

00382

4

2ej.



**ENVOLVENTES CIRCUNESTELARES DE ESTRELLAS
SELECTAS ASOCIADAS A CUMULOS JOVENES**

Tesis que para obtener el Grado de
DOCTOR EN CIENCIAS (FISICA)
presenta:

LUIS JAIME NERI VITELA

JURADO:

- Dr. Carlos Chavarría Kleinhenn.
(Director de Tesis)
- Dr. Octavio Cardona Núñez.
- Dra. Irene Cruz-González Espinosa.
- Dr. Shahen Hacyan Saleryan.
- Dra. Susana Lizano Soberón.
- Dr. Eugenio Mendoza Villareal.
- Dr. Arcadio Poveda Ricalde.

FACULTAD DE CIENCIAS
UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MEXICO
1991

**TEJIS CON
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



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 esta 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.

INDICE

RESUMEN.	1
CAPITULO I.- INTRODUCCION.	3
I.A.- Envoltentes Circunestelares en Estrellas Jóvenes.	3
I.B.- Formación Estelar y Evolución de Estrellas Pre - Secuencia Principal.	6
I.C.- Distribuciones de Energía Espectral de Objetos Estelares Jóvenes.	9
I.D.- Anomalías en Estrellas Asociadas a Cúmulos Jóvenes.	9
I.D.1.- Estrellas Subluminosas.	9
I.D.1a.- Algunas Explicaciones para las Estrellas Subluminosas.	10
I.D.1b.- La Estrella W90 en NGC 2264.	13
I.D.2.- Estrellas Deficientes en el Infrarrojo.	14
I.D.3.- El Velado en Estrellas Pre - Secuencia Principal.	15
I.E.- El Cúmulo Abierto NGC 2264.	18
I.E.1.- Tamaño y Contenido del Cúmulo.	18
I.E.2.- Edad, Masa e Historia de Formación Estelar.	19
I.E.3.- Estudios Fotométricos y Espectrofotométricos Previos.	21
I.F.- Objetivos y Organización de la Tesis.	21
CAPITULO II.- LAS OBSERVACIONES.	24
II.A.- Las Observaciones.	24
II.A.1.- Fotometría uvby- β .	24
II.A.1a.- Equipo Utilizado y Procedimiento de Observación.	24
II.A.1b.- Reducción de Datos.	25
II.A.1c.- Los Datos.	27
II.A.2.- Fotometría JHKL'M.	33
II.A.2a.- Equipo Instrumental y Procedimiento de Observación.	33
II.A.2b.- Reducción de Datos.	34
II.A.2c.- Los Datos.	35
II.B.- Comparación de los Datos en el Optico y en el IR Cercano con Observaciones Fotométricas Previas.	35

II.B.1.- Observaciones en el Optico.	40
II.B.2.- Observaciones en el IR.	40
II.C.- Variabilidad.	42
II.C.1.- Variabilidad en el Optico.	42
II.C.2.- Variabilidad en el Cercano Infrarrojo.	42
II.D.- Asociación con Fuentes Puntuales del Catálogo IRAS.	43
CAPITULO III.- DETERMINACION DE PARAMETROS FISICOS Y/O TIPOS	
ESPECTRALES PARA LAS ESTRELLA PROBLEMA.	45
III.A.- Introducción.	45
III.B.- Parámetros Físicos y/o Tipos Espectrales.	46
III.C.- Enrojecimiento de las Estrellas de la Muestra.	50
III.D.- Derivación de Tipos Espectrales Fotométricos	50
III.D.1.- Corrección por Extinción Interestelar.	50
III.D.2.- El Diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$).	51
III.D.2a.- Estrellas Tempranas e Intermedias.	52
III.D.2b.- Estrellas Tardías. Cálculo de la Calibración	
Empírica para Estrellas Gigantes.	55
III.D.3.- Comparación con Otras Determinaciones de T_{eff} y $\log g$.	55
III.D.4.- Estrellas en la Región Bivaluada del Diagrama ($[m_1]$,	
$[c_1]$).	60
III.D.5.- Estrellas Fuera de las Mallas Teóricas y/o Empíricas.	63
III.D.6.- Casos Particulares.	63
III.E.- Discusión y Conclusiones.	65
CAPITULO IV.- DIAGRAMA COLOR - MAGNITUD Y DIAGRAMAS COLOR - COLOR	
PARA LAS ESTRELLAS PECULIARES EN NGC 2264.	68
IV.A.- Diagrama Color - Magnitud.	68
IV.A.1.- El Diagrama.	68
IV.A.2.- Módulo de Distancia, Distancia y Enrojecimiento	
Promedio a NGC 2264.	70
IV.A.3.- Grupos de Estrellas en el Diagrama Color - Magnitud.	71
IV.B.- Diagramas Color - Color.	72
IV.B.1.- Estrellas Subluminosas y Gigantes Normales.	72
IV.B.2.- Estrellas Deficientes en el Infrarrojo.	78

CAPITULO V. - ESTRELLAS SUBLUMINOSAS.	83
V.A. - Estrellas Bajo Secuencia Principal (EBSF).	83
V.A.1. - Parámetros Físicos.	83
V.A.2. - Cálculo de Luminosidades Bolométricas.	85
V.A.3. - Discos Alrededor de Estrellas Jóvenes.	89
V.A.4. - Diagrama HR.	91
V.A.5. - Distribuciones de Energía Espectral.	93
V.A.6. - Los Casos Individuales.	96
V.A.7. - Masas y Edades Evolutivas.	101
V.A.8. - Extinción Gris en el Optico para W90 y Otras Estrellas en NGC 2264.	103
V.A.9. - Conclusiones.	104
V.B. - Las Estrellas Gigantes Rojas Subluminosas (GRS).	106
V.B.1. - Parámetros Físicos.	106
V.B.2. - Distribuciones de Energía Espectral y Diagramas Color - Color.	108
V.B.3. - Diagrama HR.	110
V.B.4. - Masas y Edades.	112
V.B.5. - Conclusiones.	113
V.C. - Estrellas Subluminosas Adicionales (ESA).	114
V.C.1. - Parámetros Físicos.	114
V.C.2. - Diagramas Color - Color.	116
V.C.3. - Distribuciones de Energia Espectral.	116
V.C.4. - Diagrama HR.	119
V.C.5. - Masas y Edades.	120
V.C.6. - Conclusiones.	121
V.D. - Gigantes Rojas en NGC 2264 (GR).	123
V.D.1. - Parámetros Físicos.	123
V.D.2. - Diagramas Color - Color. Diagrama HR. Curvas de Distribución de Energía Espectral.	123
V.D.3. - Membresía a NGC 2264.	126
V.D.4. - Conclusiones.	130
CAPITULO VI. - LAS ESTRELLAS DEFICIENTES EN EL INFRARROJO (EDIR).	132
VI.A. - Deficiencia en la Banda L con respecto a la Bandas H y K.	132
VI.B. - Deficiencia en el Infrarrojo con respecto al Optico.	135
VI.C. - Conclusiones.	136

