

00362

rej. 7

LA ASOCIACION CEPHEUS OBIII, SU INTERACCION CON LA REGION HII
S155, Y LA NUBE MOLECULAR CEPHEUS B.

TESIS QUE PARA OBTENER EL GRADO DE MAESTRO EN CIENCIAS (FISICA)
PRESENTA

MARCO ARTURO MORENO CORRAL

FACULTAD DE CIENCIAS

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

MEXICO, D. F.

1989.

**TESIS CON
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis está protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

CAPITULO 1

Cepheus DR3, la región HII Sh2-155 y la nube molecular asociada a ellas.

1.1. El elemento más abundante en el Universo.

Desde hace más de doscientos años se conoce la existencia de grandes nubes oscuras localizadas a lo largo del llamado disco galáctico, sin embargo, su naturaleza y composición apenas comenzó a ser comprendida a mediados de este siglo. En 1937 se estableció que el elemento químico más abundante en el cosmos es el hidrógeno. Además de encontrarse formando parte considerable de la masa de las estrellas, se le puede hallar como hidrógeno atómico (H), o como hidrógeno molecular (H₂) formando esas enormes nubes oscuras. En estos dos últimos estados constituye la parte principal, en cuanto a masa se refiere, del llamado medio interestelar.

Mientras sólo se tuvo como ventana de observación la zona del espectro electromagnético conocida como la región del visible (3500 a 7500 Å), el hidrógeno atómico únicamente pudo ser observado indirectamente cuando se encontraba en la cercanía de estrellas energéticas de alta temperatura superficial, tales como las estrellas O y B, pues al ser ionizado por éstas, se propicia la recombinación de protones y electrones. Cuando un núcleo de hidrógeno recaptura un electrón libre, llevándolo a través de un proceso de cascada al segundo nivel energético de dicho átomo, el exceso de energía es radiado, dando lugar al espectro de líneas de emisión que caracteriza a este proceso atómico y que se conoce como la serie espectral de Balmer. La línea H alfa, originada cuando el electrón capturado pasa del nivel 3 al 2, domina en intensidad, razón por la que la zona cercana a la estrella ionizante emite de manera especialmente intensa en la longitud de onda correspondiente a esta transición (6563 angstroms). Al tomar fotografías de regiones ocupadas por el medio interestelar en la parte roja del espectro, donde además existan estrellas ionizantes, aparecen claramente las imágenes de dichas nebulosas de emisión. Debido a su origen, se les ha llamado Regiones HII. Ejemplos típicos de estos espectaculares objetos astronómicos son nebulosas como la de Orión, la Trífida, la Laguna y NGC2467.

En 1944 van der Hulst predijo teóricamente la posibilidad de detectar el hidrógeno atómico a partir de una transición hiperfina de éste. Dicha transición ocurre cuando el electrón invierte su spin respecto al del protón, siendo el estado de mayor energía aquel en que los spines de ambas partículas son paralelos. Esta transición da origen a la emisión de una línea cuya longitud de onda es de 21 centímetros, lo que la ubicada en

la parte de las radiofrecuencias. Esta línea del hidrógeno neutro ha sido de enorme utilidad, ya que por no ser apreciablemente absorbida por el polvo interestelar, ha permitido realizar observaciones a distancias del orden del diámetro galáctico, algo que es imposible en longitudes de onda del visible. Este hecho ha permitido corroborar que el hidrógeno atómico constituye entre el cinco y el siete por ciento del total de la masa de la Vía Láctea.

En cuanto al hidrógeno molecular, parece encontrarse concentrado en nubes que tienen muy baja densidad, son muy frías y extendidas, además de contener una masa considerable. El H₂ es una molécula simétrica que para emitir radiación necesita ser excitada a temperaturas del orden de mil grados Kelvin, temperatura cien veces mayor que la normal en estas nubes, razón por la que su detección no puede hacerse de manera directa. Los violentos y energéticos vientos estelares generados por estrellas de tipo O y B pueden proporcionar la energía necesaria para excitar este gas molecular, ocasionando así transiciones vibracionales cuya emisión ocurre en la región infrarroja del espectro electromagnético. Sin embargo, este proceso solo ocurre en regiones HII compactas, que como su nombre lo indica, tienen diámetros angulares pequeños, por lo que no se puede tener certidumbre sobre la abundancia real del hidrógeno molecular. Para conocer ésta, se ha tenido que recurrir a la detección y medición de moléculas muchas veces menos abundantes que el H₂, tales como CO y C₂O, ya que se ha encontrado que la densidad de la del hidrógeno es del orden de 2×10^4 veces mayor que la del CO (Scoville et. al., 1975) y como ésta es relativamente fácil de detectar en las nubes moleculares, de ahí se infiere la cantidad de H₂. Aunque se piense que la molécula de hidrógeno es la más abundante en el medio interestelar, realmente se sabe poco sobre la cantidad total de ella.

1.2. El proceso de formación estelar y su importancia en Física.

La importancia que tiene entender el complejo proceso de la formación estelar es enorme en la astrofísica contemporánea, ya que su adecuada comprensión, permitirá conocer el desarrollo de las fases iniciales de la evolución de las estrellas. Responder correctamente a interrogantes tales como cuándo y por qué se forman las estrellas, qué es lo que determina su masa inicial y si se forman de manera individual o en grupos y a partir de qué, permitirá enriquecer notablemente nuestro conocimiento de las leyes físicas que se aplican en condiciones tan diferentes a las de los laboratorios terrestres.

Puesto que las estrellas están radiando grandes cantidades de energía y ésta se produce como consecuencia de reacciones nucleares de fusión que ocurren en la parte central de la estrella, necesariamente ella tendrá una vida finita, ya que al agotarse el material nuclear, la estrella dejará de serlo, ya sea que se destruya violentamente tal y como sucede con las novae y las supernovas, enriqueciendo de esta manera el medio interestelar de materiales pesados sintetizados en los interiores

estelares, o se apaguen tranquilamente como ocurre con las llamadas enanas blancas.

El tiempo que una estrella transcurre "quemando" hidrógeno en su núcleo (fusión de hidrógeno en helio) depende de la masa con la cual se formó. Estrellas como el Sol estarán en esa etapa durante diez mil millones de años, mientras que estrellas con masas del orden de veinte veces la del Sol sólo "vivirán" veinticinco millones de años y estrellas de cien masas solares, únicamente durarán en esa etapa un millón de años. Puesto que en la actualidad vemos estrellas "viejas" y estrellas "jóvenes", concluimos que el proceso de formación estelar prosigue en la Vía Láctea, ya que de no ser así, en la actualidad no sería posible observar estrellas masivas.

Nuestro esquema actual del proceso de formación estelar es muy simple y por tanto muy incompleto. Se acepta por parte de la mayoría de los astrofísicos contemporáneos, que las estrellas se forman por un proceso de contracción de las enormes nubes oscuras que se observan a lo largo del plano de la Vía Láctea. Esta hipótesis está apoyada por el hecho observacional de que en la cercanía de estas nubes o incluso dentro de ellas, se encuentran estrellas masivas muy brillantes, resultando su edad estimada a partir de su masa de entre cien mil y un millón de años, lapso de tiempo que en astronomía es realmente pequeño, pues recordemos que el Sol tiene en la actualidad unos cinco mil millones de años y la edad de nuestra galaxia se estima en quince mil millones de años.

No todas las estrellas que se observan son masivas, si no que por el contrario, la mayoría son de baja masa (entre un décimo y tres masas solares) o de masa intermedia (entre tres y diez masas solares). Explicar cómo se han originado éstas en lugar de estrellas masivas es uno de los grandes retos teóricos que surgen cuando se estudia el proceso de formación estelar. Un paso importante para tratar de dar respuesta a esta pregunta es la simple ubicación espacial de las estrellas poco masivas, ya que por esta misma razón, son poco luminosas, lo que dificulta grandemente su localización y por tanto su observación. Si estas estrellas se forman en el interior de las nubes moleculares tal y como se piensa en la actualidad, su detección es realmente difícil, ya que aunada a su baja luminosidad, estará el hecho de que esas nubes son realmente opacas en la región del visible, lo que impide que podamos ver a las estrellas de baja luminosidad inmersas en ellas, razón por la que para tratar de detectar esos objetos estelares, se tenga que recurrir a observaciones en el infrarrojo, región donde las nubes no resultan ser tan oscuras.

1.3. Los trabajos previos

Debido al estado de desarrollo instrumental imperante a mediados de los años cincuenta, realmente no era posible estudiar el interior de las nubes moleculares. Sin embargo, a partir de observaciones en el visible se pudieron establecer ciertos hechos que habrían de ser relevantes para comprender la formación

estelar. Se estableció la existencia de conglomerados estelares formados por algunas decenas de estrellas muy luminosas del tipo O y B, que, por su localización espacial y su edad nuclear, deberían tener un origen común. A este tipo de agrupaciones se les llamó Asociaciones Estelares OB. Además se vió que parecía haber una clara relación entre las nubes oscuras, las regiones HII y estas asociaciones, ya que en fotografías de campo amplio (varios grados cuadrados) como las logradas en esa época con la cámara Schmidt del Observatorio de Monte Palomar, frecuentemente se veían estos tres elementos en una misma dirección del plano galáctico.

Como las asociaciones OB están formadas por estrellas brillantes, su observación con los espectrógrafos y fotómetros de ese entonces permitió estudiarlas concienzudamente, dando como resultado un considerable número de trabajos de clasificación espectral y fotometría.

Por su relativa cercanía, una de las asociaciones OB que mayor información aportó con esas técnicas fue la llamada IICephei. Como podrá apreciarse, fueron varios investigadores los que dedicaron su atención a ese interesante conglomerado estelar.

A partir de un estudio espectroscópico de estrellas O y A de alta luminosidad, Morgan, Whitford y Code (1953) reportaron una distancia de 960 parsecs a la asociación IICep, sin embargo, no publicaron un estudio detallado de los posibles miembros de la asociación, así como tampoco los tipos espectrales de éstos. Al año siguiente, Munch (1954) reportó nuevas estrellas de alta luminosidad en esa asociación, encontradas a partir de imágenes obtenidas con la cámara Schmidt y el prisma objetivo del Observatorio Astrofísico Nacional de Tonantzintla. Algunos años después, Johnson (1957) al realizar un estudio fotométrico en el sistema UVV (sistema basado en tres filtros de banda ancha que cubren la región del ultravioleta, azul y visible) de varios cúmulos galácticos, determinó una distancia entre el Sol y la asociación IICep de 730 parsecs y publicó un diagrama observacional magnitud-color para estrellas de ese agregado.

Blaauw, Hiltner y Johnson (1959) publicaron sus resultados sobre un estudio fotométrico/espectroscópico específico sobre IICephei que cubre estrellas hasta magnitud fotográfica 12.5, donde presentaron el diagrama color-magnitud para estrellas O y B de esa asociación derivado de observaciones en UVV. También dieron los tipos espectrales para un considerable número de estrellas de IICephei. A partir del módulo de distancia de 9.3 por ellos encontrado, obtuvieron una estimación de la distancia a esa asociación de 725 parsecs y dimensiones lineales de 50 x 30 pcs.

El mismo año, Sharpless (1959) publicó su segundo catálogo sobre regiones HII galácticas, donde la región ionizada que se localiza al sur de la asociación IICephei quedó listada como el objeto número 155, razón por la que se le ha denominado Sh2-155. En dicho catálogo, las nebulosas están caracterizadas por sus coordenadas galácticas y ecuatoriales para la época de 1900.0, así como por su diámetro, su forma, su estructura, su brillo y las posibles estrellas que las están ionizando. Los valores correspondientes para Sh2-155 son los siguientes: longitud galáctica l igual a 77.8 grados, latitud galáctica de +2.6

grados, ascensión recta = 22 52.8, declinación = +62 05
diámetro D = 60', forma irregular, estructura entre amorfa y de
filamentos, brillo intermedio. El número de estrellas asociadas
por Sharpless a esta región fue de 9.

En su revisión sobre asociaciones O de la vecindad solar ($d < 1000$ parsecs) Adrian Blaauw (1964) incluyó a III Cep entre los agregados próximos al Sol, mostrando la existencia de dos subgrupos en tal asociación. En efecto, a partir de diagramas color-magnitud y de consideraciones teóricas sobre trazas evolutivas de estrellas de diferente masa, así como de datos cinemáticos relativos a la expansión que puede estar sufriendo la asociación, Blaauw encontró que en III Cep pueden identificarse dos diferentes poblaciones; una, IIIa Cep, con una edad de 8×10 años, máxima dimensión lineal proyectada de 17 parsecs y con 16 estrellas más tempranas que B3 y una segunda, IIIb Cep con edad de 4×10 años, dimensiones lineales de 10 parsecs y con 15 estrellas más tempranas que B3. El diagrama de distribución espacial para la asociación en cuestión se muestra en la figura 1.1 (tomado del trabajo de Blaauw). De esta figura es claro que la población joven (IIIb Cep) se encuentra más concentrada que la población vieja. Por otra parte, la proporción de estrellas tempranas es mayor en el subsistema de mayor concentración, además, el grado de asociación con el material ionizado de la región HII también es mayor para el subgrupo joven.

Debido a que durante un tiempo convivieron diferentes denominaciones para las asociaciones estelares, lo que evidentemente introducía confusión, llevó a Ruprecht (1964) a proponer una nomenclatura única, ahora de uso general, quedando nuestra asociación como Cepheus OB3. Las características consignadas para este agregado estelar de acuerdo a las publicaciones de la Unión Astronómica Internacional son las siguientes: longitud galáctica l entre los 109.4 y los 112.9 grados, latitud galáctica b entre +2.3 y +5.2 grados, siendo su distancia al Sol de 960 parsecs.

Crawford y Barnes (1970) reportaron la fotometría fotoeléctrica en el sistema uvby de Stromgren y beta de Crawford de 50 posibles miembros de Cepheus OB3, determinando que 26 de las estrellas observadas efectivamente lo eran. Los resultados de su fotometría uvby están en buen acuerdo con lo reportado por Blaauw, Hiltner y Johnson (1959), encontrando que el cociente de absorción total a selectiva $R(B-V) = A_V/E(B-V) = 3$ y que el módulo de distancia está dado por $V_0 - M_V = 9.3$.

Debido a que en la literatura habían surgido sospechas de que en la dirección de Cepheus podía haber un cociente de absorción total a la selectiva mayor que el normal, Garrison (1970) llevó a cabo un estudio espectroscópico de 72 de las estrellas listadas como posibles miembros de la asociación Cepheus OB3 por Blaauw, Hiltner y Johnson (1959). Además de dar la clasificación precisa en el sistema MK para ellas, Garrison encontró que había un considerable número de binarias espectroscópicas en dicha asociación, así como indicación de que sus datos eran consistentes con un valor de $R = 3.0$.

Germany (1973), utilizando varias placas fotográficas tomadas con un intervalo temporal de 47 años, realizó un estudio de movimientos propios para un total de 77 estrellas de la

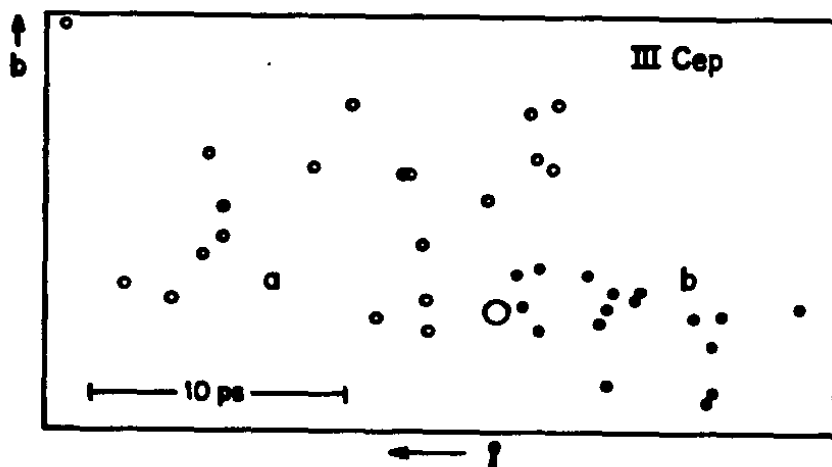


Figura 1.1. Distribución en el cielo de las estrellas de la asociación III Cep. Los círculos abiertos se refieren a la población más vieja, mientras que los llenos representan a la población joven. El círculo abierto mayor representa la posición de la población de baja masa, anterior a la secuencia principal, descubierta en este trabajo y discutida en el capítulo 6 de esta tesis.

asociación Cepheus OB3 con la intención de determinar los movimientos internos que pudiera haber en ese grupo estelar. De esta forma, confirmó la membresía de 42 de las 77 estrellas estudiadas. También encontró que los dos subgrupos ya reportados se encuentran muy bien definidos desde el punto de vista astronómico, separándose uno del otro en la dirección de la longitud galáctica. La edad de expansión que determinó a partir de ese movimiento de separación resultó ser de 7.2×10 años, valor algo menor al reportado por otros autores.

1.4. El complejo nebuloso Cefeo B y su posible relación con el proceso de formación estelar.

Durante la década de los setentas, las técnicas de detección en radiofrecuencias se hicieron más poderosas, ya que al mejorar la respuesta de los detectores, fue posible lograr detectar señales más débiles y tener mejor resolución en su registro. Por estas razones, un considerable número de regiones donde se pensaba que había posibilidades de estudiar el proceso de formación estelar fueron observadas. El complejo nebuloso de Cefeo fue uno de éstos, por lo que se le observó en la línea de 21 centímetros (Simonson III y Someron Greve, 1976), encontrando una concentración apreciable de hidrógeno atómico en la vecindad de Cefeo OB3.

Con la intención de tener mayor información sobre la posible conexión entre las nubes moleculares y las estrellas recientemente formadas, Sargent (1977) realizó un estudio de Cefeo OB3 en la línea del monóxido de carbono correspondiente a la variedad isotópica ^{13}CO . En esta línea detectó una nube molecular de 20 pc x 60 pc que parece estar constituida por varias componentes menores. También realizó observaciones en ^{13}CO y en H_2CO de algunas zonas selectas de esa gran nube, obteniendo indicación clara de aumentos moderados de la temperatura y de la densidad en varias partes de ella, lo que podría ser una evidencia de que el proceso de formación estelar continúa en Cepheus OB3.

Felli y sus colaboradores (1978) hicieron un mapa en el continuo de radio de una zona centrada en Sh2-155 y que cubre una área de 1.3 grados por un grado. A partir de él pudieron identificar varias regiones. La región A, en cuyo interior se encuentra Sh2-155 y la nube molecular Cepheus B es la más extendida y la de mayor intensidad en estas frecuencias. La región B es la más pequeña, encontrándose al noreste de la región H11 (ver figura 1.2), mientras que la C es algo mayor y está localizada al suroeste de la A. Utilizando todos los datos de que disponían, estudiaron el balance energético de la región A, concluyendo que la presencia de la estrella BHJ41, cuyo tipo espectral es O7n es suficiente para explicarlo. También concluyeron que la emisión de la molécula de monóxido de carbono puede deberse a que está siendo energizada por colisiones con granos de polvo que están dentro de la nube y que son calentados a temperaturas del orden de 50 K por la radiación infrarroja emitida por el polvo caliente localizado cerca del frente de ionización.

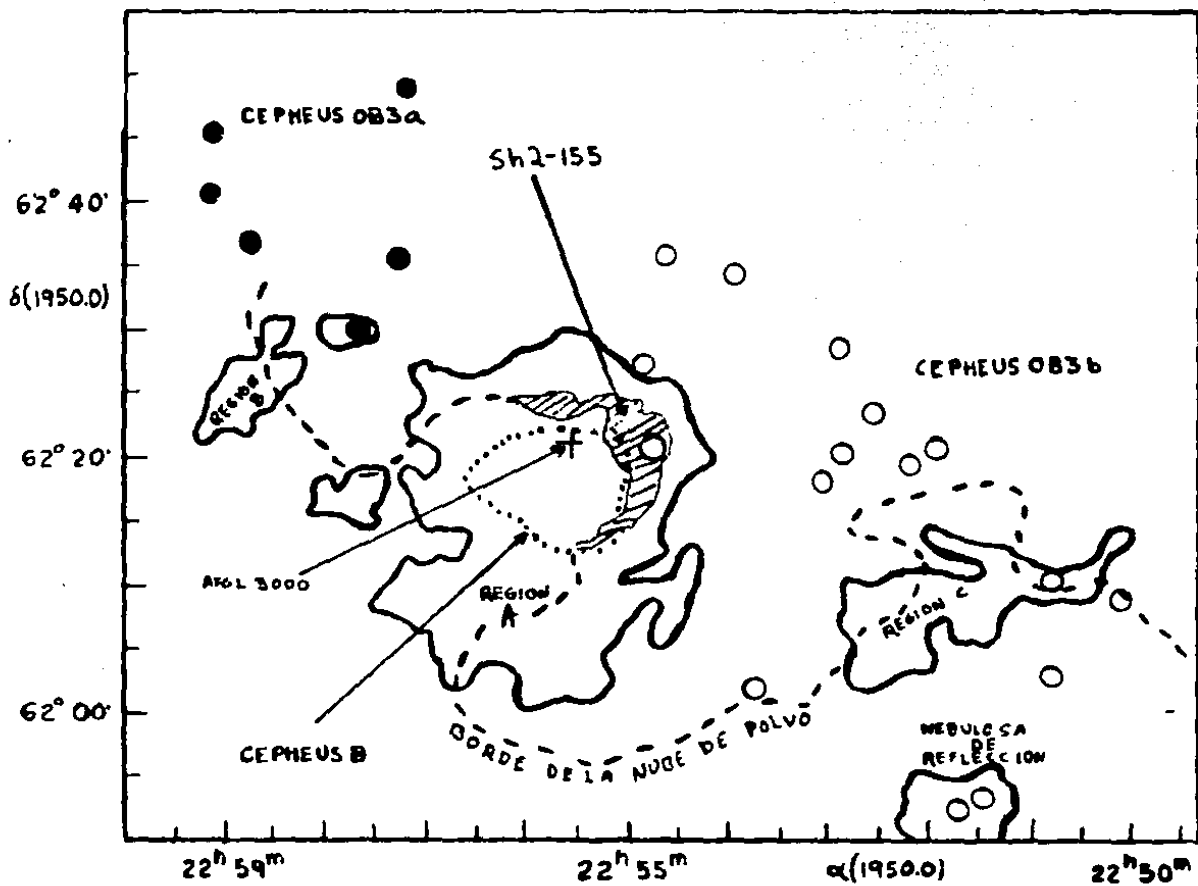


Figura 1.2. Representación esquemática de las diferentes componentes del complejo nebuloso-estelar estudiado en este trabajo.

