herbig (1957 c), Velghe (1957) y Walker (1957 a) notan varias estrellas T Tau alrededor de 70, de manera que en realidad la asociación es mixta (O-T). Una extensión de M8 hacia N-E comprende un grupo de estrellas nebulosas (Barnard 1927), que son miembros de la asociación; en ésta (Simeis 188) Herbig (1957 c) nota una posible estrella T Tau. Distancia: 1400 ps (M.W.C., Johnson 1957a); pero Walker (1957 a) observa que si la absorción interestelar fuera normal la distancia debería aumentarse hasta 2000 ps. Diagrama magnitud-color y función de luminosidad por Walker (1957), quién aplicando la Teoría de la contracción atribuye a la asociación una edad de 3×10^6 años o menos.

Sagittarius II = O 28. ($18^h 0^m$, $- 23^\circ$; $l = 335^\circ$, $b = 1^\circ$). Asociación de estrellas alrededor de la nebulosa gaseosa M 20 (Trífida), 1° al Norte de la anterior. En la lista de K. esta asociación y la anterior están reunidas con la designación única de Sagittarius I; en efecto las dos están muy cerca en el espacio. La asociación es mixta (Herbig 1927 c) por la presencia de variables T Tau. Distancia: 1400 ps (M.W.C.). Clasificación espectral de las estrellas más brillantes por Velghe (1957).

Sagittarius III = O 29. ($18^h 10^m$, $- 20^\circ$; $l = 339^\circ$, $b = - 2^\circ$). La pequeña nube en Sagittarius. Distancia: 2300 ps (M.W.C. desde 8 miembros).

Sagittarius IV = O 30. ($18^h 10^m$, $- 16^\circ$; $l = 340^\circ$, $b = 0^\circ$). Asociación mal delimitada de estrellas B tempranas en la región del cúmulo galáctico NGC 6561 y a poca distancia de la nebulosa difusa M 17. Distancia: 1700 ps (M.W.C. desde 4 miembros).

Sagittarius V = O 31. ($18^h 15^m$, $- 16^\circ$; $l = 342^\circ$, $b = - 1^\circ$). Asoc-

Asociación muy cercana a la anterior, designada Sagittarius II por los Rusos, y ausente en la lista de M.W.C. (quienes tal vez la consideren una sola cosa con Sagittarius IV). Comprende esencialmente al cúmulo NGC 6613 (M18) envuelto en la nebulosa M 17. En la lista de X la distancia indicada es de 1050 ps, pero es probable que esta sea mucho mayor.

Serpens I = O 32. ($18^h 15^m$, -14° ; $l = 345^\circ$, $b = -1^\circ$). Asociación de estrellas O-B que comprende el cúmulo NGC 6611 (M 16, nebulosa "Omega"); es una mezcla de estrellas y nebulosidades que recuerda la nebulosa de Orión (Barnard 1927). Distancia: 2300 ps (M.W.C.). Walker (1957 b) nota que el diagrama de Russell confirma los resultados obtenidos en NGC 2264 y nota la presencia de 13 variables muy débiles.

Serpens II = O 33. ($18^h 15^m$, -12° ; $l = 346^\circ$, $b = 0^\circ$). Asociación de estrellas O-B alrededor del cúmulo NGC 6706 en un área ocupada por una extensa nebulosidad difusa (v. Sharpless 1954). Distancia: 2000 ps (M.W.C.).

Scutum I = O 34. ($18^h 50^m$, -6° ; $l = 354^\circ$, $b = -3^\circ$). Asociación en la cercanía del cúmulo galáctico brillante M 11 (NGC 6705), que se superpone a la gran nube estelar en Scutum. Falta en M.W.C. Distancia: 1740 ps (Johnson 1957 a). Esta asociación fue considerada en base a la autoridad de los Autores Rusos (X), pero según Johnson, Sandage y Wahlquist (1956) la edad de M 11, desde el diagrama magnitud-color, parece relativamente adelantada, por lo tanto es dudoso si puede considerarse como una asociación en el sentido de un agregado de estrellas de formación reciente.

(F) Vulpécula, Cygnus.

Toda la región galáctica alrededor de Cygnus es extraordinariamente compleja por la presencia de grandes nebulosidades difusas (oscuras y brillantes), en las cuales están envueltas varias agrupaciones de estrellas O-B en distancias muy diferentes.