CAPITULO VII. - EL VELADO EN LAS ESTRELLAS PECULIARES DE NGC 2264.	139
VII.A. - Distribuciones de Energia Espectral de las Estrellas Veladas.	139
VII.B. - Cálculo de Excesos de Color.	141
VII.C. - Diagramas de Excesos de Color.	145
VII.D. - Clasificación de Estrellas por Exceso en el Ultravioleta.	153
VII.E. - Estrellas Fuertemente Veladas (EFV).	155
VII.F. - Estrellas Moderadamente Veladas (EMV).	159
VII.G. - Estrellas Sin Velado (ESV).	160
VII.H. - Esquema Evolutivo para las Estrellas Peculiares en NGC 2264.	161
VII.I. - Conclusiones.	162
CAPITULO VIII. - CONCLUSIONES.	165
REFERENCIAS	171

RESUMEN

En esta tesis se presenta un estudio fotométrico en el óptico/ ultravioleta cercano (sistema uvby- β de Strömgren) y en el infrarrojo cercano (sistema JHKL'M) de más de 50 estrellas con peculiaridades en sus distribuciones de energía espectral, asociadas al cúmulo joven abierto con formación estelar en proceso NGC 2264. El 44% de las observaciones fueron tomadas cuasi - simultáneamente en estos dos intervalos espectrales. Los objetos estudiados son: i) estrellas situadas por debajo de la secuencia principal en el diagrama color - magnitud del cúmulo (estrellas bajo secuencia principal = E BSP); ii) estrellas clasificadas espectroscópicamente como de clase de luminosidad II-III, las cuales se sitúan 4 - 5^m por debajo de la rama de las gigantes en el diagrama color - magnitud (gigantes rojas subluminosas = GRS) ; iii) estrellas que según su posición en el diagrama color - magnitud parecen ser significativamente subluminosas con respecto a estrellas del mismo color (b-y) del cúmulo (estrellas subluminosas adicionales = ESA); iv) estrellas con tipos espectrales entre B y F cuyos flujos en el infrarrojo son aparentemente muy débiles comparados con su brillo en el visible (estrellas deficientes en el infrarrojo = EDIR); y v) estrellas veladas (= EV).

Se encuentra que el 70% de las estrellas de la muestra son variables ó posibles variables en el óptico/UV, la mitad de este subconjunto (36%) también son variables en β y que el 14% de las estrellas de la muestra presenta evidencia de variabilidad en el IR. Se proporciona un método para obtener temperaturas efectivas y gravedades superficiales y/o tipos espectrales fotométricos para estrellas observadas en el sistema uvby- β , usando calibraciones teóricas y/o empíricas de los índices de color en este sistema. Por falta de modelos adecuados, se propone una calibración empírica preliminar válida para estrellas G - M III. Combinando los tipos espectrales fotométricos de las estrellas programa con los reportados en la literatura se adopta un tipo espectral para cada estrella. Se determina una distancia $D = 910 \pm 50$ pc y un enrojecimiento $E(b-y) = 0.05 \pm 0.01$ a NGC 2264.

Se demuestra cuantitativamente que las E BSP se sitúan sobre ó arriba de la secuencia principal en el diagrama HR, aún cuando se toma en cuenta la contribución a la luminosidad de un disco de acreción activo ó de una compañera infrarroja, lo cual indica que no son intrínsecamente subluminosas. El fenómeno se explica en términos de extinción gris de la luz visible estelar

por partículas de polvo en promedio mayores que las del medio interestelar, posiblemente en un disco circunestelar pasivo visto de canto; y/o por el efecto del velado. Las GRS tienen luminosidades correspondientes a estrellas de clase de luminosidad V-III, en contradicción con sus clases de luminosidad espectroscópicas (II-III). Las propiedades fotométricas de las GRS indican que tienen discos de acreción activos, y las distribuciones de energía espectral de algunas de ellas sugieren que pueden tener compañeras infrarrojas. Se encuentra que ciertas ESA son objetos sin envolventes circunestelares que se encuentran cerca de δ en la fase evolutiva en la secuencia principal. Los excesos en el IR observados en otras ESA pueden ser debidos a la reemisión de la luz de la fotosfera estelar por un disco pasivo visto de canto que provoca extinción poco selectiva en el óptico, y/o a la presencia de compañeras infrarrojas. No podemos en este trabajo distinguir entre estas dos posibilidades. Se discute sobre la membresía a NGC 2264 de un grupo de estrellas G - K en la rama de las gigantes en el diagrama color - magnitud del cúmulo. No se confirma la existencia del fenómeno de deficiencia infrarroja en estrellas pre - secuencia principal reportado por otros autores, sino que, por el contrario, se observan excesos en el IR moderados en algunos de estos objetos.