Encuentran que la nube molecular asociada a Sh2-155 (Cepheus BR3) está aproximadamente en equilibrio de presión con el gas ionizado difuso, pero que dicho estado de equilibrio debe ser gravitacionalmente inestable, por lo que se esperaría que Cepheus B pudiera ser una zona de posible formación estelar. Sin embargo, señalan que a partir de sus observaciones no encontraron evidencia directa acerca de este proceso.

Panagia y Thum (1981) ampliaron los estudios en frecuencias de radio para el complejo nebuloso Cepheus B, realizando observaciones en la línea del H₂CO y en las de recombinación del hidrógeno (H157) y el carbón (C157). De estos estudios encuentran indicaciones de la presencia de condensaciones con hasta 30 veces la densidad promedio de esa nube, señalando que éstas podrían ser las "semillas" de estrellas en formación.

La importancia que el estudio del complejo estelar-nebuloso de Cepheus B tiene para la comprensión de la formación estelar, queda de manifiesto en el número de artículos y trabajos que sobre esta región se han realizado en los últimos 30 años. Puesto que en Cepheus B parecen estar presentes todos los ingredientes necesarios (al menos desde el punto de vista teórico) para que en la actualidad se esté dando ahí ese proceso, y puesto que disponíamos de los instrumentos adecuados, decidimos llevar a cabo un programa de observación que permitiera disponer de información nueva sobre ese posible proceso. Los resultados de esas investigaciones se presentan y se discuten a lo largo de los capítulos 4, 5 y 6 de esta tesis, y como se verá, efectivamente hemos encontrado que la formación estelar está sucediendo en Cepheus B, ya que hemos podido determinar la presencia de una población estelar de poca masa, muy compacta y densa y que está en la etapa de pre secuencia principal, no habiéndolo sido reportada con anterioridad. Además, hemos localizado un considerable número de fuentes infrarrojas a 2.2 micras, tanto en la parte central de Cepheus B, como en sus alrededores.

CAPITULO 2

Cinemática interna de Sh2-155

2.1 El campo de velocidades radiales.

El estudio detallado de los movimientos que pueda tener el gas ionizado que forma a las regiones HII se hace mediante el análisis de las velocidades radiales que ese material tiene en las diferentes posiciones de la nebulosa analizada, logrando de esta manera una visión del cambio espacial que ese parámetro físico experimenta dentro de la región observada, esto es, se obtiene el llamado campo de velocidades de la región HII, y en particular, la velocidad radial media de ella. Para realizar este estudio, se hacen algunas consideraciones de tipo geométrico referentes a la posición relativa del Sol y de la región HII y se utiliza un sencillo formulismo desarrollado para describir la cinemática galáctica y que no es más que una de las aplicaciones de la mecánica clásica. Una vez determinada la velocidad radial media, también es posible estimar el valor de la distancia a la región ionizada que se observa (Mihalas y Binney, 1981).

El conocimiento de la componente radial de la velocidad es más o menos inmediato y se basa en la medición precisa de una o varias longitudes de onda de la luz emitida por la región HII y de su comparación con la misma longitud o longitudes de onda medidas en el laboratorio, lugar donde se puede garantizar que la fuente emisora está en reposo. La velocidad así calculada debe ser corregida por la presencia de la velocidad orbital de la Tierra. Una vez obtenida la velocidad heliocéntrica, como se conoce el movimiento peculiar del Sol con relación a las estrellas de su vecindad, que son las que definen el sistema de reposo local, es posible expresar la velocidad radial de la región HII que está siendo estudiada en el llamado sistema inercial local o LSR por sus siglas en inglés (Local Standard of Rest). Esta es la velocidad que permitirá determinar la distancia a la que se encuentra la región ionizada de nuestra estrella. La base física que sustenta la determinación de la velocidad radial mediante la comparación de la misma longitud de onda emitida por la fuente en movimiento (región HII) y en reposo (laboratorio) es el efecto Doppler. De acuerdo a este principio, se observa que la longitud de onda cambia cuando la fuente emisora está en movimiento respecto a cierto observador, disminuyendo al acercarse a éste y aumentando al alejarse de él. El corrimiento en longitud de onda de la línea característica es proporcional a la velocidad radial, quedando expresado de la siguiente manera:

$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = v/c \quad (2.1)$$

donde v es la velocidad de movimiento a lo largo de la dirección que une la fuente con el observador (velocidad radial), c es el valor de la velocidad de la luz en el vacío y $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ es el cambio en longitud de onda ocasionado por el movimiento relativo entre emisor y receptor.

2.2 Las observaciones interferométricas de Sh2-155

Aplicando las técnicas de interferometría Fabry-Perot, Courtès (1960, 1964) desarrolló un método alternativo al de la espectroscopia de alta resolución que le permitió determinar el campo de velocidades de regiones en emisión de una manera relativamente simple. Del estudio de interferogramas obtenidos en longitudes de onda específicas, tales como son los de las líneas H alfa λ 6563, [NIII] λ 6548 y 6584, [SIII] λ 6716 y 6732, de la parte visible del espectro electromagnético, pudo obtener información sobre la cinemática interna y condiciones físicas del gas ionizado de algunas de las regiones HII más brillantes de nuestra galaxia.

Como las regiones HII son estructuras jóvenes con edades del orden de 10^6 años que se forman en las partes más densas del disco galáctico, esto es, en los brazos espirales, su estudio proporciona información cinemática a escala galáctica y por tanto sobre la estructura misma de la Vía Láctea. En especial da indicaciones valiosas sobre la curva de rotación de esta última.

Usando la técnica de Courtès, y con el objeto de conocer detalladamente el campo de velocidades de la región HII Sh2-155, entre 1980 y 1981 se obtuvieron varios interferogramas en la línea H alfa de la serie de Balmer. Los interferogramas cubren en total una área de 900 minutos de arco cuadrados ($30' \times 30'$) centrados en la parte más brillante de la región. Para llevar a cabo las observaciones se utilizó el telescopio reflector de 0.84 metros del Observatorio Astronómico Nacional de la UNAM. A este instrumento se le acopló en el foco Cassegrain un reductor focal. Este aparato, así como sus aditamentos de mayor importancia han sido descritos en el reporte número 38 de la colección de reportes técnicos del Instituto de Astronomía (Moreno, 1986). Como detector se usó un dispositivo intensificador de imágenes de tipo electrostático (op. cit.). Para tener un haz monocromático se utilizó un filtro de interferencia con respuesta máxima en la línea H alfa. Dicho filtro tiene un ancho de banda de sólo ocho angstroms y una transmitancia del 35%. Los anillos de interferencia fueron registrados en película espectroscópica Kodak 103#G. En la figura 2.1a se muestra un interferograma tomado a través del filtro H alfa de la región Sh2-155 y en la 2.1b uno de comparación en la misma línea obtenido mediante un tubo de descarga, por lo que su velocidad radial es estrictamente igual a cero. Nótese la estructura en brillo y el ancho de los anillos originados por la emisión de Sh2-155. Esto se debe a que el brillo de esta región ionizada no es uniforme. La estructura detallada de los anillos refleja el movimiento del material

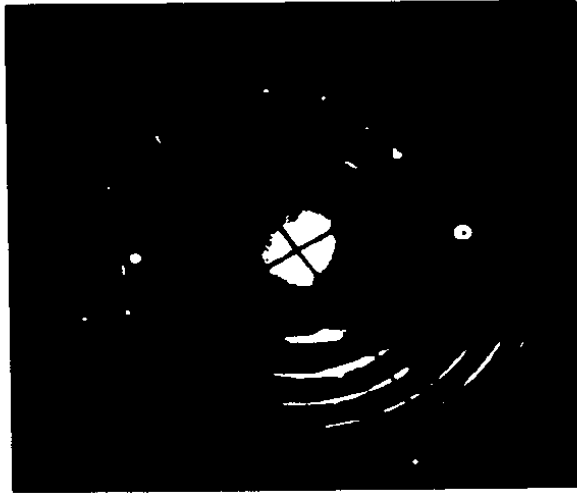


Figura 2.1a. Uno de los interferogramas en la línea H alfa proveniente de la región ionizada Sh2-155. Los puntos brillantes son imágenes estelares



Figura 2.1b. Interferograma de comparación obtenido usando una lámpara de descarga que contiene hidrógeno.

material emisor de Sh2-155.

De los interferogramas obtenidos, se seleccionaron los cuatro de mayor definición. Estos cubren en su totalidad la zona de Sh2-155, así como parte considerable de la nube molecular aparentemente asociada a ella (Cepheus B en la figura 1.2). La región estudiada se muestra en la fotografía presentada en la figura 2.2. Los interferogramas seleccionados fueron medidos utilizando el microdensitómetro PDS del Centro de Investigación Científica y de Estudios Superiores de Ensenada (CICESE). Las reducciones fueron hechas de acuerdo a la técnica desarrollada para este tipo de trabajo por Courtès (1960, 1964, 1972).

2.3 El interferómetro Fabry-Perot utilizado en este trabajo.

Como una consecuencia de sus estudios en espectroscopia de alta resolución, Charles Fabry y Alfred Perot desarrollaron durante 1897 el ahora llamado interferómetro Fabry-Perot. Este instrumento, aunque sencillo, es quizás el más versátil de los interferómetros ópticos, habiendo sido aplicado a la determinación precisa de longitudes de onda absolutas, al estudio de la estructura fina e hiperfina en física atómica y molecular, al cálculo de índices de refracción en gases y en sólidos. También ha sido utilizado para medir desplazamientos o deformaciones muy pequeños, así como para la determinación del valor actual del metro patrón.

Este dispositivo, utilizado para obtener patrones de interferencia a longitudes de onda específicas, está formado por dos placas de vidrio de cuarzo plano paralelas, separadas por una distancia que puede ir desde unas cuantas micras hasta centímetros. El grado de paralelismo de este dispositivo es resimiente muy alto (entre $\lambda/50$ y $\lambda/100$). Sus dos caras internas son tratadas para volverlas altamente reflectantes (transmisión de 20% o menor). En estas dos caras semireflectantes es donde se lleva a cabo el fenómeno de interferencia, en efecto, la luz monocromática que incide sobre ellas va sufriendo reflexiones entre una cara y la otra, y en última instancia, esto es lo que ocasiona los patrones de interferencia. Al arreglo de placas paralelas con caras internas semireflectantes de separación fija, se le conoce como "etalon", palabra francesa significa patrón de medida.

La expresión general mediante la cual es posible calcular la velocidad radial v_r de una fuente en movimiento a partir de la medición de los radios de los anillos de interferencia ocasionados por un etalón Fabry-Perot es

$$v_r = - \frac{c}{k} \left(\frac{R_n^2 - R_q^2}{R_{q+1}^2 - R_q^2} \right) \quad (2.2)$$

donde c es la velocidad de la luz, k es el orden de interferencia, R_n es el radio del enésimo anillo medido en el interferograma ocasionado por la región HII y R_q es el radio del mismo anillo, sólo que medido en el interferograma de comparación

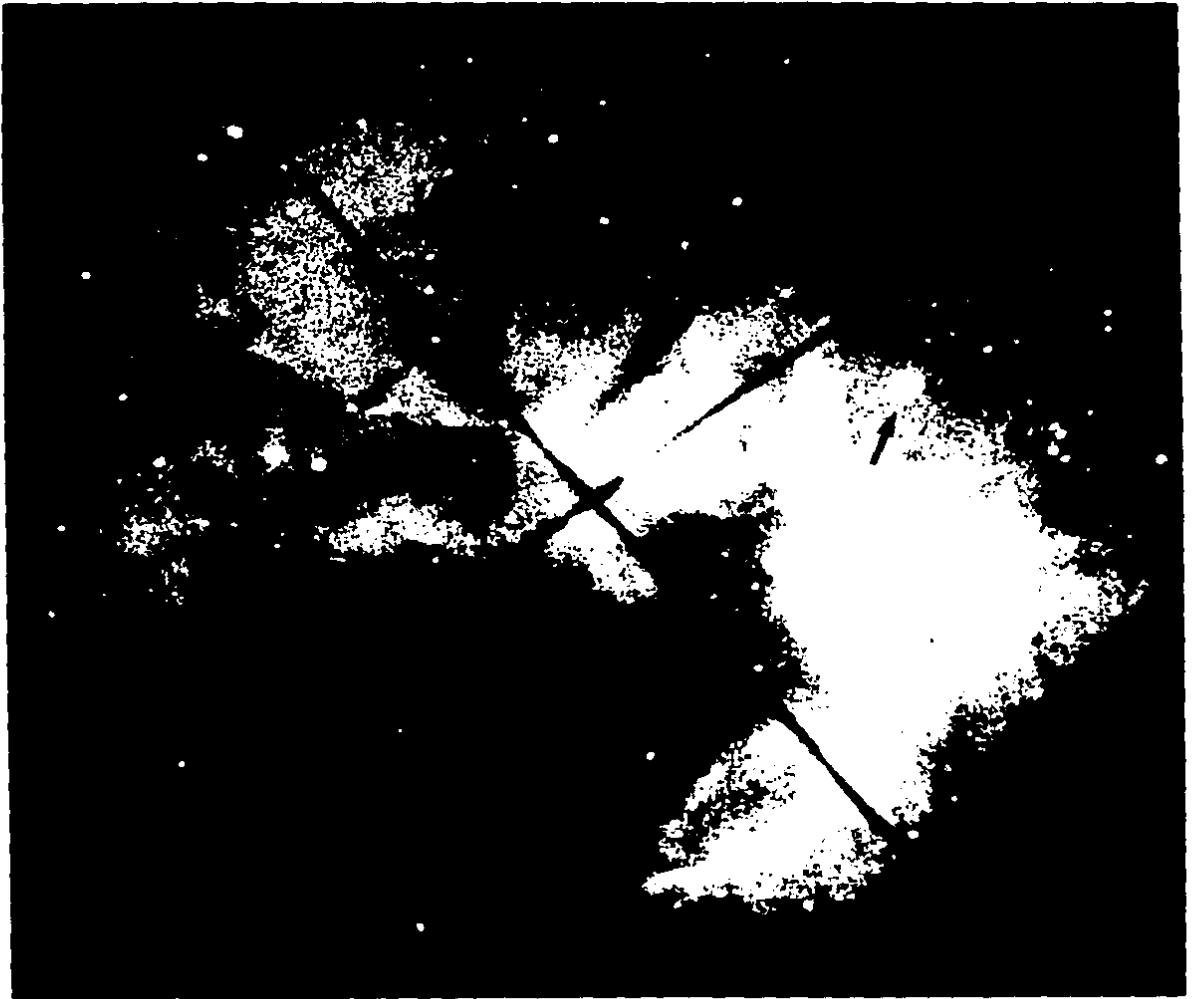


Figura 2.2. Fotografía de la región ionizada Sh2-155 tomada a través de un filtro de interferencia centrado en la línea H alfa, utilizando el telescopio de 0.84 metros de diámetro del OAN-SPM. La flecha señala a la estrella BHJ41, principal excitadora de ese complejo nebuloso.

(Ruelas, 1977). Después de considerar las propiedades ópticas del etalón que se usó en las observaciones de Sh2-155, (2.2) toma la forma

$$v_r = -283 \left(\frac{R_n^2 - R_q^2}{R_{q+1}^2 - R_q^2} \right) \quad (2.3)$$

Como k es un factor adimensional, la ecuación (2.3) tendrá las dimensiones que tiene c . Expresando apropiadamente esta velocidad, la velocidad radial dada por (2.3) tendrá unidades de km/s .

Los errores que se pueden cometer en la determinación de la velocidad radial mediante la aplicación de la expresión (2.3) al medir diferentes partes de un mismo interferograma no son de consideración, ya que no exceden de 1.6 km/s . Como se verá, las velocidades típicas que se obtienen para el campo de velocidades de Sh2-155 son del orden de -15 km/s , por lo que el uso de (2.3) no introduce errores mayores que un 10%.

Una fuente de error de mayor consideración es la que se origina por el proceso de medición mismo. En efecto, como el anillo de interferencia tiene un ancho que está determinado no sólo por la velocidad radial y el perfil instrumental determinado por la finesa del etalón, sino que incluye también ensanchamientos debidos a movimientos internos del gas ionizado que forma a la región HII, o efectos tales como la turbulencia atmosférica local (seeing), problemas instrumentales como deriva del telescopio, o la sobre exposición de las emulsiones fotográficas. Al determinar los radios de los anillos se convolucionan todos estos efectos, sin embargo, algunos de ellos pueden ser eliminados con relativa facilidad, lo que asegurará resultados confiables.

2.4. El campo de velocidades de Sh2-155.

Aplicando la ecuación (2.3) se obtuvieron velocidades radiales en 290 diferentes puntos de la zona ocupada por Sh2-155, Cepheo-B y sus alrededores. Del análisis correspondiente y después de aplicar las correcciones necesarias, se encontró el campo de velocidades radiales que se ilustra en la figura (2.3) y que se lista en la tabla (2.1). La división de la región bajo estudio en zonas marcadas de la I a la VIII se hizo de acuerdo a la similitud de los valores de velocidad radial en una área determinada. Es fácil ver de la columna 4 de esta tabla que la velocidad promedio $\langle v \rangle$ resultante para toda la región estudiada es igual a $-15 \pm 0.4 \text{ km/s}$, valor que está en excelente acuerdo con los derivados por otros investigadores, quienes usaron técnicas diferentes a las aquí empleadas. Luego entonces, un primer resultado de nuestro trabajo es la confirmación de la velocidad radial media con la que se está acercando Sh2-155 a nuestra estrella.

Un resultado no reportado que obtenemos de nuestro análisis del campo de velocidades de esta región ionizada es la presencia

de un claro gradiente de velocidades en la dirección norte-sur, ocurriendo la velocidad más negativa en la parte norte del complejo nebuloso. Aunque autores como Georgelin y Georgelin (1971) han observado esta nube ionizada con la misma técnica, no reportaron la existencia de un gradiente de velocidades, seguramente por estar más interesados en el estudio global de muchas regiones HII y no en los detalles cinemáticos de cada una de ellas.

Como ya se ha dicho, Garmany (1973) realizó un estudio de los movimientos propios y velocidades radiales de un considerable número de estrellas de la asociación Cepheus OB3, sin embargo, la incertidumbre en los valores de velocidad que encontró no permiten inferir la existencia de un gradiente de velocidades en la población estelar, pero sí ha podido establecer una edad de expansión para la asociación, encontrando que las dos poblaciones se están separando una respecto de la otra, ocurriendo esta separación en la dirección de la longitud galáctica. De este dato pudo calcular una edad de expansión de 7.2×10^5 años.

La mayoría de la zona cubierta por el estudio interferométrico aquí realizado cae en la región donde se encuentra la población joven de Cepheus OB3, por lo que la concordancia de los valores reportados por Garmany (-14.5 ± 4.5 Km/s) y los aquí obtenidos es notable.

2.5. La masa de la nube molecular Cepheus B.

Si se considera la diferencia de velocidades entre los puntos extremos de Sh2-155 derivada de nuestras observaciones, resulta que el gradiente de velocidades tiene un valor de 7 Km/s, pero, si se considera solamente la diferencia de velocidades entre las zonas marcadas con I, II y III, que son las que parecen "envolver" a Cepheus B, ese gradiente resulta ser de sólo 5 Km/s. Ponderando la diferente distribución de todos los puntos medidos, se obtiene un valor del gradiente de 5.8 Km/s. Este gradiente indica que la parte norte de Sh2-155 está viniendo con una velocidad más negativa que la parte sur. Pensamos que esto puede ser una indicación de la presencia de una rotación de conjunto de la región HII, y puesto que la nube molecular está en contacto con la región ionizada, formando esta última parte de la nube oscura, no vemos ninguna inconsistencia en suponer que el gradiente detectado ha partir del campo de velocidades de la región HII, sea un reflejo de la rotación de la nube molecular, aquí cabe recordar que la determinación del campo de velocidades tiene una precisión de ± 1 Km/s.

Si se usa esta hipótesis y se supone movimiento Kepleriano para la nube molecular, algo muy plausible puesto que no se esperan movimientos violentos en estas nubes, será posible hacer una estimación de su masa, ya que ésta puede ser expresada de acuerdo a la ecuación

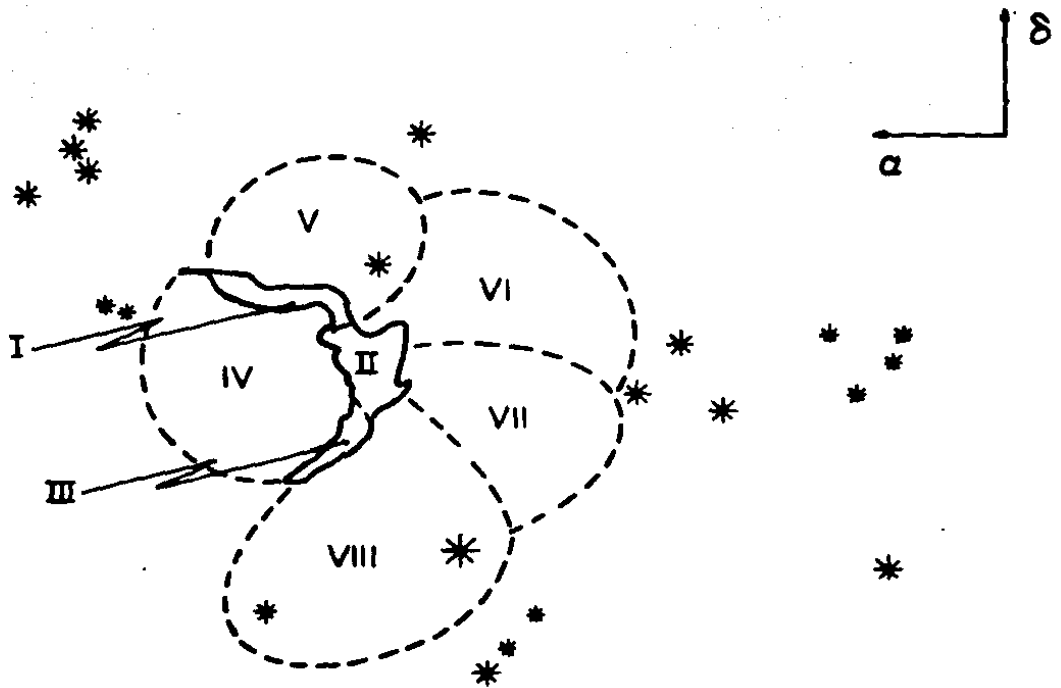


Figura 2.3. Representación esquemática del campo de velocidades radiales encontradas en Sh2-155. El trazo continuo corresponde a la zona de mayor brillo en la placa roja del Palomar Observatory Sky Survey.

$$M_{\text{nube}} = \frac{v_r^2 r_n}{G} \quad (2.4)$$

donde r_n es el radio de la nube oscura, G es la constante de gravitación y v_r es la velocidad debida a la rotación de la nube y cuyo valor numérico será igual a la mitad del encontrado a partir del gradiente medido en la región III Sh2-155. En general, el eje de rotación de la nube molecular formará un ángulo i_r con la dirección de la visual a ese complejo nebuloso, por lo que v no es realmente la velocidad de rotación, sino la proyección de ésta en el plano del cielo. La separación medida de las fotografías en H α , [SII] y rojas del PSS para los puntos extremos de Sh2-155 es de once minutos de arco, por lo que una distancia de 850 pc, se tendrá una separación lineal de 2.6 pc. Esto es, el radio de giro tendrá un valor de 1.3 pc. Con todos estos datos se obtiene por aplicación directa de (2.4) que

$$M_{\text{nube}} = 2.4 \times 10^3 M_{\odot} \quad (2.5)$$

valor muy razonable y que está en buen acuerdo con estimaciones hechas para este tipo de nubes por otros autores. Con la intención de comparar el valor dado por (2.5) con el derivado de observaciones hechas en la molécula del monóxido de carbono para esta misma nube, veremos la derivación respectiva.