Vulpécula I = O 35. ($19^h 40^m$, $+23^\circ$; $l = 28^\circ$, $b = -1^\circ$). Asociación

ción de estrellas O-B, cuyo núcleo es el cúmulo galáctico NGC 6823, éste se proyecta sobre una región de gran absorción en el medio de la división de la Vía Láctea. Distancia: 1800 ps (M.W.C.; Sharpless 1954).

Cygnus I = O 36. ($20^{\text{h}} 05^{\text{m}}$, $+ 35^{\circ}$; $l = 40^{\circ}$, $b = + 1^{\circ}$). Asociación de estrellas O-B superpuesta a la parte S de la región brillante de la Vía Láctea en Cygnus; contiene los cúmulos NGC 6871, 6883. Distancia: 2300 ps (M.W.C.).

Cygnus II = O 37. ($20^{\text{h}} 15^{\text{m}}$, $+ 38^{\circ}$; $l = 44^{\circ}$, $b = 0^{\circ}$). Asociación de estrellas O-B alrededor de la famosa variable F Cyg que es probablemente un miembro. Uno de los muchos parece ser IC 4996, mientras no está seguro si NGC 6910 pertenece a la asociación, que se extiende sobre una región nebulosa muy compleja al Sur de γ Cyg. Distancia: 1500 ps (M.W.C.).

Cygnus III = O 38. ($20^{\text{h}} 20^{\text{m}}$, $+ 38^{\circ}$; $l = 45^{\circ}$, $b = 0^{\circ}$). Asociación de estrellas O-B a sólo 1° de la anterior; el núcleo es el cúmulo NGC 6913 (M 29) envuelto en una nebulosa difusa. Distancia: 2000 ps.

Cygnus IV = O 39. ($21^{\text{h}} 15^{\text{m}}$, 39° ; $l = 50^{\circ}$, $b = - 8^{\circ}$). Asociación dispersada de estrellas B brillantes alrededor de σ Cyg. Distancia: 1000 ps (M.W.C. desde 4 miembros).

Cygnus VI = O 40. ($20^{\text{h}} 30^{\text{m}}$, $+ 41^{\circ}$; $l = 47^{\circ}$, $b = - 1^{\circ}$). Asociación de una docena de estrellas en una región muy oscurecida en Cygnus, descubierta por Münch y Morgan (1953a). Johnson y Morgan (1954) encuentran una absorción de 6 magnitudes o más y estiman la distancia en 1500 ps y las dimensiones en 13 ps. Nuevas observaciones de Schulte (1956 a y b) confirman estos resultados y dejan suponer que el número de miembros sea mucho mayor.

II Asociaciones T

El único estudio general se debe a Kholopov (1950, indicado con Kh), quien dió una lista de 13 asociaciones T. Para obtener una lista más completa, se construyó un mapa en coordenadas galácticas,

conteniendo todas las estrellas atribuidas con seguridad a la clase RW Aur en la Segunda Edición del Catálogo General de Estrellas Variables (Kukarkin y otros 1958). Todas las estrellas están comprendidas entre $+40^\circ$ y -40° de latitud galáctica, menos 3 (SY, SZ y TT Phoenicis) que forman una pequeña asociación T en Phoenix, aproximadamente a $l = 237^\circ$, $b = -71^\circ$ (omitida en la lista que sigue). Las dos enormes condensaciones en Orión y Monoceros están indicadas en el mapa como círculos rellenos, porque en la escala del dibujo las variables individuales no resultaban separadas.

En el mapa se nota la conocida tendencia de las estrellas T Tau a formar asociaciones; algunas pueden reconocerse con facilidad, otras son muchas menos claras. El trazado de los contornos tiene un grado considerable de arbitrariedad, porque las asociaciones T poseen aún menos individualidad que las asociaciones O.

Hay unas cuantas variables RW Aur no incluídas en las asociaciones individualizadas; algunas pueden ser miembros de asociaciones que deben ser todavía reconocidas (especialmente en el hemisferio austral); otras son miembros alejados de asociaciones ya conocidas, pero con contornos mal delimitados; otras pueden ser miembros espúreos de la clase; otras finalmente pueden ser variables aisladas.

Los contornos rectilíneos corresponden a las asociaciones siguientes.