El estudio de excesos de color en el UV, IR y en β para todas las estrellas estudiadas muestra que poseen envolventes con propiedades muy diversas. Se encuentra que las estrellas con grandes excesos en el UV también poseen grandes excesos en el IR, y la mayoría tiene también exceso en β , lo cual puede explicarse cualitativamente con modelos de discos activos de acreción. Sin embargo, el color (K-L') que se observa para algunas estrellas veladas es mayor que el predicho por los modelos, lo cual puede deberse a la presencia de compañeras infrarrojas y/o de discos ensanchados vistos de canto alrededor de estas estrellas. Para las estrellas veladas se encuentra una ley de potencias $\Delta F_{\lambda} \approx \lambda^{-0.97 \pm 0.25}$ en el intervalo espectral 1.65 - 3.8 μm , consistente con la encontrada a longitudes de onda mayores para estrellas T Tauri por otros autores. Por otra parte, existen también estrellas con excesos importantes en el IR y/o en β pero sin evidencia de emisión en el UV, lo cual descarta que sus discos sean activos. No se encuentra correlación entre los excesos en el IR y en β . En estas estrellas, los excesos en el IR pueden deberse a la reemisión en el IR de la luz estelar por el disco y/o a la presencia de compañeras infrarrojas, mientras que el exceso en β puede ser debido a la actividad cromosférica y/o a vientos estelares.

CAPÍTULO 1
INTRODUCCION.

I.A. - Envoltentes Circunestelares en Estrellas Jóvenes.

El estudio de las propiedades de las envoltentes que se encuentran alrededor de estrellas pre-secuencia principal es de gran importancia para entender la evolución de estos objetos. Además de absorber y reemitir una fracción de la radiación de la fotosfera estelar, las envoltentes poseen a veces radiación propia, lo cual modifica la distribución de energía espectral (DEE) observada del sistema estrella + envoltente, en comparación con la esperada para una estrella normal (i.e. sin envoltente). Lo anterior dificulta la comparación directa de las DEE de las estrellas jóvenes con aquéllas predichas por modelos de evolución pre-secuencia principal. Uno de los efectos de la presencia de las envoltentes es, por ejemplo, alterar la luminosidad de las estrellas subyacentes y, por lo tanto, su posición en el diagrama Hertzsprung - Russell (Lbol vs. Terr; diagrama HR), introduciendo gran incertidumbre en la estimación de los parámetros físicos (e.g. edad, masa) inferidos mediante trayectorias evolutivas teóricas en este diagrama (e.g. Cohen y Kuhn, 1979; Kenyon y Hartmann, 1990). Esto dificulta, por lo tanto, la determinación de cuestiones fundamentales sobre la evolución de un cúmulo dado, tales como el saber si la formación estelar en el mismo fue coeval, por brotes ó continua, y en qué escalas de tiempo se ha dado. La extinción de la luz estelar producida por las envoltentes así como la emisión propia de estas últimas producen, de manera similar, dispersión en las posiciones de las estrellas jóvenes en el diagrama color - magnitud del cúmulo, con consecuencias en la interpretación de la naturaleza de las estrellas afectadas (p. ej. ver Figura 1.1). Tal es el caso del cúmulo galáctico con formación estelar en proceso NGC 2264 (e.g. Walker, 1956; Strom et al., 1971, 1972a; Warner et al., 1977, de aquí en adelante WSS; Adams, et al., 1983). De manera adicional, la acreción de material de la envoltente (probablemente un disco circunestelar; ver p. ej. Bertout, 1989, y referencias ahí citadas) hacia la estrella central puede modificar significativamente la trayectoria evolutiva de ésta en el diagrama HR, comparada con la correspondiente a evolución sin acreción de masa (e.g. Cohen y Kuhn, 1979; Hartmann y Kenyon, 1990).

Por otra parte, el proceso mismo de disipación de las envoltentes

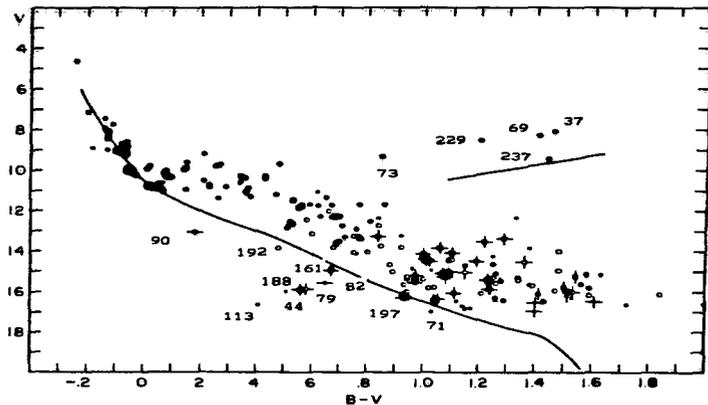


Figura 1.1.- Diagrama Color - Magnitud del Cúmulo NGC 2264, adaptado de Walker (1956). Notar: i) la dispersión en las posiciones de las estrellas, dado un valor de $(B-V)$, para $(B-V) \geq 0^m$, ii) el grupo de objetos localizados por debajo de la secuencia principal, y iii) el grupo de estrellas situadas por encima de la rama de las gigantes. Algunas estrellas están señaladas por su nombre.

circunestelares, al acercarse una estrella joven a su fase evolutiva en la secuencia principal, puede proporcionar claves importantes para investigar el proceso de formación de sistemas planetarios (ver p.ej. Strom et al., 1989, 1990; Skrutskie et al., 1990; Beckwith et al., 1990).

Las envoltentes circunestelares contienen gas y polvo residuales de la nube "placentaria" de la cual las estrellas se forman (ver Sección I.B). Si la envoltente de gas y polvo es ópticamente gruesa, ésta intercepta la radiación ultravioleta (UV) y visible proveniente de la fotosfera estelar, calentando las componentes que la constituyen. De esta forma se establece un equilibrio entre la energía absorbida de la estrella en longitudes de onda en el visible/UV, y la reradiada por la envoltente a longitudes de onda mayores. En consecuencia se produce un exceso de emisión en el infrarrojo (IR) de la distribución espectral de energía estelar observada (e.g. Poveda, 1965; Mendoza, 1966, 1968). Por otra parte, como se mencionó antes, la envoltente misma puede tener una luminosidad intrínseca que se superpone a la luminosidad de la estrella subyacente, produciendo de esta manera emisión adicional en el continuo y en las líneas del espectro estelar. Esta radiación adicional puede ser tan intensa que eclipsa a la fotosférica, dando origen a un grupo de estrellas llamadas "veladas" (ver Cohen y Kuhl, 1979, y referencias ahí incluidas).