De acuerdo al trabajo de investigación hecho por Sargent (1979), la ecuación usual para calcular la densidad de columna del ^{13}CO está dada por

$$N(^{13}\text{CO}) = \frac{2.31 \times 10^{14} \tau(^{13}\text{CO}) \Delta v(^{13}\text{CO}) (T_{\text{exc}} + 0.91)}{1 - \exp\left(-\frac{5.291}{T_{\text{exc}}}\right)} \quad (2.6)$$

donde $\tau(^{13}\text{CO})$ es la profundidad óptica de la línea (en este caso ópticamente delgada) y que según los datos de Felli et. al. para Sh2-155 resulta tener un valor de 0.32. El factor Δv es el ancho que tiene la línea a la mitad de la potencia máxima (half maximum intensity width) y que nuevamente de acuerdo a lo observado por Felli et. al., resulta ser de 1.9 Km/s.

La temperatura de excitación T_{exc} , la estiman a partir de sus temperaturas de antena, resultando ser de 32.5 °K. Con todos estos valores se encuentra que de (2.6), la densidad de columna es $N(^{13}\text{CO}) = 3.1 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$.

Con este valor y aceptando que el cociente de la densidad de columna de la molécula de hidrógeno a la densidad de columna del CO es $N(\text{H}_2) / N(^{13}\text{CO}) = 2 \times 10^6$ (Scoville et. al., 1975) se obtiene la del hidrógeno molecular, resultando que $N(\text{H}_2) = 6.2 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$.

La masa M_{radio} de la nube está dada por

$$M_{\text{radio}} = V n_n \quad (2.7)$$

donde V es el volumen ocupado por la nube molecular y n_n su densidad espacial media. Por otro lado, como la molécula más abundante en las condiciones que prevalecen en una nube molecular típica es la de hidrógeno (Chaffee y Dunham 1979), no se cometerá un gran error al suponer que la masa M_{radio} de la nube está dada por el hidrógeno molecular en ella contenida solamente. Esto es

$$M_{\text{radio}} = \frac{4}{3} \pi r_n^3 n_n (H_2) \quad (2.8)$$

donde evidentemente se ha hecho la suposición de una nube esférica de radio r_n . Esta suposición no es sólo una simplificación de tipo geométrico, sino que surge de la forma misma que la nube Cepheus B presenta en las fotografías (especialmente en las de $H\alpha$) como se puede apreciar en las figuras 2.2 y 5.1 de este trabajo, así como en los mapas de radio publicados por otros autores.

La densidad espacial de la molécula de hidrógeno $n_n(H_2)$ está relacionada con la densidad de columna por

$$n_n(H_2) = \frac{N(H_2)}{L} \quad (2.9)$$

donde L es la dimensión lineal de la nube, que en el caso aquí tratado bien se puede aproximar como $L = 2Y_n$ ya que $N(H_2)$ se ha obtenido a partir del valor para $N(^{13}\text{CO})$ y como esta línea es ópticamente delgada, se está viendo toda la nube.

Usando (2.9) en (2.8) se obtiene que

$$M_{\text{radio}} = \frac{2}{3} \pi r_n^2 N(H_2) \quad (2.10)$$

Para expresar correctamente en unidades de masa esta ecuación, debe multiplicarse por la masa de la molécula de hidrógeno que es igual a $2m_H$ (3.35×10^{-24} gr), además, se introduce un factor igual a 1.4 que los radioastrónomos utilizan por la conversión de los parámetros observacionales entre el ^{13}CO y el H_2 . Tomando esto en cuenta, la masa queda finalmente expresada mediante la ecuación:

$$M_{\text{radio}} = \frac{2}{3} \pi r_n^2 \cdot 2m_H \cdot 1.4 N(H_2) \quad (2.11)$$

De las observaciones de Sargent (1979) se encuentra un radio

para la nube de CO de 4 minutos de arco. A la distancia de 800pc a la nube Cepheus B asumida por dicha autora, el radio lineal r_n resulta ser igual a 1pc (algo menor que el inferido a partir de las fotografías H_{α}). Introduciendo todos los datos disponibles en la ecuación (2.11) se encuentra que M_{radio} es igual a $2.7 \times 10^3 M_{\odot}$. Esta estimación está en excelente acuerdo con el valor $2.4 \times 10^3 M_{\odot}$ que se ha obtenido a partir de la cinemática de Sh2-155.

Estimar la densidad de la nube es ahora muy simple, ya que de acuerdo a (2.8) se tendrá que

$$n(H_2) = \frac{3M_{radio}}{4\pi r_n^3} \quad (2.12)$$

y por una substitución de valores, resulta que $n(H_2) = 2 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$, densidad típica de estas nubes moleculares (Franco, 1984).

De los dos estimaciones que se han hecho para la masa de la nube molecular, es posible obtener información sobre el ángulo de inclinación del eje de rotación de Sh2-155 respecto a la línea de visión que nos une con esa región, si suponemos que la diferencia en masa se debe a la proyección en la velocidad.

Como ya se dijo, v es en realidad la velocidad proyectada, esto es, $v \sin i_r$, donde i_r es el ángulo que ahora se determinará. De la ecuación (2.4) se puede conocer la aceleración ocasionada por el gradiente de velocidad, quedando expresada por

$$\left(\frac{v \sin i_r}{r_n} \right)^2 = \frac{GM_{nube}}{r_n^2} \quad (2.13)$$

Por otra parte se cumple que

$$\frac{v^2}{r_n} = \frac{GM_{radio}}{r_n} \quad (2.14)$$

de estas dos ecuaciones se obtiene que

$$\left(\frac{v \sin i_r}{v} \right)^2 = \frac{M_{nube}}{M_{radio}}$$

por lo que el ángulo de inclinación respecto a la visual queda expresado como

$$i_r = \arcsen \left(\frac{M_{nube}}{M_{radio}} \right)^{1/2} \quad (2.15)$$

de donde introduciendo los valores obtenidos por los dos métodos para la masa de la nube molecular, resulta que $i_v = 70.5$.

Evidentemente el cálculo de la masa de Cefeo B hecho mediante la aplicación del método dinámico puede ser cuestionado, ya que la existencia misma del gradiente de velocidades y la interpretación que le hemos dado, no tiene por el momento ningún otro apoyo, sin embargo, quisieramos insistir en que aceptar esta hipótesis de trabajo no va en contra de ninguno de los hechos observacionales reportados.

Tabla 2.1.

Región	A.R. (1950.0)	Dec.	v	σ	puntos medidos
I	22 55 36	+62 23 45	-17	2	25
II	22 55 05	+62 21 40	-14	2	34
III	22 54 45	+62 19 20	-12	2	23
IV	22 55 34	+62 18 45	-14	3	31
V	22 55 35	+62 32 30	-20	1	51
VI	22 53 30	+62 23 20	-14	2	22
VII	22 53 40	+62 13 20	-14	2	19
VIII	22 54 20	+62 10 00	-13	3	85

CAPITULO 3.

Estructura galáctica y la distancia cinemática a Sh2-155

3.1 La forma de nuestra galaxia

Desde que Galileo en 1609-1610 (Galileo 1610) dirigió su rudimentario telescopio a algunas zonas de la Vía Láctea y pudo darse cuenta que ésta se encuentra formada por una cantidad enorme de estrellas, el conocimiento que de este sistema se tiene ha sido enriquecido constantemente. Uno de los primeros astrónomos que hizo estudios sistemáticos sobre la distribución que las estrellas tienen en las cercanías del Sol fue el inglés William Herschel, quien en la segunda mitad del siglo XVIII, utilizando los telescopios diseñados y construidos por él, pudo darse cuenta de cómo se hallaban distribuidas las estrellas en el cielo. Contando su número en áreas selectas de la bóveda celeste, notó que podía contar más estrellas en ciertas direcciones que en otras. Con esos estudios le fue posible formar un modelo que explicara lo que observaba; pudo trazar un gran círculo que dividía a todo el cielo en dos partes iguales, este círculo máximo tiene la propiedad de que al acercarse a él por cualquier dirección, el número de estrellas observadas a simple vista o a través del telescopio aumenta, ocurriendo la máxima concentración precisamente en dicho círculo, al cual se le llamó Ecuador Galáctico. Este círculo coincide con la dirección general de esa franja luminosa y difusa que desde la antigüedad ha sido llamada Vía Láctea. Herschel explicó sus observaciones en forma correcta. Dijo que las estrellas que se observan, realmente forman un sistema estelar de grandes dimensiones, distribuido de tal manera que está achatado hacia el ecuador.

En los inicios del presente siglo, Kaptyn realizó un trabajo monumental encaminado a determinar las dimensiones de nuestro sistema estelar. Para facilitar su trabajo, dividió a la bóveda celeste en 206 áreas selectas. Supuso que el número relativo de diferente luminosidad, era un indicador de la distribución real en la totalidad de la Vía Láctea y calculó mediante métodos estadísticos, la distribución real necesaria para producir el brillo aparente observado desde la Tierra. Esto lo llevó a concluir que nuestro sistema estelar tenía la forma de un disco de 9000 parsecs de diámetro y 2000 de ancho, encontrándose al Sol en su centro. Debido a que en ese tiempo no se sabía la existencia del fenómeno de absorción interestelar, Kaptyn subestimó de manera importante las dimensiones de la Vía Láctea.

A partir de estudios sobre la distribución de los cúmulos globulares, Shapley mostró en 1918 que la mayoría de éstos se observaban en una sola mitad del cielo, aquella que está en la dirección de la constelación de Sagitario, estando además en esta

mismo parte del cielo la zona donde se ve la mayor densidad estelar. Como la probabilidad de que esa distribución tan singular de los cúmulos globulares fuera real es muy pequeña, Shapley concluyó que ella se debía a un efecto geométrico, esto es, a que el Sol en lugar de ser el centro del sistema estelar, se encontraba alejado uno 15 kiloparsecs de ese punto, encontrándose éste precisamente en la dirección de Sagitario. Evidentemente suponer que los cúmulos globulares tienen una distribución esférica en torno a un centro que no es el Sol es una hipótesis más razonable, aunque implicó un fuerte golpe a nuestro atávico sentimiento egocéntrico.

Aunque Shapley tampoco tomó en cuenta la extinción interestelar, llegó a un resultado correcto porque estando los cúmulos globulares fuera del plano galáctico, su observación no es afectada de manera importante por el material absorbente que se encuentra concentrado en dicho plano. Con sus observaciones, Shapley hizo ver que el tamaño de nuestro sistema estelar era considerablemente mayor a lo estimado por Kaptyn, además de que indicó el lugar donde debería estar el verdadero centro de la Vía Láctea.

En 1926, Lindblad dió un paso más en la comprensión de la estructura de nuestro sistema estelar; propuso que la galaxia debería estar formada por varios subsistemas, cada uno de ellos simétrico respecto al eje de rotación del sistema total. Cada uno de estos subsistemas debería estar rotando alrededor de ese eje con una velocidad característica, además, mostró que una galaxia con las dimensiones de la postulada por Kaptyn no generaría el campo gravitacional necesario para retener a los cúmulos globulares y puesto que se observa un gran número de ellos, éstos se deberían estar formando continuamente con gran rapidez para reemplazar a los que se están fugando y así mantener un alto número de ellos, o bien, los cúmulos globulares que se observan están realmente atrapados por el campo gravitacional galáctico, por lo que la Vía Láctea debe ser mayor que lo estimado por Kaptyn. De acuerdo a su idea, Lindblad propuso que los cúmulos globulares deberían estar en reposo (o casi) respecto a la galaxia en su conjunto y que el Sol estaría viajando en una órbita circular alrededor del centro galáctico con una velocidad de unos 300 Km/s y alejado de él una distancia de 13 kiloparsecs. Entre 1927 y 1928 Dort desarrolló el aparato matemático basado en la mecánica newtoniana que permitió tener una representación clara de la cinemática de nuestra galaxia.

3.2 Cinemática de la Vía Láctea

Las observaciones demuestran que nuestra galaxia se encuentra fundamentalmente formada por tres componentes; las estrellas, el material interestelar y la radiación. El grueso de la masa galáctica lo constituyen las estrellas, aportando aproximadamente el 90% del total. El gas y polvo interestelares contribuyen en masa con un cinco o un diez por ciento del total de la galáctica, mientras que la radiación tiene una densidad de masa despreciable, aunque no pasa lo mismo con su densidad de

energía. Puesto que las estrellas aportan la mayoría de la masa galáctica, la suposición básica que se hace en los desarrollos de Lindblad y de Oort es tocante al movimiento que éstas tienen dentro de la Vía Láctea. En efecto, estos investigadores supusieron como punto de partida que las estrellas describen órbitas circulares en torno al centro galáctico y que su velocidad de rotación es sólo función de la distancia a éste. Observaciones posteriores demostraron que la galaxia no gira como cuerpo rígido. La velocidad angular depende de la distancia al centro (con la excepción de los cúmulos globulares), además, se hace la suposición de que las órbitas estelares están totalmente contenidas en el plano de la galaxia. Considérese el movimiento de una estrella E con respecto al Sol. Ambas están describiendo órbitas circulares sobre el disco en torno al centro galáctico C. La primera lo hace con un radio R y el segundo con un radio R_0 , tal y como se ilustra en la figura 3.1. En ella, S es la posición del Sol θ_0 su velocidad orbital respecto del centro de la galaxia. E es la posición de la estrella que viaja con velocidad θ . La distancia entre nuestro astro y la estrella E es r . l es la longitud galáctica. Sea $\omega = \theta/R$ la velocidad angular de la estrella E y $\omega_0 = \theta_0/R_0$ la velocidad angular del Sol. De la figura 3.1 se puede ver que la velocidad radial v_r de la estrella E relativa al Sol está dada por la expresión

$$v_r = \theta R_0 \alpha - \theta_0 \sin l \quad (3.1)$$

Aplicando la ley de los senos al triángulo SEC de la figura 3.1 se obtiene que

$$\frac{\sin l}{R} = \frac{\sin(90^\circ + \alpha)}{R_0} = \frac{\cos \alpha}{R_0} \quad (3.2)$$

ahora, usando (3.2) y substituyendo en (3.1) se obtiene que

$$v_r = \frac{\theta R_0}{R} \sin l - \theta_0 \sin l$$

reagrupando se obtiene que

$$v_r = \left(\frac{\theta R_0}{R} - \theta_0 \right) \sin l$$

y como por definición $\omega = \frac{\theta}{R}$ y $\omega_0 = \frac{\theta_0}{R_0}$, se llega a la expresión general para la velocidad radial dada por

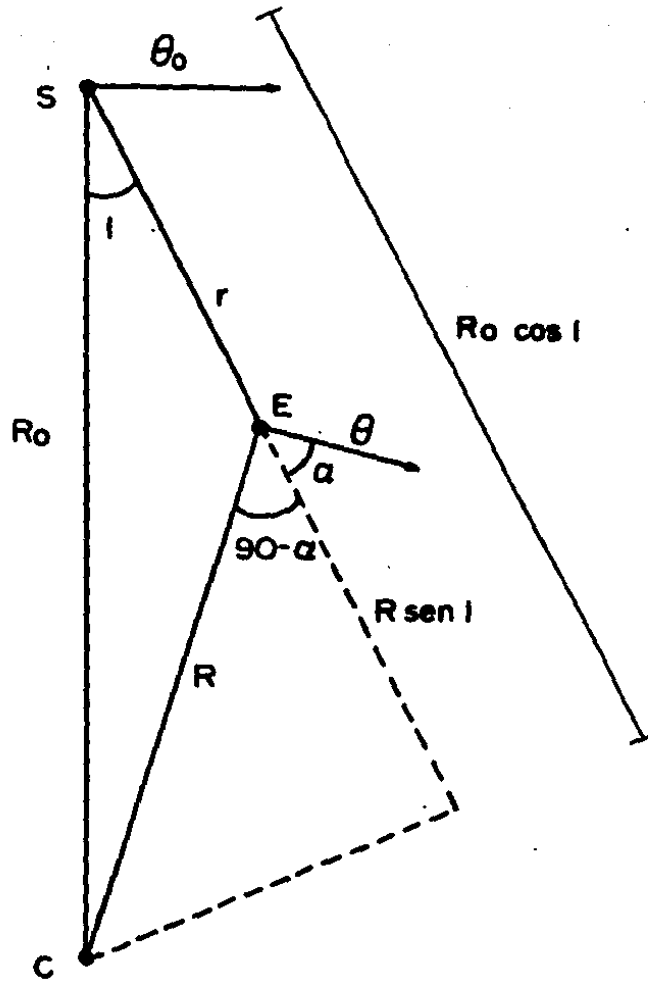


Figura 3.1. Rotación de una estrella E y del Sol en torno al distante centro galáctico.

$$v_r = (\omega - \omega_0) R_0 \sin l \quad (3.3)$$

Esta ecuación permite calcular la velocidad radial de un objeto estelar localizado en el plano de la Vía Láctea y que esté describiendo órbitas circulares en torno al centro galáctico. Esta expresión es exacta, ya que en su deducción no se ha hecho ninguna aproximación. A la gráfica de la velocidad angular en función de R , se le conoce como la curva de rotación galáctica y se ha determinado de observaciones de un considerable número de objetos, tales como estrellas de alta luminosidad (Arellano, 1976) y regiones HII, pero su conocimiento es incompleto, presentando variaciones anómalas. La relación (3.3) puede ser utilizada para calcular la distancia que hay entre un objeto estelar moviéndose en el plano galáctico y el Sol, siempre y cuando se conozca la velocidad radial y se aplique la curva de rotación. Al resultado de ese cálculo se le conoce como la "determinación cinemática de la distancia".

Volviendo a la figura 3.1 se puede ver que la velocidad tangencial v_t observada de la estrella E, es igual a la diferencia de las proyecciones de θ y θ_0 , perpendiculares a la línea de visión. Esto queda expresado por la ecuación

$$v_t = \theta \sin \alpha - \theta_0 \cos l \quad (3.4)$$

tomándose como positiva la dirección en que se incrementa la longitud galáctica.

De la figura 3.1 se obtiene que

$$R_0 \cos l = r + R \sin \alpha$$

de donde $\sin \alpha = \frac{R_0 \cos l - r}{R}$

por lo que se tiene que

$$v_t = \frac{\theta}{R} (R_0 \cos l - r) - \frac{\theta_0}{R_0} R_0 \cos l$$

o bien

$$v_t = (\omega - \omega_0) R_0 \cos l - \omega r \quad (3.5)$$

que es la expresión final para la velocidad tangencial. Nuevamente, esta ecuación es exacta, ya que no se ha hecho ninguna aproximación en el proceso de obtención.

3.3 La distancia cinemática entre Sh2-155 y el Sol

Como se ha determinado el valor medio de la velocidad radial de Sh2-155, para calcular su distancia cinemática bastará aplicar la ecuación (3.3), combinándola adecuadamente con la información que la curva de rotación proporciona y que se ilustra en la figura 3.2. Para ser consistentes con esa curva y por la diversidad de valores que se manejan en la actualidad, nuestros cálculos considerarán que $\omega_0 = 25$ Km/s/Kpc, $A = 15$ Km/s/Kpc, $B = -10$ Km/s/Kpc y $R_0 = 10$ Kpcs. Además, se tomará como longitud galáctica para Sh2-155 $l = 110.2$ (Markalkova 1974).

De (3.3) se obtiene de manera directa que

$$\omega = \frac{v_r}{R_0 \sin l} + \omega_0 \quad (3.6)$$

substituyendo los valores correspondientes se obtiene que $\omega = 23.5$ Km/s/Kpc. Con este valor y usando la curva de la figura 3.2 se encuentra la distancia R entre Sh2-155 y el centro galáctico (ver figura 3.1), resultando que $R = 10.3$ Kpc.

Para determinar el valor de la distancia entre el Sol y Sh2-155 sólo habrá que resolver el triángulo de la figura 3.3. Aplicando la ley de los senos al triángulo de esa figura, se tiene que

$$\frac{R}{\sin 110.2} = \frac{R_0}{\sin x}$$

de donde se puede obtener el valor para el ángulo x, resultando que $x = 65.7$, lo que a su vez, debido a las propiedades de los triángulos permite encontrar el valor del ángulo y, resultando que $y = 4.1$. Nuevamente aplicando la ley de los senos, se puede encontrar el valor r que es la distancia Sol-Sh2-155, resultando que $r = 790 \pm 60$ pcs.