T 1. Una amplia región en Lacerta-Cepheus-Andromeda-Cassiopeia; comprende 12 miembros dispersados. Dos (MN y MO Cas) se encuentran en la nebulosa muy peculiar NGC 7635 (Rosino 1953). Distancia estimada: 300 ps.

T 2. Una pequeña región en Cepheus. Comprende sólo 3 estrellas.

T 3. Una región en Perseus, que corresponde a parte del N° 8 de Kh. Contiene 4 miembros dispersados.

T 4. Una amplia región en Auriga - Taurus; corresponde a los números 7,9 y 10 de kh. Hay notables concentraciones cerca de UY

Aur, RY Tau, AA Tau, UK Tau. Toda la región es muy notable por la gran cantidad de nebulosas oscuras y brillantes, en las cuales se encuentran sumergidos los miembros de la asociación. Un estudio más detallado se debe a Kholopov (1951). Distancias de los grupos: entre 60 y 150 ps. Alrededor de 40 miembros conocidos.

T 4a. El grupo de estrellas descubiertas por Herbig (1954 a) en IC 348, ninguna de las cuales está incluida en el Catálogo General. Probablemente pertenece a la asociación O, Perseus II.

T 5. Una región en Auriga-Taurus-Gemini; contiene 11 estrellas dispersadas. La región es rica en nebulosas difusas.

T 6. Una pequeña concentración de 8 estrellas cerca de CO Ori, que parece envuelta en la nebulosidad cerca de A Ori (Morgan, Strömgren y Johnson 1955). Según Kholopov (1951) la distancia es de 300 ps, pero podría tratarse de una condensación secundaria en el enorme agregado asociado con la nebulosa de Orión.

T 7. Una gran asociación T en Monoceros, coincidente con la asociación O, Monoceros II (O 14). Es uno de los mayores agregados de estrellas T Tau, superado sólo por el de Orión; además de las estrellas del cúmulo NGC 2264 y cercanas, comprende varios miembros dispersados. Es el número 6 de Kh.

T 8. La extraordinaria concentración de estrellas T Tau de la nebulosa de Orión, coincidente con la asociación O, Orión I (O 13). Comprende más de la mitad de las estrellas T Tau conocidas. Es el número 13 de Kh.

T 9. Asociación de unas 10 estrellas dispersadas en la parte S. de Monoceros. Puede tratarse de miembros lejanos de T7 ó T8.

T 10. Una amplia región en Ophiuchus - Scorpius - Lupus; contiene una docena de variables algo dispersadas. La concentración más importante está cerca de AU Sco; otra está posiblemente en Lupus. La gran nebulosidad alrededor de ρ Oph, caracterizada por sus nubes oscuras extensas, envuelve seguramente por lo menos una parte de la asociación (Struve y Rudkjöping 1949). Distancia: 150

Ps. Corresponde en parte al N° 13 de Kh.

T 11. La notable región de Corona Austrina; comprende una media docena de estrellas en parte envueltas en una nebulosa oscura. Distancia 150 ps. (Gaposchkin 1937). Corresponde al N° 11 de Kh.

T 12. La región de M8 en Sagittarius. Coincide con la asociación O, Sagittarius I (O 27), contiene muchas estrellas T Tau y otras casi seguramente relacionadas con ellas. SV Sgr (clasificada como RW) según Herbig (1957c) es demasiado brillante para ser un miembro de la asociación.

T 13. Una amplia región en Ophiuchus-Serpens-Aquila; comprende unas 20 estrellas dispersadas. Corresponde al N° 4 de Kh.

T 14. Una región en Aquila; contiene 14 estrellas dispersadas. Corresponde al N° 3 de Kh.

T 15. Una región en Aquila-Delphinus-Sagitta-Vulpecula; contiene unas 20 estrellas dispersadas. Corresponde al N° 2 de Kh.

T 16. Una región en Hércules-Lyra; comprende una docena de estrellas dispersadas. Corresponde al N° 5 de Kh.

T 17. Una extensa región en Cygnus; comprende 11 estrellas muy dispersadas. Seguramente algunas de las grandes nebulosidades en Cygnus están relacionadas con esta asociación.