En las interpretaciones más recientes del fenómeno (ver p. ej. Bertout, 1989, y referencias ahí citadas), el "velado" puede tener origen en la frontera entre un disco de acreción activo que rota en forma kepleriana alrededor de la estrella y la fotosfera estelar, la cual rota a velocidades considerablemente menores. Una gran parte del momentum ó impulso angular del material circunestelar se disipa en esta frontera disco - fotosfera (llamada "capa límite") mediante procesos viscosos, produciendo de esta forma emisión principalmente en la región azul/UV del espectro y en líneas (Bertout et al., 1988; Basri y Bertout, 1989). El efecto de velado espectral también puede tener origen en una cromósfera activa de gas ionizado alrededor de la estrella (Calvet et al., 1984). Mundt (1979), por otra parte, atribuye estas manifestaciones al efecto de una onda de choque que se produce al acretar las estrellas YY Ori material de la envoltente por caída libre.

La presencia y el efecto de las envoltentes circunestelares sobre las estrellas jóvenes se manifiesta, en consecuencia, produciendo distribuciones de energía espectral "anómalas", es decir, distribuciones muy diferentes a las que presentan estrellas normales con temperaturas superficiales,

gravidades y abundancias químicas similares a las de los objetos "peculiares".

I.B.- Formación Estelar y Evolución de Estrellas Pre-Secuencia Principal.

En esta sección presentamos un breve resumen del esquema general de formación de estrellas y de evolución pre-secuencia principal, con el objeto de entender el origen de las envolventes circunestelares.

La formación de estrellas en nubes moleculares y su evolución pre-secuencia principal se desarrolla en cinco etapas principales (ver Shu et al., 1987, y referencias ahí citadas), las cuales se ilustran esquemáticamente en la Figura 1.2. La primera etapa es la formación de núcleos densos de gas y polvo con densidades $n(\text{H}_2) > 10^4 \text{ cm}^{-3}$, masas $M \approx 1 M_{\odot}$, tamaños $R \approx 10^{-1} \text{ pc}$, temperaturas $T \approx 10 \text{ K}$ y rotando a velocidades bajas ($\Omega \approx 1 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$), en nubes moleculares con $n(\text{H}_2) \approx 10^{2.5} \text{ cm}^{-3}$, $M \approx 10^3 - 10^4 M_{\odot}$, $R \approx 2 - 5 \text{ pc}$ y $T \approx 10 \text{ K}$. Los núcleos densos se detectan mediante la emisión de moléculas como NH_3 , CS , H_2CO y HC_3N , las cuales son trazadoras de regiones de alta densidad dentro de nubes moleculares. Existe una masa crítica, M_{cr} , que es proporcional al flujo de campo magnético en una nube, por debajo de la cual el campo magnético puede soportar el colapso gravitacional de la nube. En nubes subcríticas, ésto es, cuya masa es menor a la masa crítica ($M_{\text{nube}} < M_{\text{cr}}$), la formación de los núcleos ocurre a través de la fuga lenta del soporte magnético (y turbulento) mediante el proceso de difusión ambipolar. Estas nubes formarán sólo estrellas de baja masa ($M_{\star} < 2 M_{\odot}$). En las nubes supercríticas ($M_{\text{nube}} > M_{\text{cr}}$), por otra parte, los núcleos pueden formarse como consecuencia de la fragmentación de la nube como un todo, y darán lugar a la formación de estrellas de alta masa ($M_{\star} > 2 M_{\odot}$).

La segunda fase comienza cuando un núcleo en proceso de condensación se vuelve inestable y se colapsa dinámicamente del centro hacia fuera. Esta fase está caracterizada por una protoestrella central y un disco circunestelar embebidos dentro de una envolvente de polvo y gas que cae sobre ellos. El material que cae pasa a través de un choque de acreción, el cual, junto con la acreción dentro del disco, produce la contribución principal a la luminosidad para protoestrellas de baja masa. La DEE emergente de los modelos teóricos en esta etapa concuerda con las DEE planas ó crecientes en el intervalo espectral $\lambda \approx 2 - 25 \mu\text{m}$ encontradas en fuentes infrarrojas en las nubes del Toro y $\rho \text{ Oph}$ (e.g. Adams et al., 1987, 1988;

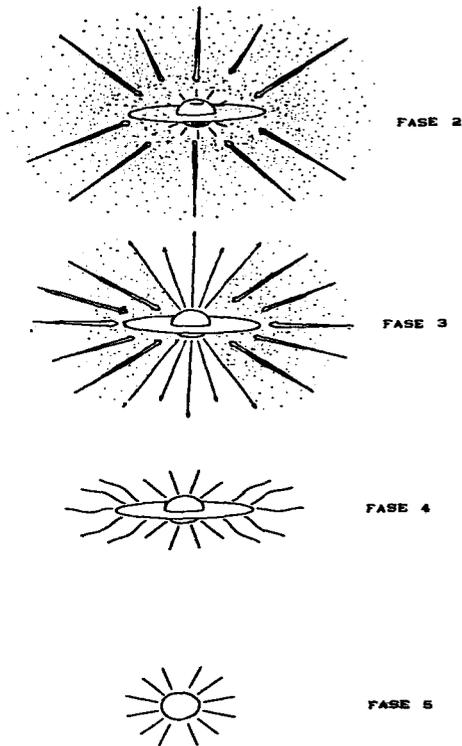
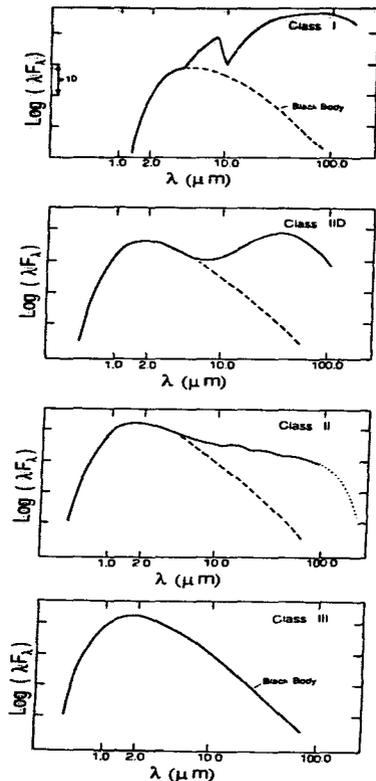


Figura 1.2.- Las cinco etapas de formación estelar y evolución pre-secuencia principal de estrellas de baja masa (adaptado de Shu et al., 1987, y Wilking, 1989). A la izquierda se muestran las distribuciones de energía espectral típicas correspondientes a las últimas cuatro fases. Ver texto.