Se ha mencionado en el capítulo 1 de este trabajo, que de la fotometría hecha a miembros brillantes de la asociación Cepheus Oa3, han surgido valores para la distancia a dicho agregado estelar, encontrándose éstos entre los 700 y los 950 parsecs. El valor que hemos determinado es prácticamente igual al promedio de los valores previos, lo que pensamos que es una contribución que reduce el margen de incertidumbre que se tenía para los cálculos que sobre esa distancia se han hecho. Como se verá en el capítulo siguiente, el método aquí empleado para encontrar la distancia a Sh2-155 no es único, por lo que el valor que se ha obtenido, podrá ser comparado con el que se logre como resultado de la aplicación de otras técnicas observacionales, especialmente las de la fotometría infrarroja de las estrellas brillantes de la asociación Cepheus Oa3.

La exactitud de la distancia que se ha determinado, dependerá de la precisión con la que se conocen los parámetros involucrados. En la actualidad se estima que el valor de R_0 se conoce con un error del 15%. Por otra parte, la determinación de R hecha a partir de la curva de rotación,

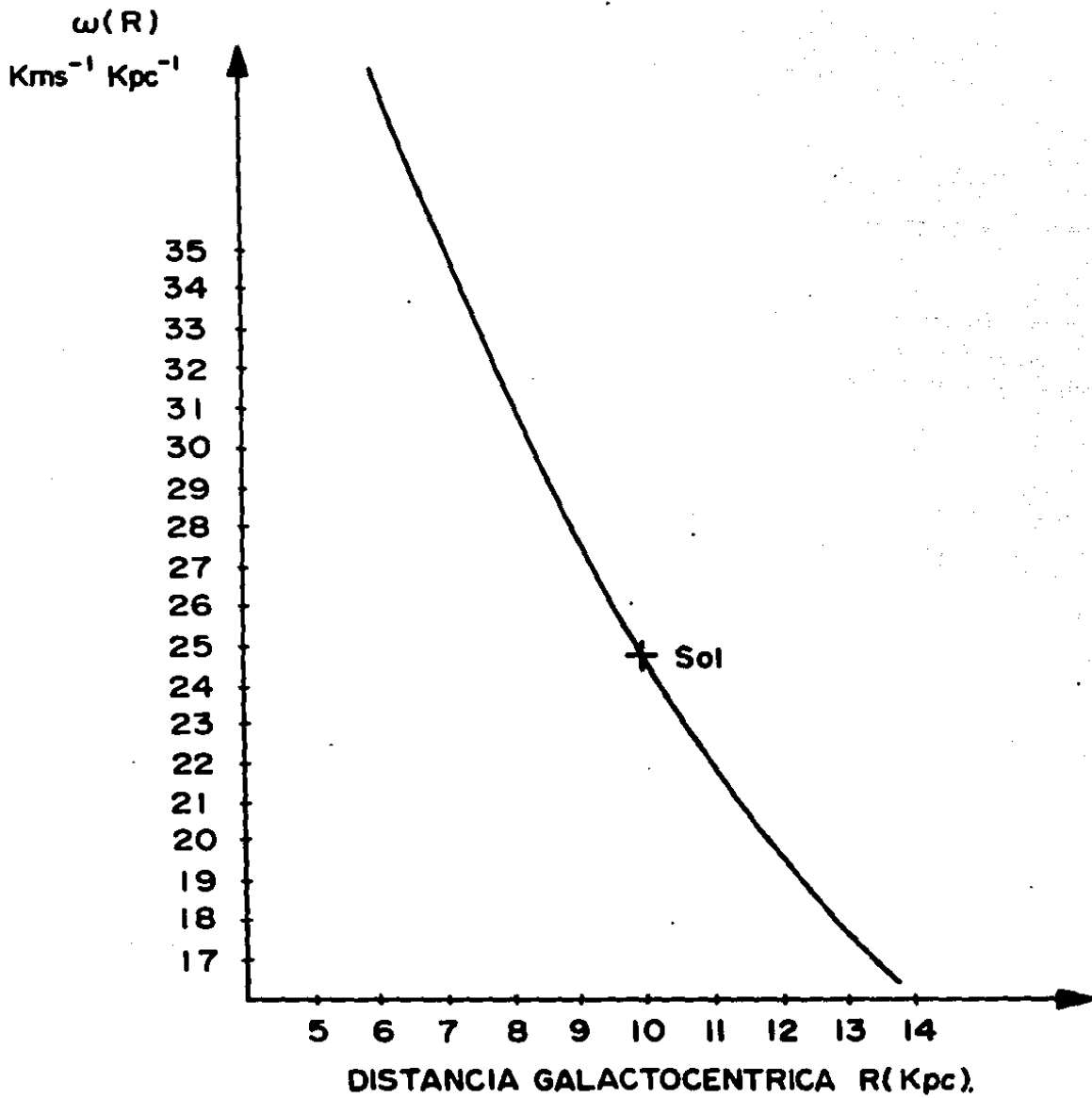


Figura 3.2. Curva de rotación galáctica de acuerdo al modelo clásico desarrollado por M. Schmidt.

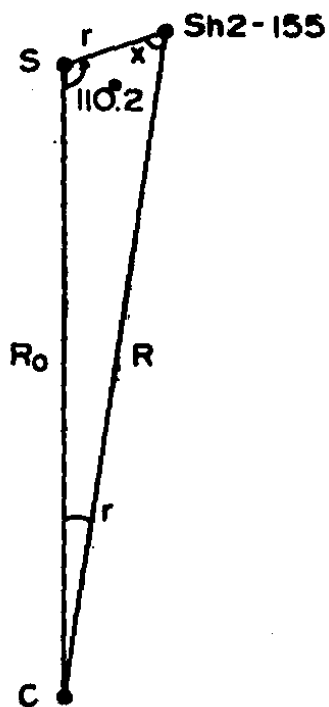


Figura 3.3. Posición del Sol y de Sh2-155 respecto al centro de la Vía Láctea.

dependerá de lo bien que se conozca ésta. Aquí se ha usado la llamada curva de rotación del modelo galáctico de Schmidt publicada en 1965 y que ya es considerada clásica, sin embargo, el estudio de las propiedades dinámicas y cinemáticas de nuestra galaxia es un campo abierto y vivo, por lo que en la actualidad sigue discutiéndose la forma exacta de esa curva, sobre todo los aspectos finos de ella.

CAPITULO 4

Fotometría infraroja de estrellas selectas en la asociación Cepheus OB3

4.1 Intención de este estudio fotométrico.

Del análisis de los datos obtenidos mediante la aplicación de las técnicas de la fotometría infraroja a los miembros de la asociación Cepheus OB3, es posible hacer una estimación independiente de la extinción total A_V para cada una de las estrellas observadas y de ahí, obtener la extinción promedio y la ley de extinción para dicho agregado estelar. Asimismo, es posible estimar el módulo de distancia para cada una de las estrellas que cuentan con clase de luminosidad, y por tanto será posible determinar la distancia a la región. Debido a que en la literatura se han reportado valores del cociente de extinción total a selectiva R muy diferentes entre sí para la dirección de Cepheus OB3, así como del valor medio para la galaxia (Johnson, 1968, Garrison, 1970, Crawford y Barnes, 1970), nos ha interesado hacer una determinación de dicho parámetro usando un método independiente. Con la intención de calcular los parámetros relevantes a ese fin, se realizó un programa fotométrico en el cercano infrarojo donde fue incluido un grupo selecto de estrellas de Cepheus OB3. Buscando que la fotometría fuera representativa, se estudiaron 40 estrellas de las OB3 originalmente listadas por Blaauw y sus colaboradores (1959). De los objetos estudiados, 11 son miembros del subgrupo viejo (Cepheus OB3a), 14 lo son del joven (Cepheus OB3b) y 15 han sido catalogados como no miembros de Cepheus OB3 (Blaauw, 1964). El instrumental usado para este estudio fue el telescopio de 2.12 metros de diámetro del Observatorio Astronómico Nacional de la Universidad Nacional Autónoma de México, combinado con el fotómetro infrarojo que se ha construido en la misma institución (Roth et al 1983). Como detector se utilizó un diodo de Antimoniouro de Indio. Los filtros empleados fueron los correspondientes a las bandas J, H, K, L y M, cuyas longitudes de onda centrales y anchos de banda son respectivamente 1.25, 1.65, 2.2, 3.8, 4.7 micras y 0.32, 0.28, 0.35, 0.7 y 0.6 micras.

4.2 La fotometría J, H, K, L y M en Cepheus OB3

Con el equipo ya mencionado, se realizaron observaciones de Cepheus OB3 en tres temporadas que abarcaron de agosto de 1986 a septiembre de 1987. Con el objeto de garantizar una precisión adecuada, fueron medidas entre 3 y 5 estrellas de referencia por noche de la lista de Tapia et al (1986). El resultado de la fotometría de las 40 estrellas consideradas se presenta en la tabla 4.1. La primera columna corresponde a la numeración introducida por Blaauw, Hiltner y Johnson en su trabajo ya citado

sobre γ Cephei. La segunda columna contiene otras designaciones de esas estrellas: por ejemplo, las del Henry Draper, las del Bonner Durchmusterung o la de los estudios espectroscópicos con prisma objetivo realizados por Brodskaja (1953) o L. Munch (1954a). Los tipos espectrales que aparecen en la tercera columna son los reportados por Garrison (1970) habiendo sido determinados de acuerdo al sistema MK. La magnitud visual que se da en la cuarta columna ha sido tomada del trabajo de Blaauw, Hiltner y Johnson de 1959. Las columnas 5 a la 9 presentan nuestra fotometría infrarroja reducida al sistema de San Pedro Mártir siguiendo procedimientos usuales (ver por ejemplo Mitchell, 1930). En la columna 10 se reporta el número de observaciones independientes hechas para cada estrella. Finalmente, la columna 11 sirve para señalar la membresía o no membresía de las estrellas observadas a alguno de los dos subgrupos de Cepheus OB3. El error cometido en la medición de nuestras magnitudes infrarrojas y en la transformación al sistema de referencia varía con cada filtro, siendo mayor en L y M. Para los filtros J y H lo hemos estimado en 0.03 magnitudes, para el filtro K es de 0.02 magnitudes. En el L sube a 0.05 magnitudes y en el M es de 0.09 magnitudes. Los valores menos confiables han sido señalados mediante dos puntos.

Debido a la considerable cantidad de datos que Blaauw, Hiltner y Johnson, así como Garrison mencionan como nota en las tablas principales de sus respectivos trabajos sobre Cepheus OB3, creímos conveniente no poner una columna de comentarios a nuestra tabla 4.1, prefiriendo remitir al lector interesado a dichos artículos. Como ejemplo de ese tipo de información marginal, mencionaremos que Garrison señala la existencia de un número inusual de binarias espectroscópicas en esa agrupación estelar, ya que al menos 10 estrellas lo son, esto es un 25% del total, lo que realmente es un número alto comparado con otras asociaciones (Blaauw, 1964).

Con la información de la tabla 4.1 hemos calculado las características fotométricas de los miembros de Cepheus OB3a y OB3b. Los datos relevantes para cada subpoblación son presentados en las tablas 4.2 y 4.3. Los parámetros que aparecen en cada columna han sido determinados de manera individual, pues han sido calculados para cada estrella, desenojándola una a una, obteniéndose de esta forma los valores por el cociente de extinción total a selectiva R y del módulo de distancia $5 \log r - 5$. Durante el proceso de reducción se ha hecho el mínimo de suposiciones, tratando de usar en cada caso valores actuales para cada uno de los datos utilizados, por ejemplo, la temperatura efectiva T_{eff} y la magnitud absoluta M_V se han tomado de la reciente compilación y revisión de Schmidt-Kaler (1982). Los colores intrínsecos utilizados para calcular los excesos infrarrojos $E(J-V)$, $E(H-V)$, $E(K-V)$, $E(L-V)$ y $E(M-V)$ fueron tomados de Moreno y Chevarría (1986), los que a su vez están basados en los modelos de atmósferas estelares de Kurucz (1979).

Tabla 4.1

Fotometría infraroja de estrellas selectas en la asociación
Cefeo OB3

BHJ	Utras	Tipo espectral	V	J	H	K	L	M		
2	+61 2350	B1V	9.21	7.68	7.55	7.54	7.39	6.15	1	J
5	Mu 29	A5V	10.47	9.53	9.34	9.27	8.79		1	NM
6	+61 2353	A2IV	9.29	8.36	8.21	8.16	8.68		1	NM
8	Br 109	A2V	11.00	9.63	9.43	9.29	8.16		2	J
9	+61 2355	B7IV	9.63	8.86	8.78	8.75	8.33		1	NM
10	216532	O9V	8.03	6.93	6.80	6.74	6.15	6.15	3	J
11	+61 2357	B1V	9.90	7.36	6.97	6.80	6.91		1	J
15	216679	B2IV-Una	9.28	7.33	6.90	6.80	6.70	4.7:	1	J
16	216658	B0.5V	8.91	7.20	6.96	7.01	6.88		1	J
20	216711	B1 V	9.08	7.80	7.76	7.63	7.66	7.51	2	J
22	+61 2365	B1 V	9.20	8.12	7.96	7.80	7.84	5.9:	2	J
24	+61 2366	B1 V	9.72	8.29	8.19	8.08	8.31		1	J
26	Br 294	B2.5 V	10.34	8.62	8.36	8.27	7.97		1	J
29	Br 317	A0**	11.56	10.60	10.40	10.50	9.9:		2	NM
30	+61 2369	A1 V	9.33	8.64	8.59	8.53	8.48		2	NM
31	216898	O8.5 V	8.04	6.80	6.69	6.71	6.83		3	J
36	Br 352	gK2	6.54	3.22	2.36	2.17	2.06	2.26	3	NM
39	217035A	B0.5 V	7.76	6.71	6.58	6.63	6.60	4.64	2	J
	217035A	B0.5 V								
40	217061	B1Vn	8.79	7.31	7.11	7.05	6.96	6.34	3	J
41	217086	O7n	7.66	6.21	6.00	5.92	5.93	5.37	6	J
43	+61 2374	A3V	8.54	7.53	7.38	7.27	7.23		3	NM
46	217312	B0.5V	7.42	6.63	6.56	6.67	6.49	6.2:	4	V

47	217297	B1.5V	7.41	6.84	6.73	6.69	6.56	6.2:	1	V
50	+62 2150	B3V	9.80	8.92	8.77	8.78			1	V
51	+61 2380	B9V	9.14	8.77	8.76	8.71	8.78		1	NM
54	217463	B1.5Vn	9.02	7.96	7.90	7.83	7.72		1	V
61	217657	B0.5V	8.14	7.19	7.10	7.08	7.10		1	V
64	+61 2382	A1V	9.61	8.87	8.80	8.77	9.0:		1	NM
66	217919	B0.5IIIIn	8.27	6.97	6.83	6.81	7.03	7.7:	2	V
67	217966	B7V	8.21	8.03	8.01	7.99	7.99		1	NM
68	217979	B1V	8.59	7.94	7.89	7.98	8.9:	7.0:	2	V
69	218066	B1.5Vn	7.65	6.75	6.67	6.63	6.39	5.8:	1	V
70	+62 2166	B1V	9.36	8.46	8.39	8.42	8.33		3	V
72	218229	B8III	8.19	7.64	7.64	7.62	7.48		1	NM
75	218323	B0III	7.64	6.53	6.44	6.41	6.43		1	V
76	218342	B0IV	7.43	6.50	6.41	6.41	6.35	6.9:	2	V
78	218450	B9Vn	8.54	8.32	8.32	8.31	8.37		1	NM
79	218537	B2.5V	6.29	6.25	6.33	6.37	6.32	5.4:	2	NM
80	+61 2396	A1V	9.55	9.15	9.08	9.05			1	NM
82	+61 2397	B9.5V	9.34	9.12	9.11	9.14	8.64		1	NM

**Tomado de Brodskaja.

= grupo joven, V= grupo viejo, NM= no miembro.

La extinción A_V para cada una de las estrellas de las tablas 4.2 y 4.3 fueron calculadas a partir de los excesos de color derivados de nuestra fotometría, extrapolando $E(V-\lambda)$ para $\lambda = J, H, K, L$ y M , donde proceda, con la ley de extinción de Leitherer / Wolf (1984), obtenida de un estudio de 82 estrellas tempranas (tipos espectrales O y B) pertenecientes a otras asociaciones OB, ya que se consideró la más adecuada para nuestro análisis. Aquí cabe hacer notar que esa ley no se desvía considerablemente de la curva número 15 calculada teóricamente por van de Hulst (1949), que es considerada la ley que rige en promedio al medio interestelar galáctico.

De la comparación directa entre las tablas 4.2 y 4.3 se ve que la población joven está más enrojecida; en efecto, $E(B-V)$ para esta población es en promedio mayor por una diferencia de 0.2 que el correspondiente valor para la población vieja. Por otra parte, de la tabla 4.1 se puede ver que en casi todas las estrellas de la población joven hay excesos de flujos en los filtros L y M, siendo en este último filtro entre 0.5 y 2 magnitudes mayor. Esto es un indicativo de su juventud, ya que las estrellas muestran reminiscencias circunstelares del material de que se formaron, lo que apoya los cálculos de edad y por tanto la designación que Blaauw (1964) ha dado a las dos poblaciones de Cepheus OB3.

Si bien hay diferencias cualitativas entre las dos poblaciones de Cepheus OB3 que serán discutidas en la siguiente sección, dentro de los errores encontrados, los valores promedio de ambos grupos estelares coinciden (ver tablas 4.2 y 4.3), por lo tanto, para describir cuantitativamente esta asociación, se tomarán los promedios ponderados con el error σ de Cepheus OB3a y Cepheus OB3b, calculando así la extinción, el cociente de extinción total a selectiva y el módulo de distancia, resultando que:

$$A_V = 2.39 \pm 0.08 \quad (4.1)$$

$$R = \frac{A_V}{E(B-V)} = 2.93 \pm 0.04 \quad (4.2)$$

$$5 \log r - 5 = 9.65 \pm 0.15 \quad (4.3)$$

Nuestro resultado para R dado por (4.2) está en muy buen acuerdo con los valores que tanto Garrison (1970), como Crawford y Barnes (1970) han reportado para esta región en el óptico, apoyando así la afirmación de que los valores encontrados por Johnson (1968) de 5.2 y 5.6 para R en Cepheus OB3 son muy altos, probablemente debido a que en su cálculo incluyó estrellas de campo. A partir de (4.3) es posible hacer una estimación de la distancia a Cepheus OB3, resultando que ésta está dada por $r = 850 \pm 65$ pcs, valor que aunque mayor un 9% que el encontrado por Blaauw, Hiltner y Johnson, creemos correcto, ya que el módulo de distancia por ellos deducido a partir de un ajuste a su

Tabla 4.2

Características fotométricas de los miembros de Cepheus OB3a

Estr.	T. esp.	Teff.	E(B-V)	A _v	$\frac{A_v}{E(B-V)}$	M _v	5logr-5
46	B0.5V	27700	0.66	1.92	2.92	-3.7	9.1
47	B1.5V	23700	0.56	1.61	2.87	-2.8	8.6
50	B1.5Vn	23700	0.71	1.98	2.79	-2.8	9.4
54	B1.5V	23700	0.79	2.19	2.77	-2.8	9.6
61	B0.5V	27700	0.77	2.10	2.73	-3.7	9.7
66	B0.5IVn	26500	0.89	2.69	3.02	-4.8	10.4
68	BIV	25400	0.60	1.63	2.71	-3.2	10.2
69	B1.5Vn	23700	0.65	2.00	3.07	-2.8	8.5
70	BIV	25400	0.73	1.99	2.73	-3.2	10.5
75	B0.5III	24900	0.87	2.26	2.60	-5.6	11.0
76	B0IV	29500	0.70	2.15	3.08	-4.5	9.8
Valores promedio			0.72	2.05	2.84		9.71
Errores de los valores promedio			+0.03	+0.09	+0.05		+0.24

Tabla 4.3

Características fotométricas de los miembros de Cepheus OB3b

Est.	T. esp.	T _{eff}	E(B-V)	A _v	$\frac{A_v}{E(B-V)}$	M _v	Slogr-s
2	B1V	25400	0.99	2.42	2.44	-3.2	10.0
8	B2V	22000	0.92	2.71	2.94	-2.4	10.8
10	O0V	35800	0.84	2.48	2.91	-4.9	10.5
11	B1V	25400	1.46	4.27	2.92	-3.2	8.8
15	B2IV-Un	22000	0.98	3.54	3.61	-2.4	8.1
16	B0.5V	27700	0.98	3.19	3.26	-3.7	9.4
20	B1V	25400	0.87	2.68	3.08	-3.2	9.6
22	B1V	25400	0.77	2.37	3.07	-3.2	10.0
24	B1V	25400	0.99	2.65	2.68	-3.2	10.3
26	B2.5V	20350	1.01	3.01	2.98	-2.0	9.3
31	O3.5V	34400	0.85	2.88	3.39	-4.7	9.9
39	B0.5V-Un	27700	0.73	2.44	3.34	-3.6	8.9
40	B1Vn	25400	0.95	3.01	3.16	-3.2	8.9
41	O7n	38000	0.96	3.08	3.20	-5.2	9.8
Valores promedio			0.95	2.91	3.07		9.59
Errores de los valores promedio			+0.05	+0.14	+0.08		+0.20

diagrama V_0 vs $(B-V)_0$ de las estrellas miembro de Cepheus OB3, está afectado por la presencia de estrellas débiles que no era claro que pertenecieran a la asociación. El módulo de distancia por ellos encontrado de acuerdo a ese método fue de 9.3 magnitudes, mientras que como se puede ver de (4.3), el nuestro ha resultado ser de 9.7.

Por otra parte, se ha visto en el inciso 3.3 del capítulo anterior, que a partir de los interferogramas Fabry-Perot obtenidos de S12-155 y usando las ecuaciones de la cinemática galáctica, se encuentra una distancia a esa región HII dada por (3.3) y que en nuestro caso ha resultado igual a $r = 790 \pm 60$ p.p. Sin embargo, por lo que se ha dicho en 3.3 respecto a los valores de A, B, W_0 y R_0 , consideramos más confiable nuestra determinación de la distancia a partir de la fotometría J, H, K, L y M de los miembros de Cepheus OB3, por lo que en el futuro éste será el valor que se utilizará aquí.