T 18. La nebulosa NGC 7023 en Cygnus. Según Weston (1953) contiene unas cuantas estrellas que, probablemente, pertenecen a la clase T Tau, pese a no ser clasificadas como tales en el Catálogo General. Gliese y Walter (1951) y Weston (1952) por medio de un estudio de la polarización encuentran que la luz de la nebulosa no es siempre luz estelar reflejada.

BIBLIOGRAFIA

L. H. Aller 1956 - Gaseous Nebulae, New York.

G. Alter, J. Ruprecht, V. Vanysek - 1958 - Catalogue of Star Clusters and Associations. Praha. Academy of Sc.

V. A. Ambartsumian 1947 - Evolución estelar y Astrofísica. Ak. Nauk URSS Arm.

- 1949 - astr. J. URSS, 26, 3.

- 1953 - Dok. Ak. Nauk URSS Arm. 4, 97.

- 1954 a- Publ. Obs. Bjurakan, n°15

- 1954 b- 5^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 293.

- 1954 c- Publ. Obs. Bjurakan n°13; trad. Astronomía Popular, vol. I, n°2 (1955).

- 1955 a- 6^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 458.

- 1955 b- Probl. of Cosmog. 4, 76.

- 1955 c- Obs. 75, 72.

- 1957 a- Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias), 9.

- 1957 b- id. 70.

- 1957 c- 3rd Symp. of the I.A.U. (Dublin), 177.

- 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 944.

N. M. Artjukina 1956 - Publ. Sternberg Astr. Inst. 27, 203.

E. E. Barnard 1927 - A photographic Atlas of Selected Regions of the Milky Way. Carnegie Inst. Publ. 247.

- F. Bertiau 1958 - En la prensa (citado por Blaauw 1956 b).
- W. P. Bidelman 1943 - Ap. J. 99, 61.
- A. Blaauw 1946 - Gron. Publ. n° 52.
- 1952 - B.A.N. n° 11, 405.
- 1956a - P.A.S.P. 68, 495.
- 1956b - Ap. J. 123, 408.
- A. Blaauw and W. W. Morgan 1953a - Ap. J. 117, 256.
- 1953b - B.A.N. 12, 76.
- 1954 - Ap. J. 119, 625.
- K. H. Böhm 1956 - Ap. J. 123, 379.
- 1958 - Sme Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 271
- B. J. Bok 1956 - Vistas in Astronomy, vol. 2, 1522.
- W. B. Bonner 1956 - M. N. 116, 351.
- H. Bondi and T. Gold 1948 - M. N. 108, 252.
- R. B. Brownlee and A. N. Cox, 1953 - Ap. J. 118, 165.
- M. Burbidge and G. Burbidge 1958 - Science, 128, 387.
- A. G. W. Cameron 1954 - AECL n° 454, Chalk River, Ontario.
- S. Chandrasekhar 1955 - Vistas in Astronomy, vol. 1, 344.
- S. Chandrasekhar and E. Fermi 1953 - Ap. J. 118, 116.
- D. Crawford, D. Nelson Limber, E. Mendoza, D. Schulte, H. Steinman and T. Swihart 1955 - Ap. J. 121, 24.
- J. Delhaye and A. Blaauw 1953 - B.A.N. 12, 72.
- W. Dieckvoss 1953 - Naturwiss. 40, 505.
- V. A. Dombrovski 1957 - Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias), 75.
- J. C. Duncan 1956 - P.A.S.P. 68, 517.

- R. Ebert 1955 a - 6^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 666.
 - 1955 b - Z.F.Ap. 37, 217.
- S. Gaposchkin 1937 - H. A. 105, 109.
- E. Gaviola 1950 - Ap. J. 111, 408 (v. también NATURE 158,
 403, 1946).
 - 1953 - Ap. J. 118, 234.
- W. Gliese and K. Walter 1951 - Z.f.Ap. 29, 94.
- L. Gratton 1955 - Revista de la U.M.A. y de la A.F.A. 17,
 79.
 - 1958 - 8^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 213.
- J. Greenstein 1948 - Ap. J. 107, 375.
 - 1957a - Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias), 86.
 - 1957b - id. 104.
- I.S. Gullledge, R.H. Hardie and C.K. Seyfert 1957 - A.J. 62,
 17.
- G. Haro - 1952 - Ap. J. 115, 572.
 - - 1953 - Ap. J. 117, 73.
 - - 1954 - Bul. Obs. Tonantzintla, 11, 11.
 - - 1956 - Bul. Obs. Tonantzintla, 14, 3.
 - - 1957 - Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias), 125.
- G. Haro y E. Chavira 1955 - Bul. Obs. Tonantzintla, 12, 3.
- G. Haro y G. H. Herbig 1955 - Bul. Obs. Tonantzintla, 12, 33.
- G. Haro y L. Rivera Terrazas 1954 - Bul. Obs. Tonantzintla,
10, 3.
- D. L. Harris (III) 1955 - Ap. J. 121, 554.