Wilking, 1989).

Conforme la protoestrella acreta materia, el deuterio eventualmente se quemará en las regiones centrales y la estrella será casi completamente convectiva si su masa es menor que ≈ 2 Mo. Si la convección y la rotación diferencial de la estrella se combinan para formar un dinamo, la estrella puede generar un viento estelar. Al principio el viento chocará con el material que cae hacia la superficie estelar. Sin embargo, el material caerá gradualmente de manera preferencial sobre el disco, permitiendo de esta manera que el viento escape a través de los polos rotacionales. En consecuencia, se formarán chorros (jets) colimados y flujos bipolares (ver p. ej., Fukui, 1989; Uchida, 1989). Entonces la protoestrella entra a la siguiente (tercera) etapa de evolución: la fase de flujo bipolar.

A medida que el tiempo avanza, el material caerá de manera preferencial cada vez más sobre el disco que sobre la estrella. El ángulo sólido de escape del viento crecerá paulatinamente hasta "limpiar" los 4π esteradianes disponibles, y la estrella será por primera vez visible en el óptico situándose en la "línea de nacimiento" en el diagrama HR (Stahler, 1983, 1988; ver también Cohen y Kuhl, 1979). Esta es la cuarta fase evolutiva. En el caso de estrellas de baja masa corresponde a la fase de una estrella del tipo T Tauri rodeada de un disco remanente. La radiación del disco se suma a la DEE esperada de la fuente como excesos de radiación en el IR, UV, óptico y en líneas. La magnitud de los excesos depende de si el disco es principalmente pasivo y sólo reprocesa los fotones estelares (e.g., Adams et al., 1987, 1988; Kenyon y Hartmann, 1987), ó si es relativamente masivo y la tasa de acreción de masa del disco a la estrella es alta ($\dot{M} \approx 10^{-7}$ Mo/año), i.e., si es activo (e.g., Bertout et al., 1988; Basri y Bertout, 1989). Se esperan también discos alrededor de estrellas de masa alta.

La quinta fase de evolución corresponde a la desaparición del disco nebular conforme su masa se incorpore en planetas ó compañeras estelares, ó bien, se disperse por el viento estelar. En el caso de estrellas de baja masa tales objetos son probablemente las estrellas T Tauri "débiles" ó "desnudas" (Walter, 1987; Walter et al., 1988). Las estrellas de masa alta, por otra parte, aparentemente llegan a la secuencia principal todavía en la fase de acreción.

I.C. - Distribuciones de Energía Espectral de Objetos Estelares Jóvenes.

La distribución de energía espectral (DEE) de los objetos estelares jóvenes (OEJ) puede caracterizarse por su pendiente entre $\lambda \approx 2 - 25 \mu\text{m}$ (ver Fig. 1.2) (Lada, 1987; ver también Adams et al., 1987, 1988; Wilking, 1989):

$$a = d \log(\lambda F_\lambda) / d \log(\lambda) \quad (1.1)$$

Una DEE de clase I tiene $a > 0$ y es mucho más ancha que la de un cuerpo negro a una sola temperatura. Estas DEE están asociadas con los OEJ más fríos y oscurecidos, los cuales presentan poca ó ninguna emisión de una fotosfera estelar. Los objetos de clase I se encuentran cerca de los núcleos moleculares densos y están asociados frecuentemente con gas molecular de alta velocidad (Myers et al., 1987).

Una DEE de clase II tiene $-2 < a < 0$ y es característica de las estrellas T Tauri (e.g. Rucinski, 1985). Aunque las DEE de clase II son todavía más anchas que las de un cuerpo negro a una sola temperatura debido a la presencia de polvo caliente cercano a la estrella, la gran componente de polvo frío que emite en el lejano IR, evidente en las DEE de clase I, está ausente.

Una DEE con $a < -2$ tiene poco ó ningún exceso en el IR y se clasifica como de clase III. Estas DEE se parecen a las de cuerpos negros enrojecidos. Las estrellas post-T Tauri, T Tauri "débiles" ó "desnudas" y las estrellas de campo muestran esta clase de DEE.

Las subclases IID y IIID se añaden para describir DEE con doble máximo. El primer máximo tiene origen en el visible lejano / cercano IR causado por una fotosfera enrojecida, mientras que el segundo es debido a polvo frío y ocurre en el lejano IR ($\lambda \approx 10 - 100 \mu\text{m}$). Las DEE de clase IIID son típicas de estrellas luminosas asociadas con nebulosas de reflexión.

De acuerdo al esquema teórico presentado en la sección I.B, las DEE de clase I, IID, II y III corresponden, respectivamente, a las fases evolutivas segunda, tercera, cuarta y quinta (ver Figura 1.2).

I.D. - Anomalías en Estrellas Asociadas a Cúmulos Jóvenes.

I.D.1. - Estrellas Subluminosas.

Como se mencionó en la sección I.A, un efecto aparente de las envolventes circunestelares es causar anomalías en las DEE de las estrellas subyacentes cuando las comparamos con sus homólogas normales en T_{eff} , $\log g$