4.3 Ley de extinción para Cepheus OB3.

Los granos de polvo presentes en el medio interestelar absorben y dispersan la luz proveniente de las estrellas, por lo que este fenómeno debe ser tomado en cuenta cuando la luz de éstas es fuertemente extinguida por nubes como las Cefeo B donde se sabe que hay polvo. Como no es sencillo conocer la cantidad de luz que es absorbida y la que es dispersada por los granos de polvo, se habla genéricamente de extinción de la luz. Por su importancia, este problema ha sido ampliamente estudiado (ver por ejemplo los trabajos de van de Hulst, 1959 y de Greenberg, 1968), mostrando que no tiene una solución simple, ya que es muy poco lo que se sabe sobre el tamaño, la composición y la distribución de los granos. Una manera de resolver parcialmente este problema es a través de la llamada ley de extinción interestelar. Se dice que se conoce ésta en forma cuantitativa, cuando se puede establecer el comportamiento del cociente absorción/dispersión que sufre la luz proveniente de las estrellas como función de la longitud de onda.

Uno de los resultados que es posible obtener a partir de los datos aquí reportados son las leyes de extinción para cada subgrupo de la asociación Cepheus OB3. Hechos los cálculos correspondientes se ve que éstas no difieren entre sí de manera significativa, por lo que es posible considerar como ley general para ese conglomerado estelar el promedio aritmético de ambas. La tabla 4.4 presenta esta información. Los valores promedio que aparecen en esta última tabla están en buen acuerdo tanto con la curva teórica de extinción interestelar deducida por van de Hulst (1942), como con la encontrada por Johnson (1968) para la dirección de Cepheus, calculada a partir de la observación de las siguientes seis estrellas de esta constelación: μ Cep (M2Ia), η Cep (B2Ib), HD207198 (O9II), ν Cep (A2Ia), λ Cep (O6f) y BS8752 (B0Ia). La

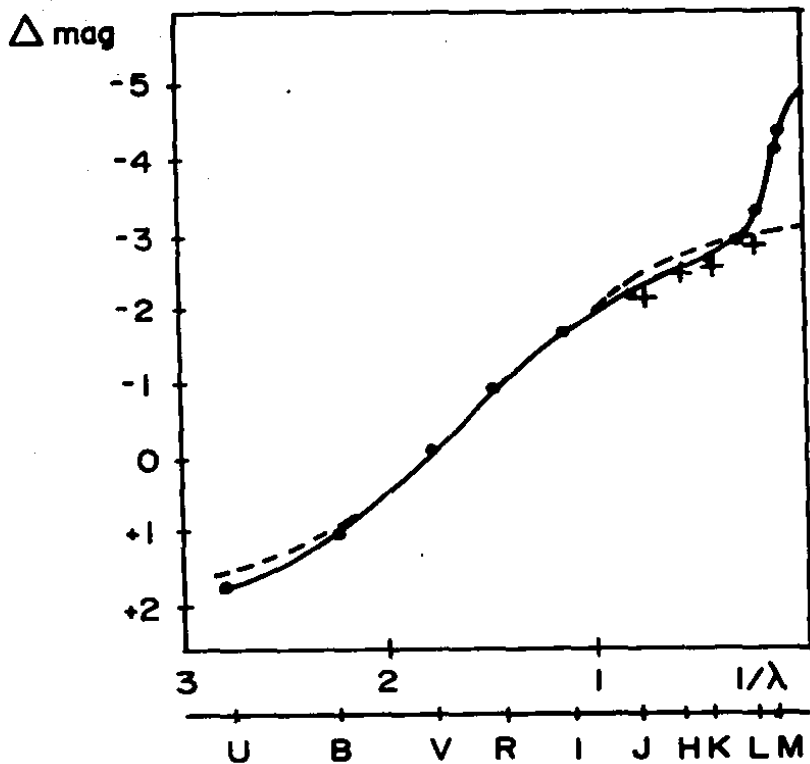


Figura 4.1. Curva de extinción interestelar para la dirección general de Cefeo obtenida por Johnson (trazo continuo). El quebrado corresponde a la curva teórica No. 15 de van de Hulst. Las cruces representan el promedio de las poblaciones Cepheus OB3a y Cepheus OB3b por nosotros obtenido.

Tabla 4.4

Ley de extinción para Cepheus OB3*					
Región	E(U-B)	E(J-V)	E(H-V)	E(K-V)	E(L-V)
Cepheus OB3a	0.96	-2.08	-2.38	-2.49	-2.72
Cepheus OB3b	0.88	-2.16	-2.58	-2.80	-2.96
promedio	0.92	-2.12	-2.48	-2.65	-2.84

*normalizada E(B-V) = 1.000

Tabla 4.3 presenta los valores usados por estos dos últimos autores en sus cálculos de curvas de extinción.

Tanto de la figura 4.1, como de la comparación de las Tablas 4.4 y 4.5 se puede apreciar que la ley de extinción encontrada por nosotros para la asociación Cepheus OB3 y la calculada por van de Hulst no difieren considerablemente en el rango espectral aquí estudiado, ni con las observadas en otras asociaciones OB (ver Leither y Wolf, 1984), lo que además de apuntar en dirección de un valor para R como el encontrado por nosotros, indica que en la zona analizada no hay extinción anómala. Por otro lado, las estrellas de Johnson parecen mostrar un exceso intrínseco en IR para $\lambda \geq 5 \mu\text{m}$, debido a envolventes circumstelares calientes (600K), o a que sus colores intrínsecos de esa época estaban equivocados. Como consecuencia su R resultará mayor que los valores encontrados por otros investigadores.

Tabla 4.5

Leyes de extinción según van de Hulst y Johnson				
Curva	E(J-V)	E(H-V)*	E(K-V)	E(L-V)
Van de Hulst (número 15)	-2.30	-2.63	-2.78	-2.91
Johnson (6 estrellas)	-2.05	-2.23	-2.50	-2.80

*obtenidos directamente de las curvas respectivas.

Finalmente quisieramos hacer algunos comentarios sobre la fotometría de la estrella KHJ41 = HD 217086, considerada como la principal excitadora de Sh2-155. Por la importancia que parece tener dentro de ese interesante y cercano complejo nebuloso (ver Felli et. al. 1978 y este trabajo capítulo 5), se hicieron mediciones de ella en las noches del 10 de diciembre de 1986 y del 27, 28 y 30 de septiembre de 1987, dando un total de seis

medidas confiables, cuyo promedio es el que aparece en el correspondiente renglón de la tabla 4.1. En dicha tabla se puede ver que BHJ41 tiene un exceso de flujo en M de 0.56 magnitudes, lo que de acuerdo a la ecuación de Pogson para la magnitud, implica un factor 1.67 en el flujo. Este exceso es originado muy probablemente por radiación libre-libre (Bremsstrahlung) siendo un indicativo de que la estrella puede estar perdiendo masa en forma apreciable.

La tabla 4.3 muestra que BHJ41 tiene un valor de $A_V = 3.08$, por lo que $(m_V)_0 = 4.58$. Considerando que su distancia es de 850 pcs, dada por un módulo de distancia de 9.7, la magnitud visual absoluta M_V resulta ser igual a 5.2, lo cual es consistente con las características derivadas por Schmidt-Kaler (1982) para una estrella O7V, que es el tipo espectral obtenido por Garrison (1970) para esa estrella.

La luminosidad de esta estrella, $L = 2.6 \times 10^5 L_\odot$, su temperatura efectiva de 38000°K, así como el exceso infrarojo en el filtro M, sugieren que BHJ41 tiene actualmente una tasa de pérdida de masa de 10^{-5} a $10^{-6} M_\odot$ por año. Desgraciadamente no se tienen elementos que permitan hacer estimaciones de esta pérdida, por ejemplo trazas de espectros de esta estrella.

Sabemos de la bitácora de observaciones del observatorio-satélite EUI ("International Ultraviolet Explorer") que BHJ41 ha sido observada con él, y de las trazas de sus espectros alrededor de las líneas resonantes, no sólo podríamos confirmar la pérdida de masa, sino que también podríamos estimar la velocidad V del viento a gran distancia de la estrella, y con un modelo típico, estimar \dot{M} . Desgraciadamente estas observaciones no están disponibles para el presente trabajo, y quedará pendiente para futuras investigaciones de la estrella y su medio ambiente.

CAPITULO 5

Fuentes infrarrojas en la región de Cefeo.

5.1. Motivación de este estudio.

Desde hace más de quince años, la disponibilidad de detectores eficientes y específicamente diseñados para ser usados en el rango espectral del infrarrojo ha mostrado que muchas regiones HII radian una considerable parte de su energía en ese intervalo de longitudes de onda; varias regiones HII compactas han sido primero detectadas de este modo, además, las observaciones en el infrarrojo han permitido estudiar con suficiente detalle las densas nubes de polvo y gas, posibilitando establecer una clara asociación entre estas nubes moleculares y las nebulosas gaseosas que están siendo calentadas por estrellas de tipos O y B tempranas o por grupos de ellas. En la región de Cepheus B han sido detectadas fuentes discretas de radio por Felli y sus colaboradores. De ser estrellas fuertemente oscurecidas por la presencia de la nube de polvo y gas, usando el equipo adecuado podrían ser detectadas en el cercano infrarrojo, permitiendo su correcta identificación, lo que evidentemente arrojaría nuevos datos para ayudar a entender el balance energético de Cefeo B. Además, las condiciones físicas que imperan en la nube son tales que ahí pudiera estar ocurriendo la formación de estrellas. De ser este el caso, su presencia puede ser confirmada por su emisión en esta misma parte del espectro electromagnético. Como se disponía del equipo apropiado para este tipo de observaciones, se decidió llevar a cabo un estudio en el cercano infrarrojo que permitiera analizar fuentes previamente observadas en el lejano infrarrojo, encontrar nuevas fuentes infrarrojas y que proporcionara información sobre el posible proceso de formación estelar. Para ello se utilizó el mismo equipo con el que se hizo la fotometría J H K L y M reportada en el capítulo precedente.

El trabajo que ahora nos ocupa se hizo barriendo zonas seleccionadas próximas a fuentes de radio o del lejano infrarrojo (alrededor de 100 micras) previamente reportadas por otros investigadores, que por su localización, podrían estar asociadas a la nube molecular Cefeo B o a la región HII Sh2-155. En los mapas así construidos en la longitud de onda correspondiente a 2,2 micras (filtro K), se encontraron del orden de cincuenta fuentes infrarrojas no reportadas en la literatura con anterioridad, de las cuales, tres resultaron suficientemente intensas como para permitir hacer fotometría en los filtros ya mencionados. Por la importancia que estos tres objetos pueden tener dentro del balance energético de ese complejo nebuloso, en el siguiente inciso se discutirá con mayor detalle su fotometría, así como los pasos seguidos para su identificación como estrellas de ciertas características espectrales.

5.2. Las fuentes infrarrojas AFGL3000, IRMCh1 e IRMCh2.

Reportes previos de Price y Walker (1976), así como de Felli y sus colaboradores (1978) señalaban la existencia de al menos una fuente infrarroja (AFGL3000) localizada en la nube molecular de Cefeo B. Sin embargo, debido a la baja resolución del equipo utilizado por Price y Walker, las barras de error para la posición de esa fuente eran considerables (superiores al minuto y medio de arco). Como el equipo que tuvimos a nuestra disposición permite una mayor resolución espacial (7 segundos de arco), se hicieron varios barridos en ascensión recta y declinación alrededor de la posición dada por esos autores para AFGL3000, encontrándose además de una fuente con intensidad considerable y típica de estrellas OB temprana, varias fuentes intrínsecamente más débiles pero con el flujo medido en $\lambda = 2.2$ micras por arriba de las fluctuaciones de fondo (3σ) por un factor 3 o más. Una vez determinada la posición relativa de AFGL3000 respecto a estrellas SAO del campo, se procedió a estudiarla en los diferentes filtros del sistema infrarrojo cercano, ya que el lugar geométrico que ocupa en el centro de la nube molecular es muy sugerente. Cabe señalar que de los mapas se desprende que AFGL3000 es una fuente extendida, muy probablemente debido a polvo caliente ($t \sim 1000^\circ\text{K}$) y de origen circumestelar indicando que la fuente está asociada físicamente a la nube molecular.

Por su posible conexión con imágenes estelares que parecen presentar una pequeña nebulosidad en fotografías tomadas a través de filtros de interferencia, especialmente el de [SII] centrado en 8723 angstroms, se decidió estudiar otra fuente infrarroja que fue previamente detectada mediante barridos a 2.2 micras, aunque con flujos menores que AFGL3000, resultó ser suficientemente intensa como para llevar a cabo su fotometría. A esta fuente que no parece ser conocida con anterioridad, se le denominó IRMCh1. En las cartas del POSS se puede ver una estrella con nebulosa de reflexión asociada que tampoco ha sido estudiada por autores previos, tal objeto resultó ser lo suficientemente intenso como para permitirnos hacerle mediciones en el sistema JHKLM. A este último se le ha denominado IRMCh2. Los resultados encontrados fotométricamente para los tres objetos señalados se muestran en la tabla 5.1.

Usando los valores de esta tabla y haciendo algunas suposiciones plausibles es posible determinar el tipo de estrella que da origen a la radiación infrarroja medida. De las magnitudes en el infrarrojo, de su asociación física con la nube molecular (AFGL3000 tiene una nebulosidad circumestelar extendida detectada en la longitud de onda de 2.2 micras, cuyo origen probable es de reflexión) y de la distancia de 850 parsecs a ese complejo encontrada en este trabajo, se concluye que AFGL3000 es intrínsecamente luminosa, pudiendo ser una estrella O tardía o una B temprana enrojecida, muy probablemente de secuencia principal, ya que la nebulosidad asociada puede ser también prueba de su juventud. Por otra parte, de su posición en el diagrama [H-K] vs [K-L], se puede apreciar que su situación en él, es tal que puede ser ubicada en la zona

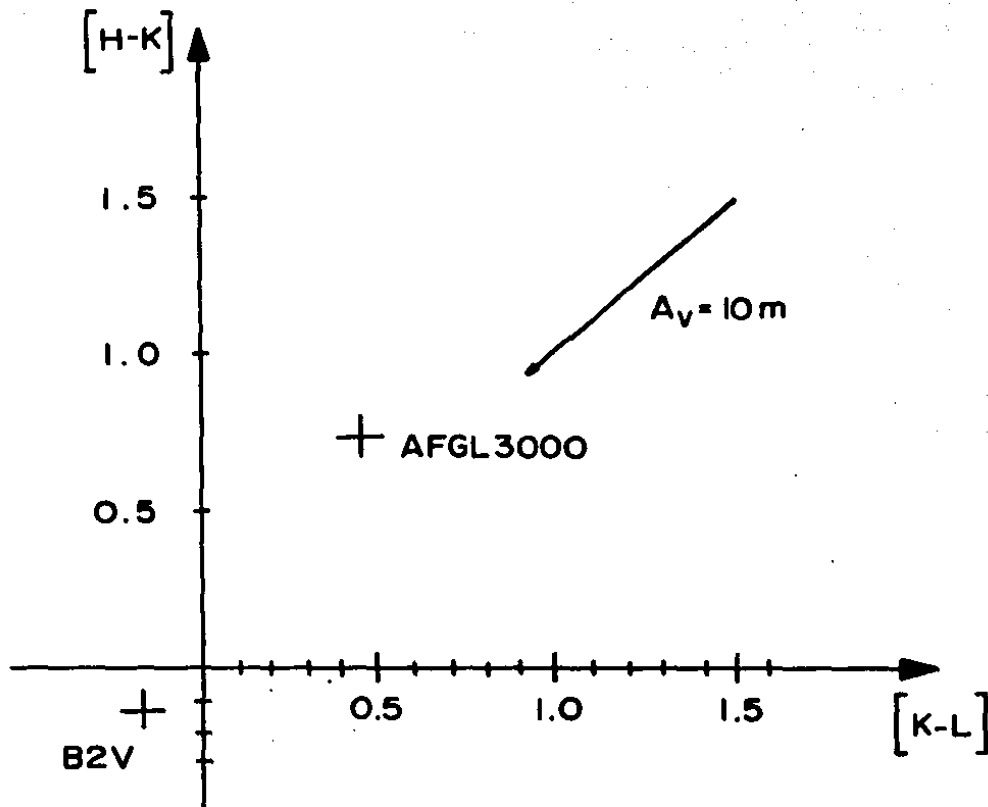


Figura 5.1. AFGL3000 en el plano $[H-K]$ - $[K-L]$. Por claridad se ha marcado la posición que ocuparía una estrella B2V en ese plano.

ocupada por estrellas con esas características (desenrojeciéndola a lo largo de un vector de enrojecimiento típico como el que se muestra en la figura 5.1).

Tabla 5.1

Fotometría de las fuentes infrarrojas AFGL3000, IRMCh1 e IRMCh2.

Fuente	A.R. (1950.0) Dec.	J	H	K	L
AFGL3000	22 55 36 +62 22 17	10.04	8.38	7.25	7.18
IRMCh1	22 55 40 +62 30 47	10.47	10.01	9.78	---
IRMCh2	22 55 36 +61 17 38	8.15	7.58	7.37	---

El error para el filtro J es de 0.04 magnitudes, para el filtro L es de 0.19 magnitudes y en los demás casos es de 0.03 magnitudes. Las coordenadas están dadas con una precisión de 2 segundos en ascensión recta y de 12 segundos de arco en declinación.

Debidamente evaluados y como se indica más adelante, de los colores observados $[H-K] = 0.73$ y $[K-L] = 0.47$ y de los colores intrínsecos para estrellas tempranas (ver por ejemplo tabla 4 de Moreno y Chavarría, 1986) se encuentra que AFGL3000 tiene excesos de color

$$E(H-K) = [H-K]_o - [H-K]_i = 0.73 + 0.17 = 0.90$$

$$E(K-L) = [K-L]_o - [K-L]_i = 0.47 + 0.19 = 0.66$$

donde los colores intrínsecos adoptados son típicos de una estrella B2V. El subíndice o se refiere a los colores observados. Se ha visto que se conoce la ley de extinción interestelar en forma cuantitativa cuando se puede determinar la relación entre absorción/dispersión que sufre la luz en función de la longitud de onda. Ahora bien, una ley de extinción adoptada supone las mismas propiedades ópticas para la mezcla típica de partículas que constituyen al medio interestelar, independientemente de la dirección del cielo que se estudia. En este caso, la extinción interestelar en una cierta región del espectro electromagnético (por ejemplo en la del filtro K) y en consecuencia el exceso de color definido para dos anchos de banda (H y K por ejemplo) son directamente proporcionales a la densidad de columna de las

extinción se da normalizada a propiedades ópticas y densidades de columna tales que el exceso de color $E(B-V) = A_B - A_V = 1.000$ (donde B y V son las magnitudes azul y visible en el sistema de Johnson). Para otra densidad de columna de partículas absorbedoras/dispersoras de la luz proveniente de la estrella en cuestión, la ley de extinción normalizada habrá que escalarla con el exceso de color $E(B-V)$ observado (que es proporcional a la densidad de columna). De esa manera, si las cantidades con acento ($\hat{}$) se refieren a la ley normalizada, entonces las cantidades aplicadas son

$$\hat{A}_\lambda = \hat{A}_\lambda \frac{E(B-V)}{\hat{E}(B-V)} = \hat{A}_\lambda E(B-V)$$

y consecuentemente,

$$E(\lambda_1 - \lambda_2) = \hat{E}(\lambda_1 - \lambda_2) E(B-V) = (\hat{A}_{\lambda_1} - \hat{A}_{\lambda_2}) E(B-V)$$

De la posición de AFGL3000 en el diagrama [H-K]-[K-L] (ver figura 5.1) se ve que escalando con $E(B-V)=3.9$ (ó $E(B-V)=2.96 \times A_V = 11.6$ magnitudes), es posible desplazar su posición en dicho diagrama a la región que ocupan las estrellas OB en él.

Por otra parte, de las magnitudes K y L encontradas para AFGL3000, se puede hacer una estimación de la magnitud promedio que en el infrarrojo cercano tiene esa fuente, resultando así que $m = 7.4$. En primera aproximación, como se sabe que el módulo de distancia para Cepheus OB3 es igual a 9.7, se puede pensar que la magnitud visual absoluta de AFGL3000 será menor o igual a -2.3 . Evidentemente este valor implica que se trata de una estrella de tipo B o más temprana, apoyando la conclusión obtenida de su posición en el diagrama color-color. Consultando las tablas correspondientes publicadas en el trabajo de Schmidt-Kaler (1982), se encuentra que una estrella B de clase V (las menos luminosas) con la luminosidad arriba señalada resulta ser una B2V, cuya temperatura superficial será de 22000 K.

Una estrella como ésta tiene colores intrínsecos dados por $[H-K] = [H-V] - [K-V] = -0.06$ y $[K-L] = [K-V] - [L-V] = -0.09$ (Moreno y Chavarría, 1986), por lo que al situarla en el plano $[H-K] - [K-L]$ ocupa una posición completamente determinada. Si se supone que AFGL3000 es en realidad una estrella de tipo B2V, para llevarla a la correspondiente posición en ese plano, habrá que desplazarla a lo largo del vector de enrojecimiento por una cantidad igual a 11.6, por lo que se concluye que de ser AFGL3000 una B2V, estará enrojecida por esa cantidad, esto es, $A_V = 11.6$ magnitudes. Como $E(B-V) = A_V/R$ y se ha encontrado que para Cepheus OB3, $R = 2.96$, entonces $E(B-V) = 3.9$.