- D. L. Harris (III) 1956 - Ap. J. 123, 371.
- O. Heckmann and K. Lübeck 1958 - Z.f.Ap. 42, 243.
- L. G. Henvey, R. Le Levelier and R. D. Levée 1955 - P.A.S.P. 67,
154.
- G. H. Herbig 1950 a - Ap. J. 111, 11.
- 1950 b - Ap. J. 111, 15.
- 1951 - Ap. J. 113, 697.
- 1952 - J.R.A.S.O. 46, 222.
- 1954 a - P.A.S.P. 66, 19.
- 1954 b - Ap. J. 119, 483.
- 1957 a - 3rd Symp. of the I.A.U. (Dublin), 3.
- 1957 b - Ap. J. 125, 612.
- 1957 c - Ap. J. 125, 654.
- 1958 - 8^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège,
251.
- W. A. Hiltner and B. Iriarte 1958 - Ap. J. 127, 510.
- D. Hoffleit 1956 - Ap. J. 124, 61.
- C. Hoffmeister 1949 - A.N. 278, 24.
- 1958 - Ver. der Sternwarte in Sonneberg, 3/3.
- O. V. Horosceva 1956 - Astr. J. U.R.S.S. 33, 880.
- F. Hoyle 1948 - M. N. 106, 372.
- E. Hubble and A. Sandage 1953 - 118, 353.
- H. C. van de Hulst 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics,
913.
- K. Hunger and G. E. Kron 1957 - P.A.S.P. 69, 347.
- 1958 - 8^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 283.

- R. T. A. Innes 1903 - Cape Ann. IX, 75 B.
- J. H. Jeans 1929 - Astronomy and Cosmogony, 345.
- H. L. Johnson 1957 a - Ap. J. 126, 121.
- 1957 b - Ap. J. 126, 134.
- H. L. Johnson and W. A. Hiltner 1956 - Ap. J. 123, 267.
- H. L. Johnson and W. W. Morgan 1953 - Ap. J. 117, 313.
- 1954 - Ap. J. 119, 344,
- 1955 - Ap. J. 122, 429.
- H. L. Johnson and A. R. Sandage 1955 - Ap. J. 121, 616.
- H. L. Johnson, A. R. Sandage and H. D. Wahlquist 1956 -
Ap. J. 124, 81.
- H. M. Johnson 1953 - Ap. J. 118, 162.
- A. Joy 1945 - Ap. J. 102, 168.
- 1949 - Ap. J. 110, 424.
- 1954 - P.A.S.P. 66, 5.
- A. Joy and M. Humason 1949 - P.A.S.P. 61, 133.
- S. A. Kaplan 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics
943.
- E. E. Khatchikian 1957 - Simp. Bjurakan (Estrellas no-
estacionarias), 79.
- P. N. Kholopov 1950 - Astr. J. U.R.S.S. 27, 233.
- 1951 - Bul. Var. Stars (Perem. Svlozhi)
8, 74.
- 1957 - 3rd Symp. of the I.A.U. (Dublin)
11.
- I. M. Kopylov 1953 - Rep. de la Ak. de U.R.S.S. 90, 975.
- V. Kourganoff 1952 - A. N. L. n° 84.