y abundancias químicas pertenecientes a las mismas asociaciones. Además de las estrellas jóvenes con excesos en el IR, en el óptico/UV y con líneas en emisión (p.ej. estrellas T Tauri ó Ae/Be de Herbig; Bertout, 1989; Appenzeller y Mundt, 1989; Finkenzeller y Mundt, 1984), se puede mencionar la presencia de estrellas situadas significativamente *por debajo* de la secuencia principal de edad cero (SPEC) en el diagrama color - magnitud de ciertos cúmulos jóvenes, estrellas también llamadas enanas subluminosas (ver p. ej. la Fig. 1.1). Nos referiremos en este trabajo a estas estrellas como estrellas bajo secuencia principal (E BSP). Algunos cúmulos jóvenes que tienen estrellas de este tipo asociadas físicamente son NGC 2264, Tauro - Auriga, I Ori y las Pléyades (ver por ejemplo Poveda, 1965). Un connotado ejemplo de este tipo de objetos es LH α 25 (= W90; el prefijo "W" se refiere a las estrellas de la lista de Walker, 1956) en NGC 2264 en la constelación del Unicornio (Monoceros), la cual es sublumínosa por $\approx 1 - 2^m$ en V con respecto a sus similares de la secuencia principal en el diagrama (V, B-V) (ver Figs. 1.1 y 1.3). Strom et al. (1972a) han señalado, por otra parte, a un grupo de estrellas en NGC 2264 que, aún cuando no están situadas en la región debajo de la SPEC en el diagrama color - magnitud del cúmulo, parecen ser significativamente subluminosas con respecto a otras estrellas del mismo color en el cúmulo. Nos referiremos a estos objetos como estrellas subluminosas adicionales (ESA). Ejemplos de este tipo son las estrellas W165, W104 y W151 (Fig. 1.3). Adicionalmente, en este mismo cúmulo sobresalen cuatro estrellas clasificadas como estrellas K III-II por WSS, que se sitúan sin embargo $\approx 4^m - 5^m$ en el diagrama color - magnitud por debajo de la rama donde se ubican las gigantes usualmente, sugiriendo envolventes circunestelares similares a las presentes en el caso de enanas subluminosas. Estas estrellas son W126, W139, W184 y W217; nos referiremos a ellas como "gigantes rojas subluminosas" (GRS) (Fig. 1.1). Una de las metas del presente trabajo consistirá en estudiar este fenómeno de subluminosidad (aparente) en estrellas jóvenes asociadas a regiones con formación estelar reciente en proceso.

I.D.1a.- Algunas Explicaciones para las Estrellas Subluminosas.

En el campo teórico y de la evolución estelar, algunas explicaciones han sido dadas en la literatura para el fenómeno de subluminosidad en estrellas pre - secuencia principal. Poveda (1965) sugirió que la posición de las E BSP en el diagrama color - magnitud puede explicarse mediante

extinción casi gris (i.e. poco selectiva) en el visible de la luz estelar por la envolvente circumestelar, producida por partículas de polvo grandes ($a \geq 1\mu\text{m}$) relativas a la longitud de onda de la luz en el visible ó planetesimales. Si la estrella es vista a través de p. ej. un disco circumestelar constituido por este tipo de partículas, la luz estelar sufrirá una gran extinción en el visual, sin que su color (B-V) se modifique de manera sustancial. El efecto neto sobre el diagrama color - magnitud será el desplazamiento de la posición de la estrella casi paralelo al eje vertical (V), simulando en consecuencia una estrella sublumínosa. En casos extremos, la estrella puede situarse debajo de la secuencia principal en el diagrama color - magnitud. Si éste es el caso, Poveda (1965) predijo la existencia de excesos significativos en el flujo infrarrojo para las estrellas jóvenes en general, y para estos objetos en particular, como resultado de las absorciones y reemisiones múltiples de los fotones visibles y en el ultravioleta estelares por parte de los granos de polvo presentes en las envolturas. Mendoza (1966, 1968) encontró observacionalmente los excesos en el IR predichos por Poveda para las estrellas T Tauri. Strom et al. (1972a) han sugerido este mecanismo también para aquellas estrellas aparentemente sublumínosas en el diagrama color - magnitud de NGC 2264. Strom et al. (1972a) y WSS encontraron excesos significativos en el IR para las EBSP y algunas ESA en NGC 2264, dando así evidencia a favor de la hipótesis de extinción gris sugerida por Poveda. Por otra parte, WSS han señalado que el "velado" en estrellas más tardías que $\approx F2$ puede hacer más azul su color (B-V), desplazándolas por lo tanto hacia la izquierda en el diagrama color - magnitud, y situándolas en casos extremos aparentemente por debajo de la secuencia principal. Estos autores sugieren el mecanismo anterior para los casos de las EBSP W188 y V116 (el prefijo "V" se refiere a las estrellas en la lista de Vasilevskis et al., 1965), para las cuales espectros de muy baja dispersión ("scanner spectra") indican un tipo espectral más tardío que el que se obtiene de su color (B-V).

Conforme al esquema general de evolución pre - secuencia principal (Sección I.B), se espera que las estrellas pre-secuencia principal sean más grandes y más brillantes que sus homólogas en tipo espectral de la secuencia principal, y por lo tanto que estén situadas *por encima* de la secuencia principal en el diagrama HR (ver p.ej. Cohen y Kuhl, 1979; Finkenzeller y Mundt, 1984). Por otro lado, si se logra demostrar la existencia de estrellas por debajo de la secuencia principal, ésto es, de estrellas

intrínsecamente subluminosas, todo este marco evolutivo se cuestiona. Ambartsumian (e.g. Ambartsumian y Mirzoyan, 1982; ver también Haro, 1989) sugiere la posibilidad de la existencia de materia superdensa, ésto es, con densidad mayor a la de los núcleos atómicos. La materia superdensa al decaer produciría las eyecciones de material que se observan a todas escalas en el universo, ésto es, se expandiría al evolucionar. De esta manera se pueden explicar un universo en expansión, la "evaporación" de asociaciones estelares, los vientos galácticos y estelares, los flujos moleculares, etc.. En este esquema, una estrella sublumínosa no es más que un estado temprano de una estrella pre - secuencia principal, la cual contendría todavía cantidades importantes de materia superdensa en su interior, siendo en consecuencia un cuerpo pequeño y poco luminoso. De ahí la importancia de su estudio.

I.D.1b. - La Estrella W90 en NGC 2264.