Por otra parte, $E(\lambda_1 - \lambda_2) = A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$, además, de la ley de extinción promedio encontrada, se obtiene que $E(H-V) = -2.48$, pero como dicha ley está normalizada para que $E(B-V)=1$, será necesario escalar los valores para hacerlos congruentes con el que ahora se ha encontrado de 3.9, por lo que se tendrá que $E(H-V)_{\text{ESCALADO}} = -9.7$ y substituyendo el valor derivado para el vector de enrojecimiento de 11.6, finalmente se tiene que

$$A_V = 1.9.$$

De igual manera se puede calcular la extinción en los otros colores infrarrojos, resultando que $A = 3.3$, $A = 1.3$ y $A = 0.9$. Con estos valores ya es posible desenojear los colores de AFGL3000 dados en la tabla 5.1, obteniéndose que $J = 6.74$, $H = 6.48$, $K = 6.35$ y $L = 6.68$. De aquí se obtiene que la magnitud infrarroja a 2.2μ puede ser aproximada como el promedio de $H\alpha$ y $K\alpha$, entonces se tendrá que

$$m_{IR(2.2\mu)} = 6.3 \pm 0.07 \quad (5.1)$$

y como se conoce el módulo de distancia a Cepheus OB3, se tiene que

$$M_{2.2\mu} = -3.4 \quad (5.2)$$

y puesto que IR-VI para una estrella del tipo que se ha supuesto resulta ser de 0.67 (Moreno y Chavarría, 1983), se tendrá que $M_V = M_{2.2\mu} - 0.67$. Finalmente se llega a que

$$M_V = -4.07 \quad (5.3)$$

Volviendo a las tablas de Schmidt-Kaler, se encuentra que una estrella de luminosidad clase V con magnitud absoluta como la dada por (5.3), será una estrella B0V. Esto es, el flujo infrarrojo que se ha medido para la fuente AFGL3000 indica que se trata de una estrella de tipo B0V extinguida 11.6 magnitudes en el visual.

Como se verá más adelante, esta conclusión es importante, ya que por encontrarse AFGL3000 dentro de la nube molecular y próxima a la frontera de ésta con la región ionizada y visible Sh2-155, la influencia de la estrella en su vecindad será considerable, así como en el balance energético de la nube molecular.

Siguiendo el mismo procedimiento empleado para desenojear a AFGL3000 e identificarla como una estrella B0V, se llega a que IRMCh1 es una estrella B tardía, concretamente una B6.5V enrojecida 6.2 magnitudes en el visual. Debido a su bajo flujo de fotones en el continuo Lyman, este objeto realmente no tiene influencia en el proceso de fotoionización del complejo nebuloso que aquí se estudia.

Locante a la fuente IRMCh2 y siguiendo el mismo procedimiento, se encuentra que es una estrella de tipo B1.5V enrojecida 4.2 magnitudes en el visual. Aunque una estrella con estas características si tiene un flujo considerable de fotones en el continuo Lyman, éste es del orden de 5×10^3 veces menor que la contribución debida a la estrella BMJ41, considerada la principal excitadora de Sh2-155 (tipo espectral O7V); de tal manera que su efecto debido a radiación Lyman es local (en las proximidades inmediatas de la estrella). Además, IRMCh2 se encuentra suficientemente alejada de la parte principal del complejo nebuloso que aquí se trata, que no será tomada en cuenta para el estudio del balance energético de Cepheus B. En todo caso, su presencia podría tener un efecto en la fuente de radio Cepheus A, por estar más próxima a esta última, que a nuestra

1.3. Zona de influencia de las estrellas tempranas de la asociación Cepheus OB3.

Con intención de conocer la zona que puede ionizar cada una de las estrellas de Cepheus OB3 relacionadas con el complejo nebuloso, se calculará el tamaño teórico que tendrían las llamadas esferas de Strömgen asociadas a las más tempranas. Esto se hará siendo el valor que alcanza el radio de ionización correspondiente a cada una de esas estrellas, de esta manera, se podrá tener idea sobre la importancia que cada una de esas fuentes tiene en el proceso de fotoionización y calentamiento del complejo nebuloso que ahora se estudia.

Como no es la intención entrar en los cálculos detallados de los procesos de fotoionización y recombinación que dan origen a esas esferas, se utilizará una expresión simple y terminada para determinar los radios de ionización (Rose 1973). Se considerará que cada estrella está inmersa en un medio de densidad uniforme y que su zona de influencia será una esfera de radio R_i , dentro de la cual, el gas, fundamentalmente hidrógeno, se encuentra completamente ionizado. En esas condiciones, se cumplirá que el número total de electrones es igual al número total de protones, esto es, $n_e = n_p = n_H$.

R_i es tal que a esa distancia, la radiación ultravioleta proveniente de la estrella excitadora estará suficientemente diluida como para que los iones de hidrógeno, recapturen electrones con la misma rapidez con la que los átomos de ese elemento son ionizados por los fotones Lyman.

Ciertamente el tamaño de estas regiones ionizadas dependerán tanto de la energía emitida por segundo por la fuente ultravioleta a longitudes de onda menores que 912 angstroms, como a la densidad del gas que circunda a la estrella excitadora.

La condición de que las ionizaciones causadas por los fotones provenientes de la estrella, sea igual a las recombinaciones dentro del volumen ionizado de radio R_i , queda expresada mediante la ecuación

$$N_{LC} = \frac{4\pi}{3} n_e \alpha_H(T) R_i^3 \quad (5.4)$$

donde $\alpha_H(T)$ es el llamado coeficiente de recombinación a todos los niveles del átomo de hidrógeno (Allen, 1976, Osterbrock, 1974) y n_e es la densidad numérica de electrones expresada en cm^{-3} los derivados a partir de las observaciones en radio frecuencias hechas por Felli et al. en las diferentes regiones de ese complejo nebuloso. Como AFGL3000 se encuentra inmersa en la zona que los autores citados han denominado región A, n_e será igual a 60 cm^{-3} (tabla 3, trabajo Felli et. al.). El mismo valor tiene para el medio que circunda a BHJ41, mientras que para BHJ10 será igual a 28 cm^{-3} y para BHJ31 e IRMCh2 será de 30 cm^{-3} (ibid).

De (5.4) se obtiene en forma directa que el radio de

ionización está dado por

$$R_L = \frac{3 N_{LC}}{4 \pi n_e^2 \alpha(T)} \quad (5.5)$$

donde

$$N_{LC} = 4 \pi R^2 N_L^0 \quad (5.6)$$

y

$$N_L^0 = \int_{\nu_c}^{\infty} \frac{\pi F(\nu)}{h \nu} d\nu \quad (5.7)$$

es el número de fotones ionizantes del continuo Lyman, provenientes de un centímetro cuadrado de superficie estelar por segundo. $F(\nu)$ es el flujo de energía y ν_c la frecuencia de corte para los fotones Lyman e igual a 3.29×10^{15} Hz.

Por su posición en el complejo nebuloso y/o por su flujo de fotones en el ultravioleta, del total de las estrellas de Cepheus B, sólo pueden contribuir significativamente a la ionización de Sh2-155 los objetos BHJ41, BHJ31, BHJ10, AFGL3000 e IRMCh2.

N_{LC} ha sido calculado para estrellas como éstas por Panagia (1973) y por Felli y sus colaboradores (1978), por lo que para aquellos casos en que se tenga la información necesaria disponible, se usará el flujo reportado en los trabajos de esos investigadores. La tabla 5.2 presenta el resultado de los cálculos sobre los radios de ionización de cada estrella considerada, así como otros parámetros relevantes al proceso de ionización. De un análisis de los datos reportados en esa tabla, es claro que la estrella que está jugando el papel principal dentro del complejo nebuloso de Cefeo B es precisamente BHJ41, una estrella con tipo espectral igual a O7V, ya que por mucho, es la fuente más energética de Sh2-155. Sin embargo, debido a su posición en ese complejo, la estrella AFGL3000, inmersa en la nube oscura y que resultó ser una BOV, también debe ser tomada en cuenta al tratar de analizar la energía que está siendo depositada de manera global en la nube molecular. Las otras fuentes conocidas son poco energéticas o están suficientemente alejadas como para no contribuir apreciablemente, ya que como el flujo tiene una dependencia de $1/d^2$, donde d es la distancia entre la estrella en cuestión y la zona que ioniza, estrellas alejadas aunque sean energéticas como es el caso de las fuentes BHJ31 (38.5V) e IRMCh2 (B1.5V) no contribuyen de manera apreciable por lo que no fueron tomadas en cuenta al hacer el balance energético de Cepheus B/Sh2-155.

Tabla 5.2

Radio de ionización y parámetros asociados para estrellas tempranas de la asociación Cepheus OB3

Fuente ionizante	Tipo espectral	Teff	n_e	$\text{Log}N_{Hc}$	R1*	R1†
BHJ 41	O7 V	38000	60	48.90	5.7	23
BHJ 10	O8 V	35900	28	48.31	2.8	11.3
BHJ 31	O8.5 V	34500	30	48.25	2.6	10.5
AFGL 3000	B0 V	31000	60	47.36	1.8	7.2
IRMCN 2	R1.5 V	24000	30	45.45	0.3	1.2

* Expresado en parsecs.

† Expresado en minutos de arco, tomando como distancia a Sh2-155 800 parsecs.

5.4. Balance energético de Cepheus B.

De sus datos de radio, Falli y sus colaboradores derivan el valor necesario que el flujo ionizante proveniente de la región A de Cepheus B debe tener para reproducir sus observaciones, resultando ser igual a $N_{Hc}^* = 3.2 \times 10^{47}$ fotones/s. Por otra parte, de los cálculos hechos por Panagia (1973), se sabe que una estrella B0V puede contribuir con hasta 1.2×10^{47} fotones/s. La O7V, con un flujo $N_{Hc}^* = 7.9 \times 10^{46}$ fotones/s es la única estrella en esa vecindad capaz de proporcionar la diferencia entre lo medido y lo que aporta la fuente AFGL3000 inmersa en la nube. De las observaciones tanto en el radio, como en el óptico (fotografías monocromáticas en $H\alpha$, [NIII] y [SIII] ver figuras 2.3 y 5.2 y 5.3) se encuentra que la nube molecular es prácticamente esférica, siendo su radio igual a $r = 1.3$ parsecs (5.3 a 850 pos). La morfología aparente de la nube/región HII y el conteo de estrellas sugiere la presencia de la nube molecular hacia el este de la región Sh2-155 y de la estrella BHJ40. Las observaciones de radio en $^{12}\text{CO}(J2 \rightarrow 1)$ confirman la presencia de esta nube, estando de acuerdo a ello la posición aparente de AFGL3000 y su extinción de 11.8 magnitudes. Por otro lado, las observaciones en la línea de recombinación $H157\alpha$ muestran un patrón extendido y simétrico alrededor de la nube molecular, sugiriendo que la estrella BHJ41, principal excitadora, ilumina y ioniza la parte de atrás de la nube con respecto al observador. La línea del del carbono $C157\alpha$, que se forma en la zona intermedia entre la ocupada por la región ionizada y la parte neutra del material interestelar confirma esto. El efecto de AFGL3000 y de la estrella BHJ40 sobre la nube, así como del trapecio inmerso en el nudo $H\alpha$ de Sh2-155 son fenómenos estrictamente limitados a la inmediación de éstos y no son la causa de la radioemisión extendida de la región. Por último, el arco gaseoso en emisión ($H\alpha$ y líneas prohibidas) que se observa al sur-suroeste de la nube y al patrón de simetría respecto a la estrella BHJ31 sugieren que esta última es la causante de esa prominencia. Estos resultados se muestran



Figura 5.2. Imagen de Sh2-155 tomada a través de un filtro de [NII] centrado en línea de 6584 Å y utilizando el telescopio reflector de 0.84 metros del)AN-SPM. La estrella señalada con una flecha es BIJ41.

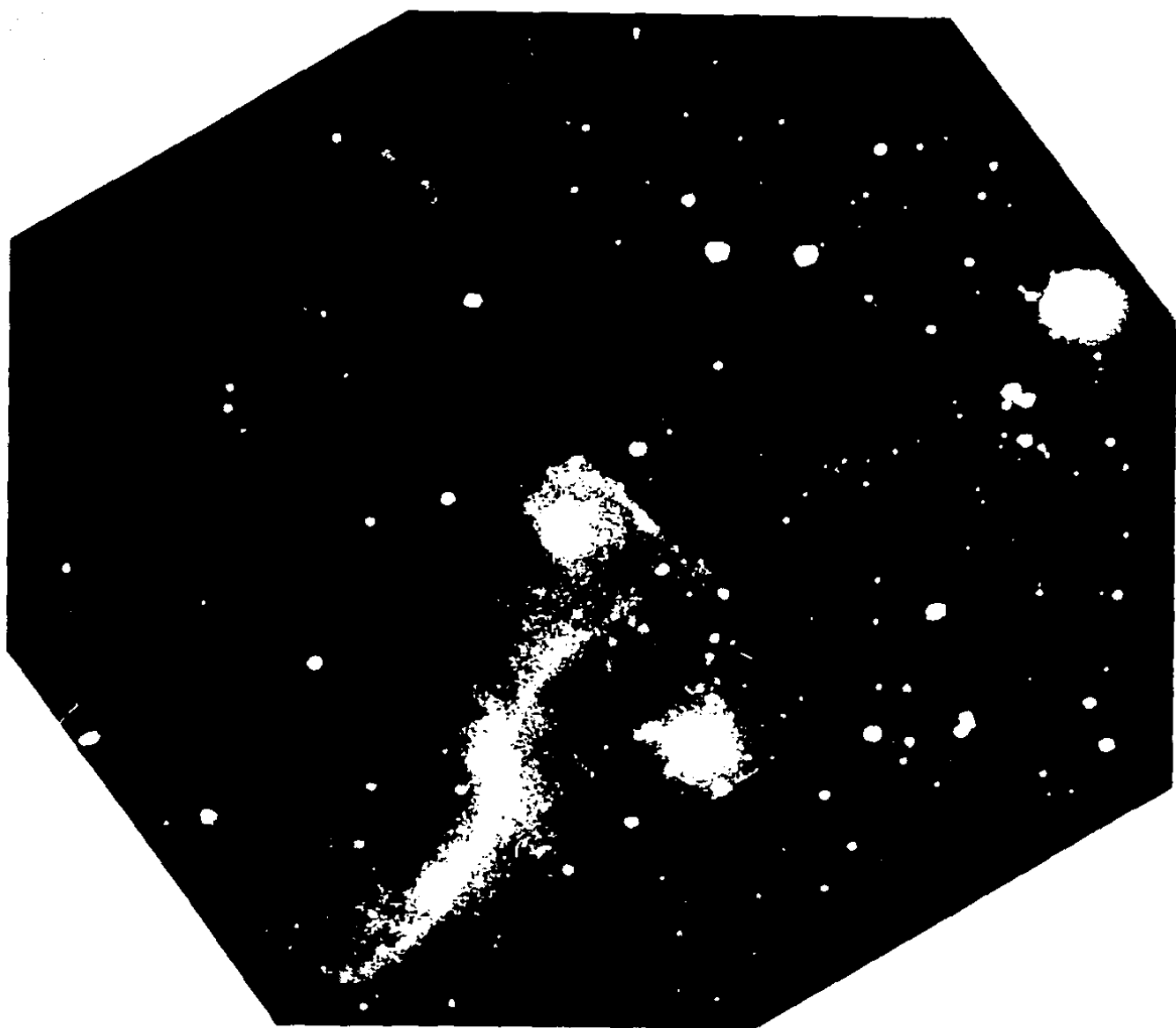


Figura 5.3. Imagen de Sh2-155 obtenida usando un filtro interferencial para la línea del [SII] centrada en 6724 \AA . El telescopio utilizado fue el de 0.84 metros del OAN-SPM. La estrella señalada con una flecha angosta es BHJ41 y la señalada con la flecha gruesa es BHJ40. Al centro de esta fotografía puede apreciarse el trapecio estelar localizado en el nudo brillante de la frontera entre Sh2-155 y Cepheus B.

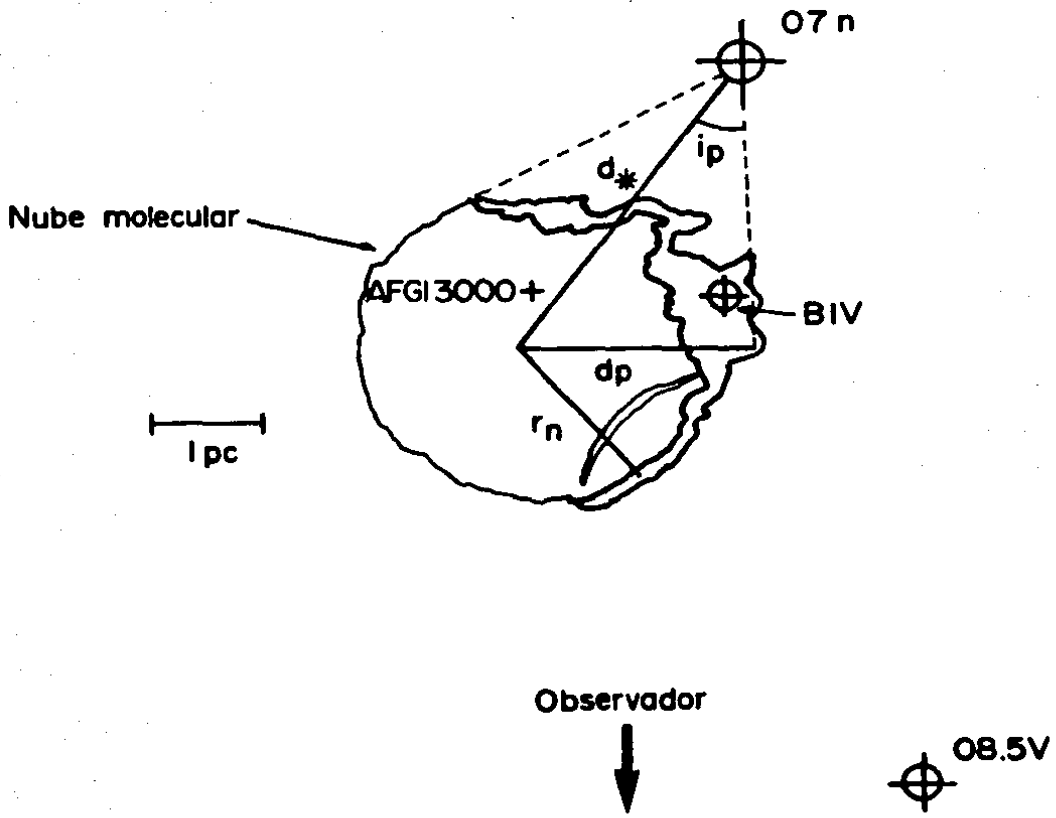


Figura 5.4. Representación esquemática de Sh2-155 y de la nube molecular a ella asociada.

gráficamente en la figura 5.4, que esencialmente es la que usan Felli y sus colaboradores para tratar de explicar los fenómenos observados en la región molecular y en Sh2-155. En esa figura, d_* es la distancia entre el centro de la nube oscura y la estrella excitadora, d_p es la distancia aparente o proyectada y r_n es el radio de aquella.

El ángulo sólido subtendido por el cono de radiación originado en la estrella BHJ41 y que es interceptado por la nube molecular está dado por

$$\omega = \frac{\pi r_n^2}{d_*^2} \quad (5.8)$$

La fracción f del flujo de fotones del continuo Lyman N_{Lc}^* de esta estrella interceptado por Sh2-155 será

$$f = \frac{N_{Lc}^* \omega}{4\pi} \quad (5.9)$$

que debe ser igual al flujo derivado de las observaciones en radio N_L^R , menos la contribución proveniente de la fuente AFGL3000, resultando que $f = 2.1 \times 10^{-4}$ fotones/s.

El efecto de la estrella BHJ40 es despreciable en este análisis, mientras que el de AFGL3000 es importante, ya que aunque el flujo de fotones Lyman de esta fuente es muy pequeño comparado con el que genera BHJ41, por el hecho de estar en contacto directo o inmersa en la nube, su fracción se vuelve importante.

De (5.8) y (5.9) se obtiene de manera directa que

$$d_* = \frac{r_n}{2} \left[\frac{N_{Lc}^*}{f} \right]^{1/2} \quad (5.10)$$

por lo que haciendo las substituciones numéricas correspondientes, se encuentra que $d_* = 3.9$ pcs. Esta distancia resulta mayor que la encontrada por Felli y colaboradores de 3.5 pcs, debido a que estos no tomaron en cuenta el efecto de AFGL3000 al realizar su análisis energético.

BHJ41 es la principal fuente de ionización de Sh2-155, aún cuando esta estrella se encuentre a una distancia d_* mayor que la distancia proyectada d_p . Para estimar el ángulo de inclinación i_p forzado por la línea de visión y la que une a BHJ41 con el centro de la nube, se aprovechará la geometría de la figura 5.4, donde la distancia proyectada es

$$d_p = d_* \sin i_p \quad (5.11)$$

por lo que

$$i_p = \sin^{-1} d_p / d_* \quad (5.12)$$

d_p se puede obtener, al menos en forma aproximada, conociendo la escala de placa de las diferentes fotografías disponibles (corta rojo del POSS e imágenes monocromáticas en $H\alpha$, [NIII] y [SIII] de este trabajo), resultando ser igual a 10'.1, por lo que a 850 pcs. resulta que $d_p = 2.5$ pcs. Entonces, de (5.15) se llega a un valor de $i_p = 38.3$.

BHJ41 y AFGL3000 son las principales fuentes de calentamiento para la región ionizada Sh2-155. Sin embargo, aunque en menor escala, BHJ40 y BHJ31 deben contribuir a ese proceso, al menos así lo sugiere la forma que presenta Sh2-155 en fotografías de corta exposición en la región espectral del rojo. En efecto, aunque BHJ40 es una estrella BIV con una temperatura superficial de 25400°K, localmente ella podrá estar calentando su entorno inmediato, causando la nebulosidad en $H\alpha$ que la rodea, así como el "ensanchamiento" central de la media luna (centrándose en la nube molecular) que se aprecia en la figura. Por su parte, BHJ31, una estrella O8.5V aunque alejada del complejo nebuloso, tiene asociada una esfera de Strömgren que en su frontera con la cara inversa de la nube molecular le permite interactuar con Sh2-155, siendo la posible causa de ese filamento con forma circular localizado en la parte sur de dicha región III y que parece formar una pinza de cangrejo con la zona más prominente de esa parte de Sh2-155. Ese filamento difícilmente podría ser causado por BHJ41, pues ésta está iluminando el reverso de la nube, y la extinción ocasionada por ella es muy grande, por lo que los fotones no llegarán a ionizar una zona como la ocupada por ese filamento. De acuerdo al modelo propuesto por Felli y colaboradores (1978), así como por Panagia y Thum (1981) y que usan para explicar la morfología de Sh2-155, dicha región ionizada parece ser un claro ejemplo del llamado modelo de ampolla (blister). Este tipo de regiones parece ser común en nubes moleculares con forma razonablemente esféricas (Israel 1978, Pismis et. al. 1986).