- B. V. Kukarkin, P. P. Parenago, O. I. Efremov, P. N. Kholopov 1958
- Catálogo General de Estrelas Variables, Moscú.
- B. E. Markarian 1953 a - Publ. Obs. Bjurakan, 11, 3.
- 1953 b - Publ. Obs. Bjurakan, 11, 19.
- W. H. McCrea 1957 - M. N. 117, 562.
- T. K. Menon 1958 - Ap. J. 127, 28.
- L. Mestel 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 1020.
- L. Mestel and L. Spitzer 1956 - M. N. 116, 503.
- L. V. Mirzoyan 1958 - 8^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 274.
- W. W. Morgan, G. Gonzales and G. Gonzales 1953 - Ap. J. 118, 323
- W. W. Morgan, A. E. Whitford and A. D. Code 1953 - Ap. J. 118,
318 (M.W.C.)
- W. W. Morgan, B. Strömgren and H. M. Johnson 1955 - Ap. J. 121,
611.
- G. Münch 1956 - P.A.S.P. 68, 351.
- 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 1035.
- G. Münch and E. Flather 1954 - P.A.S.P. 69, 142.
- L. Münch 1954 a - Bul. Obs. Tonantzintla 10, 28.
- 1954 b - Bul. Obs. Tonantzintla 9, 29.
- L. Münch and W. W. Morgan 1953 a - Ap. J. 118, 161.
- 1953 b - Bul. Obs. Tonantzintla 8, 19
- D. J. K. O'Connell 1956 - Views in Astronomy, vol. 2, 1165.
- G. J. Odgers and R. W. Stewart 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas
Dynamics, 1017.
- J. Oort and L. Spitzer 1955 - Ap. J. 121, 6.
- E. Öpik 1955 - 6^{me} Coll. Intern. d'Astroph. Liège 635.

- V. Oskanian 1957 - Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias),
17.
- D. E. Osterbrock 1957 - Ap. J. 125, 622.
- P. P. Parenago 1954 - Publ. Sternberg Astr. Inst. 25.
- R. M. Petrie 1954 - J. R. A. S. C. 51, 177.
- P. Pismis 1954 - Bul. Obs. Tonantzintla, 10, 16.
- S. Potlatch 1956 - B.A.N. 13, 77, 1956.
- 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 1053.
- A. Ringuelet 1958 - En la imprenta.
- M. S. Roberts 1957 - P.A.S.P. 69, 59.
- L. Rosino 1953 - Publ. Obs. Bologne 6, n° 3.
- 1956 - Mem. S.A.I. 27, 335.
- 1958 - 8me Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 285.
- H. N. Russell, R. S. Dugan, J. Q. Stewart 1927 - Astronomy, Vol.
2, 902.
- N. M. Sahovskoj 1956 - Publ. Sternberg Astr. Inst. 27, 165.
- M. P. Savedoff 1956 - Ap. J. 124, 533.
- 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 1073.
- M. P. Savedoff and J. Greene 1955 - Ap. J. 122, 477.
- E. Schatzman 1954 - Ann. d'Astroph. 17, 382.
- 1957 - Simp. Bjurakan (Estrellas no-estacionarias)
155.
- A. Schlüter and L. Biermann 1955 - 2nd Symp. on Cosmical Gas
Dynamics, 144.
- D. H. Schulte 1956 a - Ap. J. 123, 250.
- 1956 b - Ap. J. 124, 530,
1958 - Ap. J. 128, 41.

- K. Sarkowski 1958 - 3rd Symp. on Cosmical Gas Dynamics, 952.
- C. K. Seyfert and R. H. Hardie 1957 - A. J. 62, 146.
- S. Sharpless 1954 a - Ap. J. 119, 200.
 - 1954 b - Ap. J. 119, 334.
- K. A. Strand 1958 - Ap. J. 128, 14.
- B. Strömberg 1955 - 6me Coll. Intern. d'Astroph. Liège, 615.
- O. Struve 1944 - Ap. J. 100, 189.
- O. Struve and M. Rudkjöping 1949 - Ap. J. 109, 92.
- A. D. Thackeray 1950 - M. N. 110, 343.
 - 1953a - M. N. 113, 211.
 - 1953b - M. N. 113, 237.
 - 1956a - Vietas in Astronomy, Vol. 2, 1380.
 - 1956b - Obs. 76, 103.
- A. G. Velghe 1957 - Ap. J. 126, 302.
- M. F. Walker 1956 - Suppl. Ap. J. 2, 365.
 - 1957a - Ap. J. 125, 636.
 - 1957b - A. J. 62, 36.
- E. B. Weston 1952 - A. J. 57, 28.
 - 1953 - A. J. 58, 48.
- G. A. Whitney 1952 - H. B. 921, 8.
- W. T. Whitney and E. B. Weston 1948 - Ap. J. 107, 371.
- K. Wurm e L. Rosino 1956 - Mem. S. A. I. 27, 367.