La estrella bajo secuencia principal estudiada de manera más sistemática por su alta luminosidad aparente es W90 en NGC 2264. A partir del estudio de los perfiles de las líneas espectrales H ϵ y H δ , Strom et al. (1971) concluyen que la gravedad estimada de esta forma para W90 sugiere una luminosidad más alta que la que se infiere de su posición en el diagrama color - magnitud. De hecho, Strom et al. (1972b) encuentran que es posible colocar a W90 arriba de la secuencia principal en el diagrama HR ($\log L_{bol}$ vs $\log T_{eff}$), si adoptan un tipo espectral A2 para la estrella. Sin embargo, existe una gran discrepancia entre la luminosidad que los primeros autores predicen del estudio de los perfiles de líneas, $L \approx 1000 L_{\odot}$, y la que los segundos obtienen integrando la curva de distribución de energía de la estrella desde la banda U ($\lambda = 0.35\mu m$) hasta la banda N ($\lambda = 10.4 \mu m$), $L \approx 22 L_{\odot}$. La integral bajo la curva de distribución de energía nos permite obtener una buena estimación de la luminosidad de una estrella, siempre y cuando conozcamos la extinción interestelar y la distancia al objeto. En el caso de objetos con envolventes circunestelares de polvo y gas, el método es satisfactorio para el caso de simetría esférica ó discos anchos (por disco ancho se entiende que las dimensiones del mismo son mayores que el diámetro de la estrella) vistos desde una geometría apropiada, y siempre y cuando la envolvente no sea "activa" (i.e. irradia energía propia, de procedencia no estelar). Cohen y Kuhl (1979) obtienen un tipo espectral B9-A0 para W90 y una luminosidad $L \approx 65 L_{\odot}$ (combinando espectros de baja resolución en la

región espectral 4270-6710 Å con fotometría en el IR hasta $\lambda = 18 \mu\text{m}$, y extrapolando a longitud de onda infinita), lo cual es suficiente para colocarla arriba de la secuencia principal en el diagrama HR. En contradicción a esto último, Finkenzeller y Mundt (1984) calculan $L = 22 \pm 5 L_{\odot}$ usando datos fotométricos desde la banda U hasta la banda M ($\lambda = 4.7 \mu\text{m}$) y extrapolando el flujo estelar a longitud de onda infinita. Adoptando un tipo espectral B8Vpe para W90, estos autores colocan a la estrella por debajo de la secuencia principal en el diagrama HR. Recientemente, Pérez et al. (1987, 1989) encuentran un tipo espectral B8Vpe y derivan una luminosidad $L \approx 40-54 L_{\odot}$ para este objeto, lo cual lo coloca de nuevo por debajo de la secuencia principal en el diagrama HR, aunque estos autores señalan que esta discrepancia no es significativa si adoptan la secuencia principal de edad cero (SPEC) calculada por VandenBergh y Bridges (1984), en lugar de la dada por Schmidt - Kaler (1982). Cabe señalar aquí que las estimaciones de Pérez et al. no incluyen observaciones en el IR: la luminosidad de W90 se obtuvo a partir de su brillo aparente en el visible, corregido por la extinción interestelar/circunestelar $A_v \approx 1.38$ que ellos derivan, aplicando una corrección bolométrica adecuada a su tipo espectral, y adoptando una distancia de 950 pc a NGC 2264. Es conveniente hacer notar que esta distancia es mayor a la considerada en estudios previos de 800 pc (ver p. ej. Walker, 1956).

Debido a las dificultades en situar entre otras a la estrella W90 en el diagrama HR, así como a la ausencia de un estudio sistemático del papel que puedan desempeñar la extinción gris y/o el velado en la posición de las estrellas subluminosas (EBSP, GRS, ESA) en el diagrama color - magnitud, hemos decidido reexaminar en el presente trabajo con más detalle este problema. En particular, no es claro si los excesos IR de las EBSP son suficientes para colocarlas arriba ó sobre la secuencia principal en el diagrama HR, aún en el caso más favorable (reradiación isotrópica, geometría esférica).

I.D.2. - Estrellas Deficientes en el Infrarrojo.

Strom et al. (1972a) y WSS han llamado la atención sobre un grupo de estrellas, también asociadas a NGC 2264, que sobresalen del resto por ser deficientes en su flujo infrarrojo. Aún cuando estos objetos tienen posiciones normales ó esperadas en el diagrama color - magnitud (B-V, V), poseen flujos en el IR aparentemente muy débiles con respecto a sus flujos

en el visual. Estas estrellas deficientes en el infrarrojo (EDIR) tienen índices de color (V-K) y/o (V-L) muy azules con respecto a los colores para sus contrapartes de secuencia principal y/o gigantes con el mismo tipo espectral ó índice (B-V). Ejemplos de esta clase de objetos son V1, V2, V18 y W181 (Fig. 1.4). WSS presentan curvas de distribución de energía espectral para algunas de las EDIR: en ellas sobresale el efecto de deficiencia en los flujos infrarrojos en las bandas K y L en λ 2.2 y 3.5 μ m con respecto a los flujos en el visible en las bandas B y V en λ 0.44 y 0.56 μ m (Fig. 1.5). Un efecto similar puede verse para varias estrellas en la asociación OB I Ori reportadas por Lee (1968), y para las estrellas brillantes de campo δ Sco y Sirio (Iriarte, 1969). De la fotometría de WSS, y que más adelante discutiremos (Capítulo VI), hemos encontrado que a este grupo de EDIR también pertenecen las estrellas W83, W109, W132, W157, W181, W187, W222 y V2.

La existencia de EDIR es un problema sorprendente dentro de la teoría de evolución estelar. Es sabido y generalmente aceptado que una estrella normalmente sigue en el IR una distribución de energía de cuerpo negro, ó tiene un exceso sobre esta última por la presencia de envolventes circumstelares tibias ó calientes (ver p. ej. Secciones I.A y I.B). En contraposición a ésto, Strom et al. (1972a) han sugerido que el fenómeno de deficiencia IR en ciertos objetos pre-secuencia principal pudiera ser resultado de una extinción anómala, producto de la mezcla de partículas de polvo de tamaño similar a las del medio interestelar y de partículas de polvo muy grandes ($a > 1 \mu$ m) en sus envolventes. WSS han señalado, sin embargo, que este comportamiento peculiar podría ser un resultado falso como consecuencia de la variabilidad intrínseca de algunos de estos objetos, ya que las observaciones en el óptico y en el IR, que ellos combinan para obtener la distribución de energía espectral de las estrellas, no fueron adquiridas simultáneamente. En consecuencia, estos autores sugieren realizar este tipo de observaciones extendiéndose a longitudes de onda lo más grande posible, para así esclarecer este punto. La verificación observacional de la existencia de estrellas deficientes en el IR ha sido una de las motivaciones principales del presente trabajo.