Finalmente se harán algunos comentarios que consideramos importantes respecto al modelo mismo de Sh2-155 desarrollado por Felli et. al. (1978) y complementado por Panagia y Thum (1981). Del estudio espectroscópico de varias estrellas de Cepheus OB3, incluida BHJ41, Germany (1973) ha encontrado que para el subgrupo joven, la velocidad radial promedio es de -14.5 ± 4.5 Km/s. Por otra parte, la velocidad radial de la nube molecular se ha determinado en forma precisa (± 0.1 Km/s) mediante observaciones en las líneas del monóxido de carbono (Sargent 1979), del formaldehído (Panagia y Thum 1981) y del amoníaco (Brow et. al. 1981). El ^{13}CO arroja un valor para la velocidad radial de la nube molecular de Cefeo B de -12.3 Km/s, mientras que el H_2CO da un valor de -12.1 . La velocidad radial que se obtiene a partir de observaciones de la línea de recombinación $H157\alpha$ está corrida al rojo con respecto a la de la nube y a la de la población joven por $+9.2$ Km/s (Panagia y Thum 1981). Por la baja resolución que se obtiene en las observaciones hechas mediante esta línea de recombinación, vemos que ella proviene de toda la nube, mientras que la línea del $C157\alpha$ se produce en la delgada zona que separa a la región ionizada y a la nube molecular, pues es ahí donde hay la temperatura necesaria ($\sim 1000^\circ K$) para que ese elemento emita tal línea. Puesto que la velocidad medida a partir de ella es de

-14.5 Km/s, un observador situado en el centro de la nube molecular verá avanzar hacia él esa delgada zona (frente de ionización) con una velocidad de -2.2 Km/s, que sería igual a la velocidad con la que la estrella se está "comiendo" a la nube, ya que la velocidad obtenida de la línea H α resultó ser de -15 Km/s, dando una tasa de evaporación de -2.3 Km/s. Este valor está de acuerdo con la edad de la estrella y las dimensiones de la nube. Originalmente el borde de ésta tocaba a la estrella BHJ41.

Pensamos que estos hechos se explican de la siguiente manera: como se dijo en el capítulo anterior, la alta luminosidad de BHJ41, así como su elevada temperatura superficial de 38000 °K, así como el exceso infrarrojo que presenta en el filtro M (tabla 4.1), sugieren que esta estrella tiene un viento estelar considerable. Si no hubiera obstáculos para él, su velocidad media sobre toda la nube, debería ser la misma que la de la estrella, esto es, si fuera un viento isotrópico, H157 α debería tener el mismo valor de velocidad radial que el medido para la O7V (que es la misma que la de la nube), pero como ésta es un obstáculo masivo con una masa del orden de 2×10^3 masas solares, al interactuar éste con la nube oscura se vuelve anisotrópico, por lo que se ve más gas alejándose que aproximándose, lo que explica esa diferencia de +8.2 Km/s.

Si nuestra interpretación es correcta, es posible hacer una estimación del tiempo que ha durado el proceso, solamente se tiene que dividir la distancia actual del centro de la nube molecular a la estrella O7V entre la velocidad con la que ésta está evaporandola. Como $d = 3.9$ parsecs y $v = +2.3$ Km/s, resulta que $t = 1.7 \times 10^6$ años, tiempo compatible con la edad de una estrella de esas características espectrales.

5.5. Otras fuentes infrarrojas en Cepheus OR3.

Como resultado de los barridos que se hicieron para localizar las fuentes descritas en el inciso anterior, se encontraron alrededor de cincuenta puntos calientes cuya señal en 2.2 micras resultó mayor que 3σ sobre el ruido de fondo, por que creemos que son fuentes reales. El mayor número de ellas está localizado en la zona inmediata a la fuente infrarroja FGL3000. Esto es un efecto de selección, ya que en ese lugar fue donde se barrió con mayor frecuencia, buscando así ubicar a dicha fuente. También se estudiaron aquellos puntos de Cepheus OR3 que en el mapa de 0.610 Hz producido por Felli et.al.(1978) presenta radiofuentes; en todos esos lugares se encontraron fuentes infrarrojas por arriba de 3σ .

Aunque el mapa correspondiente a 2.2 micras, presentado en 5.3 parece indicar la existencia de fuentes infrarrojas solo en algunas regiones de Cepheus OR3, ello vuelve a deberse a un efecto de selección, ya que lugar a donde se apuntó el telescopio, lugar donde se detectaron puntos calientes en esa longitud de onda. Debido a limitaciones en el uso del tiempo de telescopio, únicamente se observaron las zonas que en dicha figura se muestran, pero seguramente, de hacer un barrido

completo en esa nube molecular, muchas otras fuentes serían detectadas.

Los resultados de esos barridos se presentan en la tabla 5.3. En ella, la primera columna es un número progresivo de identificación para cada fuente, la segunda y la tercera son las coordenadas ecuatoriales para la época de 1950.0. La precisión es de $\pm 6''$ tanto para ascensión recta, como para la declinación. La cuarta columna es lo que hemos llamado flujo normalizado; fundamentalmente es el número de cuentas por segundo resultante de la observación de cada fuente. La última columna es la magnitud a 2.2 micras para cada fuente y se ha normalizado de acuerdo al flujo en esa longitud de onda para una estrella AOV de magnitud aparente cero en el sistema infrarrojo de San Pedro Mártir (Tapia, Neri, Roth 1986).

Tabla 5.3

Fuentes infrarrojas observadas a 2.2 micras en la nube molecular de Cefeo B

Fuente	A.R.	Dec.	s	m
1	22 54 26.7	62 21 53.7	379.50	12.06
2	30.1	22 22.3	107.25	13.43
3	31.8	22 02.2	231.00	12.60
4	34.1	19 49.6	486.75	11.79
5	35.1	21 02.0	96.25	13.55
6	37.6	22 20.5	9130.00	8.61*
7	38.1	19 39.4	286.00	12.37
8	48.2	20 48.9	250.25	12.51
9	50.6	19 19.9	104.50	13.46
10	52.6	22 02.0	288.75	12.36
11	55 02.9	39 34.3	122.50	13.29
12	03.9	40 20.2	241.50	12.55
13	05.4	39 50.9	105.00	13.46
14	06.8	50.9	308.00	12.29
15	06.8	41 37.4	157.50	13.02
16	06.9	22 15.6	3027.72	9.81
17	07.3	19 30.4	3375.93	9.69
18	07.5	25.1	776.76	11.28
19	08.4	21 53.1	647.30	11.48
20	10.2	19 44.6	712.03	11.39
21	12.8	22 12.9	632.91	11.51
22	13.1	19 19.2	621.47	11.53
23	13.9	39 34.0	262.50	11.46
24	14.3	61 54 44.0	136.80	13.17
25	14.3	56 41.0	99.18	13.52
26	15.0	62 19 27.5	1095.47	10.91
27	15.4	41 27.6	143.50	13.12
28	17.2	61 54 14.0	229.14	12.61
29	18.6	49.8	157.32	13.02
30	20.1	56 31.0	116.28	13.35

31	21.3	54	54.0	119.70	13.31
32	29.0	62	22 03.3	105.06	13.46
33	32.0		09.4	184.08	12.85
34	32.2		53.8	522.21	11.72
35	34.0	23	01.6	424.80	11.94
36	35.4	22	29.0	1490.23	10.44
37	37.0		26.8	8255.30	8.67*
38	37.0	23	12.0	106.20	13.44
39	38.5	21	21.5	200.85	12.75
40	39.6	22	19.9	120.51	13.31
41	40.6	23	20.1	108.15	13.42
42	45.3		49.3	231.75	12.60
43	46.8	21	21.5	95.79	13.56
44	50.1		09.9	95.79	13.56
45	56 07.3	16	14.0	154.28	13.04
46	08.4	15	17.0	389.76	12.03
47	11.7	16	44.0	198.94	12.76
48	58 37.4	31	41.2	134.40	13.19
49	22 58 38.8	62	32 48.6	268.80	12.44
50	40.5	31	20.4	882.00	11.15
51	43.1	33	08.2	382.00	12.05
52	45.9	32	38.9	126.00	13.26

* En la estrella BHJ40

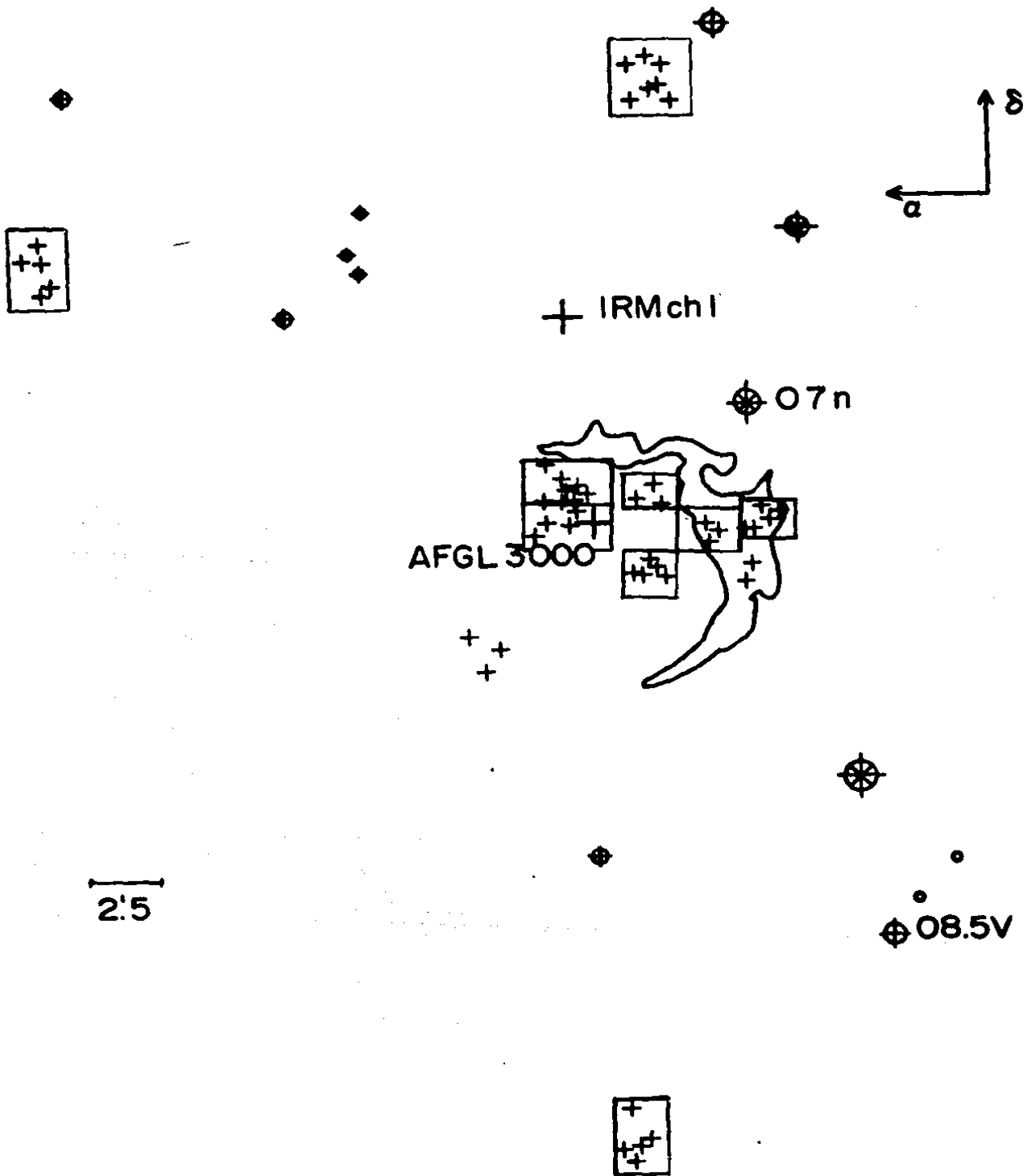


Figura 5.5. Mapa infrarojo a 2.2 micras de Sh2-155. Se ha marcado la frontera de esta región de acuerdo a la fotografía roja del Palomar Sky Survey.

CAPITULO 6

Fotometría complementaria en Cepheus 083

6.1 Información fotográfica previa.

Debido a que las fotografías tomadas con el telescopio de 2.12 metros y su cámara con correctora de campo tienen una escala de placa de 13 segundos de arco por milímetro, y puesto que el número F resultante de esa combinación óptica es igual a 7.5 (Hobie et. al. 1982), las imágenes tomadas en el rojo de Sh2-155 muestran detalles que no es posible apreciar claramente en las correspondientes cartas del Palomar Observatory Sky Survey, pues en éstas, esa región se encuentra sobreexpuesta por la emisión en H α del gas fluorescente. En efecto, nuestras fotografías permiten ver que uno de los "nudos" prominentes localizados en la frontera de Sh2-155 y la nube molecular se encuentra ocupado por cinco "estrellas" azul-blancas que por su aspecto y localización, recuerdan el trapecio de Orión, razón por la que pensamos que sería interesante estudiar esa zona, ya que como se sabe, la nube de Orión presenta clara evidencia de formación estelar. Estas fotos también muestran con mayor claridad la presencia de la nube oscura, ya que de ellas es evidente que a un lado y otro de la región III, el número de imágenes estelares es muy diferente, siendo significativamente menor en el lado este de Sh2-155.

Aprovechando que el asesor del presente trabajo sobre Cepheus 083 tuvo a su disposición un detector CCD y el telescopio de 1.23 metros del Centro Astronómico Hispano-Alemán de Calar Alto, España, nos llevaron a hacer fotometría VRI en el sistema de Cousins de las estrellas de ese "trapecio" y de otras que se encuentran en su entorno.

6.2 Fotometría CCD en la parte central de Sh2-155

Por sus características, el detector CCD presenta varias ventajas que permiten realizar estudios fotométricos de estrellas en cúmulos, ya que su alta linealidad posibilita la detección en tiempos razonables de miembros débiles del agregado estelar en cuestión, además, permite substrair el fondo aún en casos en que éste tiene una alta variabilidad espacial. Puesto que las irregularidades atmosféricas, el mal guiado, etcétera, pueden ser consideradas iguales para cada exposición hecha con el CCD, es posible obtener los flujos de las estrellas presentes en todo el campo registrado de manera simultánea. Esto evidentemente redundo en la obtención de mejores diagramas observacionales del tipo magnitud vs color, lo que a su vez, llevará a una derivación más confiable de los parámetros físicos de las estrellas estudiadas. También hace posible realizar fotometría de buena calidad de estrellas que sólo estén separadas por el mínimo permitido por la turbulencia atmosférica local, así como comparar directamente -

haciendo ajustes pequeños de traslape- imágenes del cúmulo tomadas en filtros con pasabandas diferentes, y así obtener información de cocientes de líneas o de filtros para objetos extendidos como regiones HII. Para esta parte del trabajo, se obtuvieron imágenes del campo central de Sh2-155 a través de los filtros B, V, R, H e I, correspondiendo los dos primeros al sistema de Johnson, mientras que el tercero y el último son del sistema definido por Cousins (Bessell 1979). El filtro H α (λ 6563 A) se caracteriza porque su máximo de transmisión está al centro de la ventana del R y tiene un ancho de banda de 30 angstroms.

Una comparación directa de las imágenes logradas en 12 minutos de exposición, tiempo en el que se alcanza la magnitud límite 23, tanto en el visible como en el rojo, muestra un considerable número de estrellas no detectadas con anterioridad, especialmente en la zona densa de la región HII que se encuentra al norte y al suroeste del nudo brillante de Sh2-155 (ver figura 6.1).

El número de imágenes estelares es significativamente mayor en el filtro I respecto del V. En un campo de aproximadamente 2' x 3', centrado en el nudo, se han identificado 95 estrellas en I, mientras que en el mismo campo, el filtro V sólo registra 30.

A partir del conteo de estrellas en esas placas, es posible inferir una densidad estelar para la parte densa de Sh2-155. Si N* es esta densidad y se define de manera tradicional como

$$N^* = \frac{\text{número de estrellas}}{\text{volumen ocupado}}$$

(6-1)

tomando como volumen una esfera de radio igual a un minuto de arco (recordar que la superficie cubierta por el CCD es de 2' x 3') y puesto que la distancia a Sh2-155 la hemos fijado en 850 parsecs, se tendrá que N* = 1640 estrellas por parsec cúbico, valor que resulta ser más del doble del que se ha estimado para la zona del trapecio de Orión. Para efectos de comparación, la densidad de estrellas en la vecindad solar es de sólo una estrella por parsec cúbico.

Al hacer las reducciones, la substracción del cielo se hizo de manera anular alrededor de cada estrella y la imagen estelar se ajustó mediante un perfil de intensidad tipo gaussiano, integrándose el área bajo ella, por lo que realmente se obtuvo flujos y no intensidades. Con este procedimiento es posible discriminar la contribución individual de imágenes muy cercanas, encontrándose que de las 95 estrellas estudiadas, 21 resultaron ser aparentemente dobles y una triple. Se consideró dobles a aquellas separadas por seis o menos pixeles, donde un pixel es del orden de 0.46 segundos de arco, por lo que a 850 parsecs, la separación promedio de las estrellas dobles resultó ser de unas 1600 U.A. Para efectos de comparación, la distancia entre el Sol y su estrella vecina más cercana, Próxima Centauro, es de unas 15000 unidades astronómicas, esto es 100 veces mayor.

De los datos obtenidos de las imágenes CCD es posible construir dos diagramas de interés; uno, donde se grafica α R contra la magnitud infrarroja m_1 y el otro, propiamente un

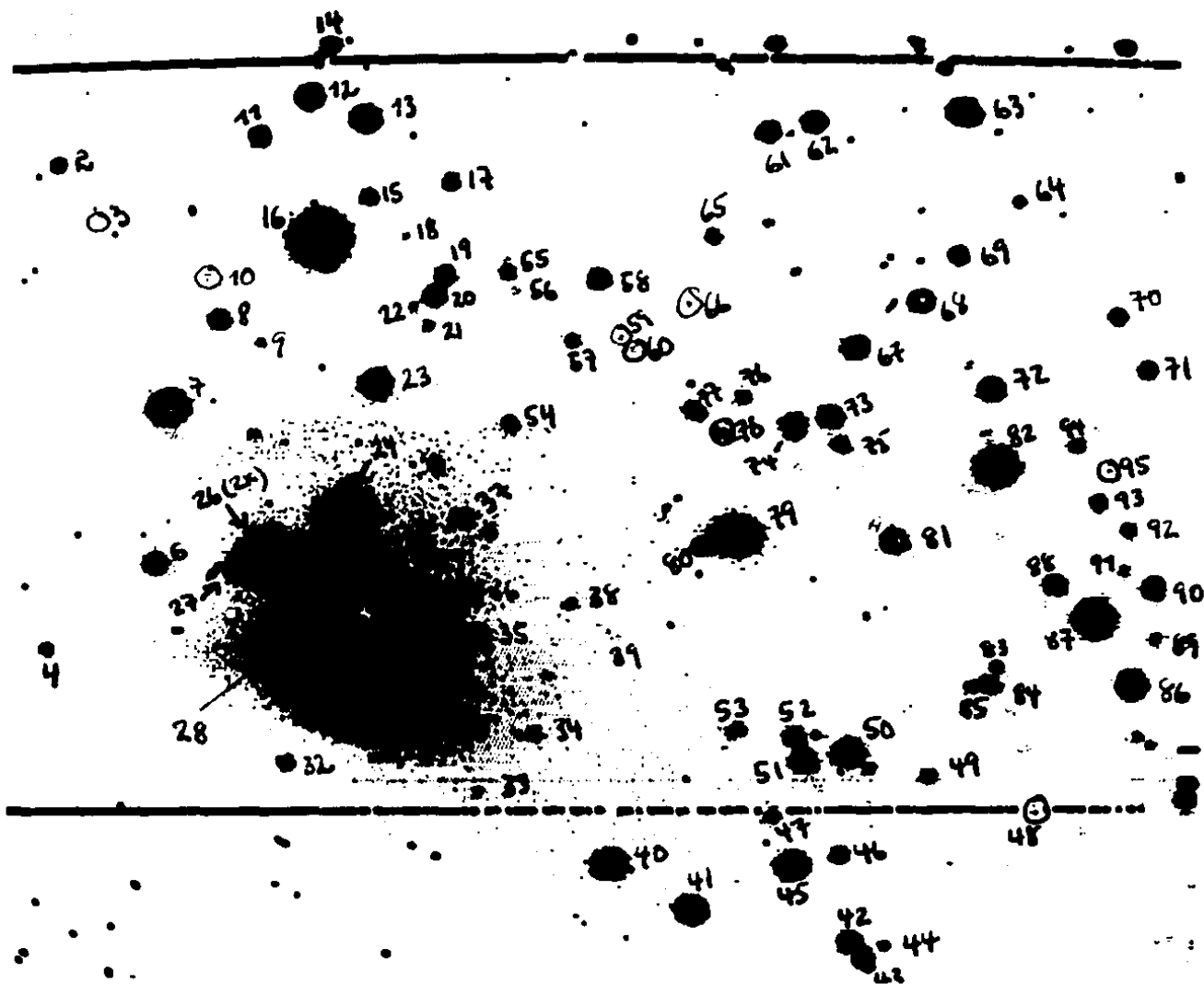


Figura 6.1. Imágen infraroja (centrada en 8300 Å) tomada directamente de la pantalla del monitor de control en tiempo real donde se identifican las estrellas del nudo brillante en H alfa de la frontera de Sh2-155. La raya inferior horizontal es una hilera de defectuosa del detector y los puntos pequeños de aproximadamente un pixel de tamaño, son eventos cósmicos o pixeles calientes.

diagrama HR donde lo que aparece graficado es la magnitud infrarroja m_I en el eje de las ordenadas y el índice de color (V-I) en las abscisas, donde hemos transformado los colores y magnitudes al sistema fotométrico de Johnson.

Para el primer diagrama (figura 6-2) se define un índice que servirá para medir el ancho equivalente de la línea $H\alpha$ y que está expresado como

$$a_R = -2.5 \log \frac{F_{H\alpha}}{F_R} = m_{H\alpha} - m_R \quad (6.2)$$

donde $F_{H\alpha}$ es el flujo medido en la línea $H\alpha$ y F_R es la misma cantidad medida a través del filtro rojo R de Cousins.

Para un tipo espectral dado, el índice a_R alcanza un máximo numérico para estrellas de la secuencia principal, mientras que para las que tienen $H\alpha$ muy angosta (gigantes y supergigantes) ó en emisión, se espera que sea pequeño o negativo. Por la manera en que este índice ha sido definido, tiene la ventaja de ser poco sensible al enrojecimiento interestelar, ya que por estar el filtro $H\alpha$ centrado en la ventana del filtro R, al hacer el cociente entre ellos ese efecto se cancela.

Debido a que la única noche disponible para este proyecto no fue fotométrica, los puntos cero obtenidos para un cúmulo galáctico con fotometría conocida no repitieron bien al principio y al final de la noche, lo que se tradujo en incertidumbres en las magnitudes observadas, siendo éstas como sigue: $V \pm 0.6$, $R \pm 0.6$ e $I \pm 0.5$. Para la construcción del diagrama HR correspondiente no se usó la magnitud R por estar contaminada con $H\alpha$ por lo que se decidió

construir un diagrama m_I vs (V-I) que es el que se ilustra en la figura 6.3. En el diagrama se contruyó la secuencia principal utilizando las magnitudes absolutas de Schmidt-Kaler y los colores intrínsecos de estrellas de la secuencia principal obtenidos por Johnson para las Hyadas, enrojecida con una ley de extinción interestelar promedio para los valores de A_V encontrados en la sección anterior.

No todas las 95 estrellas fueron graficadas, pues un número considerable de ellas resultó tan débil, que sus valores en V medidos tenían una muy baja señal a ruido ($\ll 10$) ocasionando una incertidumbre apreciable. Además se encontró con una fracción apreciable de estrellas dobles, demasiado cercanas ($d \approx 1''$) para ser deconvolucionadas con perfiles de gauss, lo que haría su posición en el diagrama muy incierta.

Todas las mediciones con el CCD fueron transformadas del sistema de Cousins al sistema de Johnson, utilizando para ello la ecuación

$$(V-I)_j = 1.3(v-i)_c + \text{const.} \quad (6.3)$$

sugerida por Bessell (1979).

De su posición en el diagrama HR se deduce que las estrellas asociadas al nudo brillante y a su proximidad inmediata, son, en

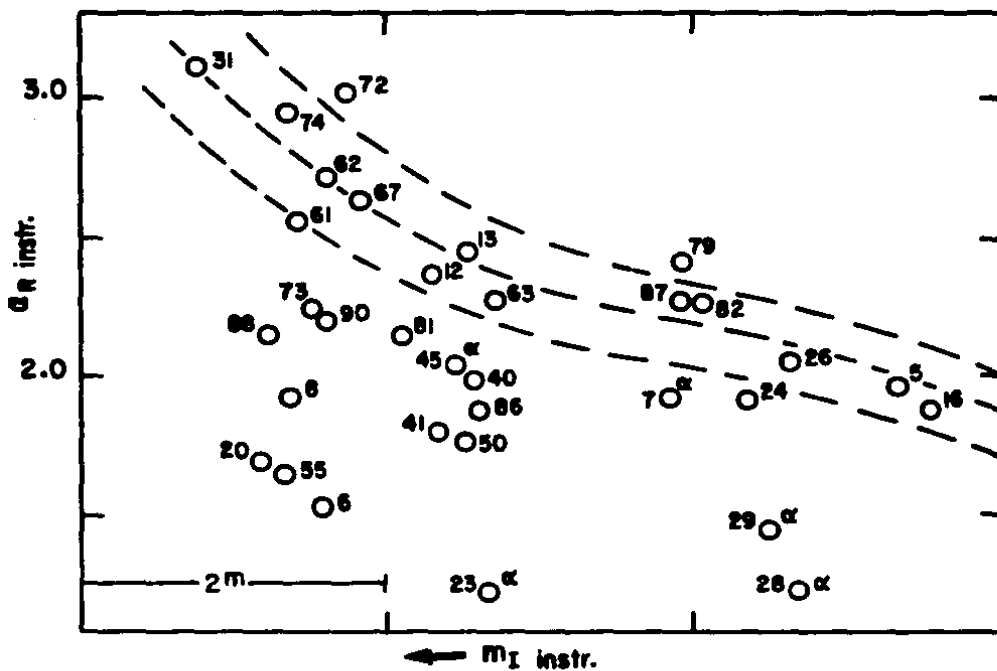


Figura 6.2. Diagrama libre de enrojecimiento donde se puede apreciar una especie de secuencia principal trazada por algunas estrellas de la región central de Sh2-155. Las estrellas marcadas con una alfa son aquellas que presentan nebulosidad asociada.

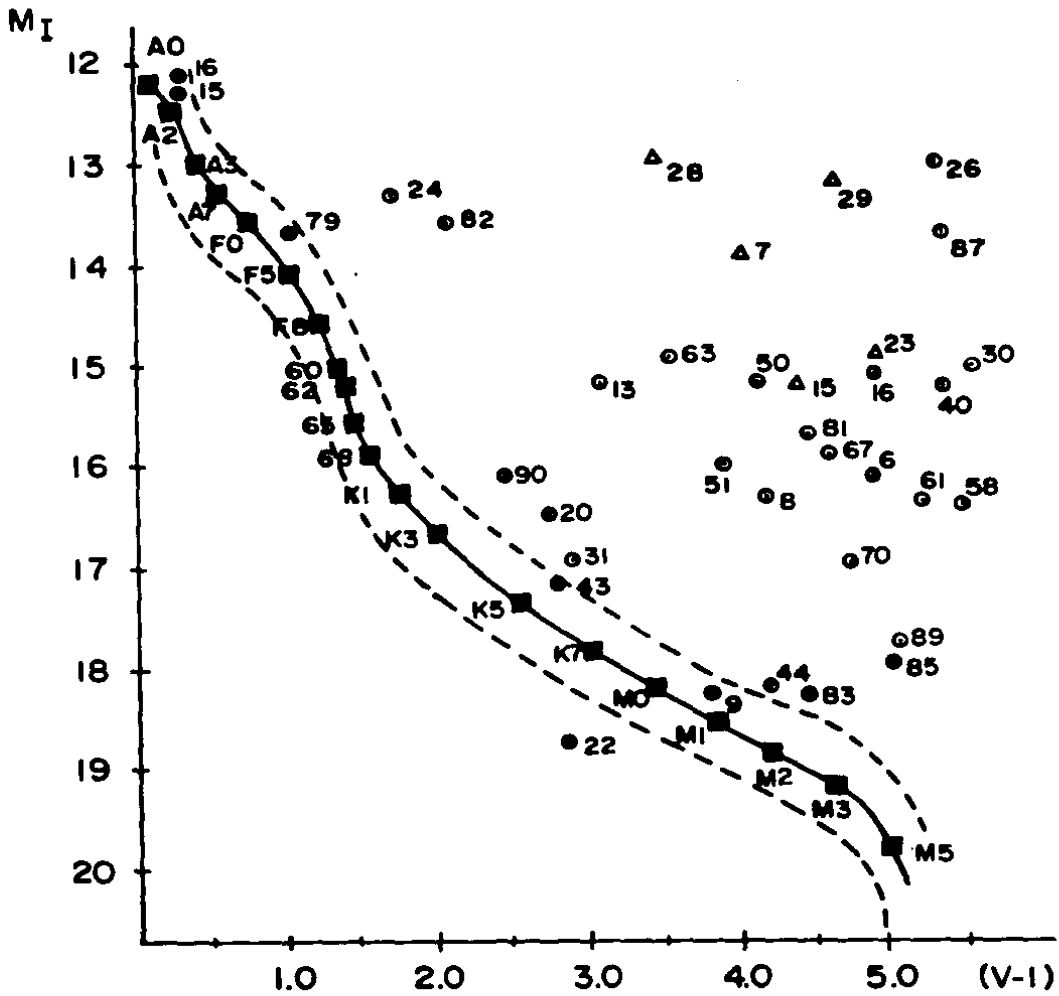


Figura 6.3. Diagrama HR para las estrellas de la vecindad del nudo brillante de Sh2-155. Los rectángulos definen la secuencia principal. Los círculos llenos son aquellas estrellas que quedan en esa secuencia. Los triángulos son las estrellas asociadas con nebulosidad en H alfa. Los círculos con punto son las demás estrellas con mediciones aceptables.

su mayoría, de tipo pre secuencia principal. A diferencia de lo que ocurre en Orión, las estrellas que aquí parecen formar un trapecio (las número 24, 26, 28, 29 y 30 de la figura 6.1) no son suficientemente calientes como para ser responsables de la ionización de Sh2-155. Sin embargo, su importancia, junto con las demás estrellas de baja masa que aquí están siendo reportadas, radica en el hecho de aportar evidencia observacional sobre la formación de un grupo considerable de estrellas poco masivas en un lugar donde en el pasado cercano se han formado al menos dos poblaciones de estrellas masivas. Por ahora nuestros conocimientos teóricos sobre el proceso de formación estelar no pueden explicar este hecho, pero sí se obtienen en el futuro datos similares a los aquí reportados, será posible adelantar algo en este campo. Algunas de las estrellas más luminosas de esa zona, tales como las ya mencionadas 24, 26, 28 y 29 probablemente son estrellas del tipo en emisión de Herbig. El resto, las menos luminosas y más tardías, pudieran ser T-Tauri, con excepción de la 22, que debe ser una estrella lejana a la asociación aquí discutida, o bien una estrella del tipo "subluminosa" (below main sequence star), como las encontradas en otras regiones de formación estelar (p. ej. Orión y NGC 2264).

CONCLUSIONES.

Como resultado de este trabajo observacional sobre el complejo nebuloso-estelar de Cepheus OB3/Sh2-155 se pueden obtener dos tipos de conclusiones: las que vienen a confirmar o a desechar resultados encontrados con anterioridad por otros investigadores, y aquellos que aportan información nueva sobre esta región.

Entre los del primer tipo se puede mencionar nuestra determinación de la velocidad radial para Sh2-155, la que resultó ser igual a -15 ± 0.4 Km/s. Además, del estudio detallado del campo de velocidades de esta nebulosa ionizada, hemos podido determinar la existencia de un gradiente de velocidad con un valor de -5.8 Km/s, ocurriendo las velocidades más negativas en la parte norte de Sh2-155. Este gradiente, que no había sido reportado con anterioridad nos ha permitido, bajo la hipótesis de que él es un reflejo de la rotación de la nube molecular de Cefeo B, determinar la masa de ésta mediante un método dinámico sencillo, resultando que la nube tiene del orden de 2.4×10^3 masas solares, valor que apoya la determinación hecha a partir de observaciones de la molécula ^{13}CO .

Otro resultado del primer tipo es el referente a la distancia que nos separa de Sh2-155 y de Cepheus OB3a y OB3b. Esta la hemos determinado mediante dos métodos: el cinemático y el fotométrico. El primero ha dado un resultado de 790 ± 60 parsecs, mientras que con el segundo se encuentra un valor de 850 ± 65 parsecs. Tomando en cuenta la incertidumbre de estos valores, esos datos vienen a confirmar que la región HII Sh2-155 y la asociación estelar Cepheus OB3 están a la misma distancia, lo que evidentemente apoya una relación física entre ellas.

Después de ponderar los métodos empleados para las dos determinaciones de este parámetro, concluimos que el valor de 850 parsecs es el más confiable. Esto nos permite aportar un elemento de juicio que ayudará a restringir el intervalo de los valores reportados para la distancia de ese complejo nebuloso-estelar. El rango de ellos oscila entre los 700 y los 1400 parsecs, aunque la mayoría está alrededor de los 700 y los 950.

A partir de la fotometría J, H, K, L y M de 40 estrellas pertenecientes a las subpoblaciones estelares de Cefeo OB3, hemos podido confirmar que la ley de extinción para esta zona sigue un comportamiento normal, ya que en la región espectral estudiada ajusta bien con la determinada teóricamente por van de Hulst y con la encontrada por Johnson para la zona de la constelación de Cefeo. El coeficiente de extinción total a selectiva R de 2.93 ± 0.04 que hemos encontrado viene a confirmar que en la región estudiada no hay extinción anómala.

Como resultado de diferentes barridos en zonas previamente seleccionadas de la nube molecular, encontramos más de cincuenta fuentes infrarrojas inmersas en ella. Esto no ha sido reportado con anterioridad, aunque desde hace diez años se sospecha la posible existencia de un considerable número de "semillas estelares" en Cepheus B. Por la intensidad de su flujo, fue posible hacer fotometría de tres de esas fuentes, lo que nos permitió identificarlas como estrellas de tipos espectrales BOV, B1.5V y B6.5V. Estas características nos obligaron a revisar el balance energético de la nube molecular hecho por Felli y sus colaboradores, así como por Panagia y Thum, encontrando que es necesario tomar en cuenta la presencia de la estrella BOV, pues su flujo de fotones ionizantes es capaz de alterar de manera considerable dicho balance.

Mediante la fotometría hecha con un dispositivo CCD en la zona ocupada por el nudo "brillante" (2' x 3') localizado en la frontera de la región HII con la nube molecular hemos encontrado un conglomerado de alta densidad estelar formado por al menos 95 estrellas. Al ubicarlas en un diagrama HR apropiado, se ve que son estrellas de baja masa en fase pre secuencia principal, siendo muy probable que la mayoría pertenezcan al tpo T-Tauri. Este es un resultado totalmente nuevo, ya que no hay ningún trabajo en el que se reporte la existencia de estas estrellas en la región de Cefeo B.

La importancia de este resultado puede ser de considerable valor, ya que aporta elementos observacionales para la discusión teórica referente a las condiciones que determinan la formación de estrellas masivas o estrellas de baja masa. En Cefeo OB3 eran conocidas dos etapas de formación estelar masiva, una ocurrida hará unos 8×10^6 años y la más reciente apenas 4×10^6 años atrás. ¿Cómo influyeron estas dos oleadas de formación estelar en el proceso que ha dado origen al conglomerado estelar aquí reportado?, ¿es éste previo, contemporáneo o posterior a la formación de las estrellas masivas?. La respuesta a estas y otras preguntas similares no puede ser dada en término de nuestros conocimientos actuales del proceso de formación estelar, sin embargo, el análisis de estas cuestiones seguramente ayudará a que entendamos mejor este interesante campo de investigación.

La conclusión final de este trabajo es que la nube molecular Cepheus B, la región HII Sh2-155, las asociaciones estelares Cepheus OB3a y Ob3b y el nuevo conglomerado de alta densidad estelar que hemos encontrado coexisten e interaccionan entre si, aunque no es claro por el momento cómo se está realizando esa interacción, sin embargo, pensamos que la información presentada en este trabajo apoya ampliamente la afirmación de que en esa zona del cielo se está dando el proceso de formación estelar.

Bibliografía.

- Allen, C.W., (1976). *Astrophysical Quantities*, London. The Athlone Press.
- Arellano, F.A., (1976). *Cinemática Galáctica con estrellas O*. Tesis profesional, México, Instituto Politécnico Nacional.
- Blaauw, A., (1964). *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 2, 213.
- Blaauw, A., Hiltner, W.A., and Johnson, H.L., (1959). *Astrophys. J.*, 130, 69.
- Bessell, M.S., (1979). *PASP*, 91, 589.
- Brodskaja, E.S., (1953). *Izvest. Krim. Ap. Obs.*, 10, 104.
- Brown, A.T., Little, L.T., MacDonald, G.H., Riley, P.W., and Matheson, D.N., (1981). *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 195, 607.
- Crawford, D.L., Barnes, J.V., (1970). *Astronomical J.*, 75, 952.
- Courtes, G., (1960). *Ann. Astrophys.* 23, 115.
- _____ (1964). *Astrophysical J.*, 69, 325.
- _____ (1972). *Vistas in Astronomy*, 14, 81. Pergamon Press. London.
- Chaffee, F.H., Dunham, T., (1979). *Astrophysical J.*, 233, 568.
- Felli, M., Tofani, G., Harten, R.H., and Panagia, N., (1978). *Astron. Astrophys.* 69, 199.
- Franco, J., (1984). *Las nubes moleculares y la formación estelar*. En *Temas Selectos de Astrofísica*, UNAM, México.
- Galileo, G., (1610). *Sidereus Nuncius*. Venecia. Se ha consultado la traducción de J. Fernández Chiff, publicada bajo el título *El Mensajero de los Astros* por editorial EUDEBA de Buenos Aires, Argentina.
- Garmany, C.D., (1973). *Astronomical J.*, 78, 185.
- Garrison, R.F., (1970). *Astronomical J.*, 75, 1001.
- Georgelin, Y.P., and Georgelin, Y.M. (1971). *Astron. Astrophys.* 12, 482.
- Georgelin, Y.M., and Georgelin, Y.P., (1976). *Astron. Astrophys.* 49, 57.

- Greenberg, J.M., (1968). Interstellar Grains in Nebulae and Interstellar Matter, B.M. Middlehurst and L.H. Aller, Eds. University of Chicago Press, Chicago.
- Hulst, H.C. van de, (1949). Rech. Astr. Obs. Utrecht, 11, 1.
- _____ (1957). Light Scattering by small Particles. John Wiley, New York.
- Israel, F.P., (1978). Astron Astrophys., 70, 769.
- Johnson, H.L., (1957). Astrophysical J., 126, 121.
- _____ (1968). Nebulae and Interstellar Matter, Chicago University Press, Chicago.
- Kurucz, R.L., (1979). Astrophysical J. Suppl., 40, 1.
- Leitherer, C., Wolf, B., (1984). Astron. Astrophys., 132, 151.
- Marsalkova, P., (1974). Astrophysics and Space Science, 27, 3.
- Mihalas, D., and Binney, J., (1981). Galactic Astronomy Structure and Kinematics, San Francisco, W.H. Freeman and Co.
- Moreno M.A., (1986). Reductor Focal e interferómetro tipo Fabry-Perot. Instructivo para su uso. Reporte Técnico No. 38, Instituto de Astronomía, UNAM, México.
- Moreno M.A., and Chavarría-K, C., (1986). Astron. Astrophys., 161, 130.
- Morgan, W.W., Whitford, A.E., and Code, A.D., (1953). Astrophysical J., 118, 318.
- Munch, L., (1954a). Bol. Obs. Ton. y Tac. No. 10, 40.
- _____ (1954b). Bol. Obs. Ton. y Tac. No. 11, 34.
- Noble, R., Cobos, F., Diego, F., and Sasian, J., (1982). Applied Optics, 21, 3181.
- Osterbrock, D. E., (1974). Astrophysics of Gaseous Nebulae, San Francisco, W.H. Freeman and Co.
- Panagia, N., (1973). Astronomical J., 78, 929.
- Panagia, N., and Thum, C., (1981). Astron. Astrophys., 98, 295.
- Pismis, P., Hasse, I., and Moreno M.A., (1986). Rev. Mexicana Astron Astrof., 13, 131.
- Price, S.D., and Walker, R.G., (1976). AFGL report AFGL-TR-76-0208.
- Rose, W.K., (1973) Astrophysics, New York, Holt Rinehart and Winston, Inc.
- Roth, M., Iriarte, A., Tapia, M., Reséndiz, G., y Rico, R., (1983). Sistema Fotométrico Infrarrojo. Manual de Uso. Reporte Técnico No. 12, Instituto de Astronomía, UNAM, México.

- Ruelas, M.A., (1977). La distribución y cinemática de las regiones HII galácticas usando el método de interferometría Fabry-Perot. Tesis profesional, México, Universidad Nacional Autónoma de México.
- Ruprecht, J., (1964). Transactions of the International Astronomical Union, XIIB, 336.
- Sargent, A.I., (1977). Astrophysical J., 218, 736.
- _____ (1979). Astrophysical J., 233, 163.
- Scoville, N.Z., Solomon, P.M., Penzias, A.A., (1975). Astrophysical J., 201, 353.
- Schmidt, M., (1965). Galactic Structure, Chicago University Press, Chicago.
- Schmidt-Kaler, Th., (1982). Physical Parameters of the Stars, Berlin, Springer-Verlag.
- Sharpless, S., (1959). Astrophysical J. Supp., 4, 257.
- Simonson III, S., and van Someren, G., (1976). Astron. Astrophys., 49, 343.
- Tapia, M., Neri, L., and Roth, M., (1986). Rev. Mexicana Astron. Astrof., 13, 115.

INDICE

DEDICATORIA.	i
RECONOCIMIENTOS.	ii
CAPITULO 1. Cepheus OB3, la región HII Sh2-155 y la nube molecular asociada a ellas.	
1.1. El elemento más abundante en el Universo.	1
1.2. El proceso de formación estelar y su importancia en Física.	2
1.3. Los trabajos previos.	3
1.4. El complejo nebuloso Cefeo B y su posible relación con el proceso de formación estelar.	7
CAPITULO 2. Cinemática interna de Sh2-155.	
2.1. El campo de velocidades radiales.	10
2.2. Las observaciones interferométricas de Sh2-155.	11
2.3. El interferómetro Fabry-Perot utilizado en este trabajo.	13
2.4. El campo de velocidades en Sh2-155.	15
2.5. La masa de la nube molecular Cepheus B.	16
CAPITULO 3. Estructura galáctica y la distancia cinemática a Sh2-155.	
3.1. La forma de nuestra galaxia.	22
3.2. Cinemática de la Vía Láctea.	23
3.3. La distancia cinemática entre Sh2-155 y el Sol.	27
CAPITULO 4. Fotometría infrarroja de estrellas selectas en la asociación Cepheus OB3.	
4.1. Intención de este estudio fotométrico.	31
4.2. La fotometría J, H, K, L y M en Cepheus OB3.	31
4.3. Ley de extinción para Cepheus OB3.	38
CAPITULO 5. Fuentes infrarrojas en la región de Cefeo.	
5.1. Motivación de este estudio.	42
5.2. Las fuentes infrarrojas AFGL3000, IRMCh1 e IRMCh2.	43

5.3. Zona de influencia de las estrellas tempranas de la asociación Cepheus OB3.	48
5.4. Balance energético de Cepheus B.	50
5.5. Otras fuentes infrarrojas en Cepheus OB3.	56
CAPITULO 6. Fotometría complementaria en Cepheus OB3.	
6.1. Información fotográfica previa.	60
6.2 Fotometría CCD en la parte central de Sh2-155.	60
CONCLUSIONES.	67
BIBLIOGRAFIA.	69
INDICE.	72