I.D.3. - El Velado en Estrellas Pre-Secuencia Principal.

El efecto del velado en las distribuciones de energía espectral parece ser un fenómeno muy frecuente entre las estrellas pre - secuencia principal

(e.g. Cohen y Kuhl, 1979). Como se mencionó antes (Sección I.A), la emisión en el continuo y en líneas en la región azul y UV del espectro de estos objetos puede explicarse en términos de una cromósfera activa de gas ionizado, ó bien mediante la disipación de energía por procesos viscosos en la frontera entre un disco circunestelar acretante y la fotosfera estelar. Rydgren et al. (1976) fueron capaces de reproducir el velado espectral, las líneas en emisión, y una buena parte de los excesos infrarrojos observados en 49 estrellas T-Tauri en el Toro y en ρ Oph, usando un modelo simple basado en la fotosfera de una estrella tardía rodeada por una envolvente gaseosa caliente ($T \approx 20000$ K) y ópticamente delgada. Sin embargo este modelo no puede explicar los excesos planos observados en el infrarrojo ($\lambda \approx 3.4 - 5 \mu\text{m}$) en estos objetos.

Por otra parte, Bertout et al. (1988) y Basri y Bertout (1989) también son capaces de reproducir las distribuciones de energía espectral desde el UV hasta el IR ($\lambda \approx 10 \mu\text{m}$) de una muestra de estrellas T Tauri extremas, usando un modelo de disco de acreción activo rodeando a las estrellas (estrellas T Tauri extremas son las que presentan un espectro de líneas muy fuerte en emisión, con un continuo en exceso desde el UV hasta el visible; ver Joy, 1945, 1949; Herbig, 1962). Sin embargo, las distribuciones de energía observadas para DR Tau, DG Tau, RY Tau y T Tau no pueden ser reproducidas para $\lambda \geq 1 \mu\text{m}$ por Bertout et al. con su modelo. En particular, el modelo de disco de acreción activo predice una correlación positiva entre la intensidad de velado en el continuo UV/óptico y en líneas espectroscópicas con el exceso IR que presentan estos objetos jóvenes. Sin embargo, no es claro que dichas características estén siempre correlacionadas en el caso de las estrellas pre-secuencia principal: por ejemplo, WSS por un lado, y Rydgren (1977) por el otro, no encontraron una correlación convincente entre indicadores de emisión en el UV y en las líneas de Balmer con los excesos IR observados en los objetos miembros de NGC 2264 que estudiaron.

Muy recientemente parece haber consenso sobre la relación existente, en el caso de las estrellas T Tauri, entre excesos de emisión en el IR con el velado en la región óptica del espectro (Hartigan et al., 1990) y también con la emisión en líneas indicadoras de vientos estelares como H α , [OI] $\lambda 6300$ y [NII] $\lambda 6731$ (Cabrit et al., 1990). Estos resultados pueden explicarse de manera unificada mediante la existencia de discos activos alrededor de estos objetos: el exceso en el IR provendría principalmente de

la conversión de la energía potencial gravitacional en radiación debida a la acreción a través del disco, los excesos en el óptico/UV tendrían lugar en la capa límite entre el disco de acreción y la fotosfera, y la relación entre las líneas de emisión y el exceso IR podría indicar que el viento estelar está relacionado de alguna manera con la tasa de acreción de material del disco a la estrella (e.g. Hartmann, 1990). Por lo tanto, otra motivación de la presente tesis es reexaminar las posibles correlaciones entre los excesos de emisión en el óptico/UV, en el IR cercano y en la línea H β a la luz de nuevas observaciones fotométricas en estas longitudes de onda.

I.E. - El Cúmulo Joven Abierto NGC 2264.

En esta tesis se eligió estudiar los fenómenos de subluminosidad, de deficiencia en el IR y de velado en objetos pre-secuencia principal asociados al cúmulo joven abierto NGC 2264. Las razones son las siguientes: i) los tres tipos de anomalías están representados entre sus miembros, ii) el enrojecimiento interestelar en la dirección del mismo es pequeño ($E(B-V) \approx 0.06$, e.g. Walker, 1956; Pérez et al., 1987; este trabajo), lo cual permite, en principio, discernir adecuadamente las propiedades de las envolventes circunestelares de sus miembros, iii) existen varias determinaciones de distancia al mismo (ver la compilación de Pérez et al., 1987; este trabajo), iv) Vasilevskis et al. (1965) hicieron un estudio de movimientos propios para una muestra significativa de estrellas asociadas al cúmulo, dando probabilidades de pertenencia al mismo para la mayoría de las estrellas consideradas en este estudio, v) existen determinaciones de movimientos radiales para algunos objetos asociados al mismo (e.g., Trumpler, 1956, citado por Walker, 1956; Underhill, 1958; Strom et al., 1971), y vi) se dispone de posiciones muy precisas ($\approx 1''$) para todas las estrellas de la lista de Walker (1956) y algunas de la de Vasilevskis et al. (1965) (López-Molina et al., 1990; ver también Lapicz, 1984).

I.E.1. - Tamaño y Contenido del Cúmulo.

El cúmulo joven abierto NGC 2264 (C 0638+099, S 273, G 203+2, Mon OB1) se localiza en la parte norte de la constelación del Unicornio (Monoceros), y está caracterizado por la presencia de nebulosas de emisión y regiones oscuras. Una revisión completa de los datos astrofísicos hasta 1979 en este cúmulo ha sido publicada por Walsh (1980). Su tamaño proyectado en el cielo

es de ≈ 1.3 grados². Se han observado diversas especies moleculares en la región, entre ellas: OH, CO, CS, SO, H₂S, HCN, DCN, HCO⁺, DCO⁺, NH₃, NaD⁺, H₂CO, HC₃N y CH. La región presenta una formación estelar muy intensa, ya que contiene una gran cantidad de objetos jóvenes tales como estrellas T Tauri y Ae/Be de Herbig, estrellas con H α en emisión, glóbulos de Bok, objetos Herbig-Haro, fuentes infrarrojas embebidas compactas, máseres de H₂O, así como regiones HII y nubes moleculares. Algunas observaciones más recientes revelan el descubrimiento de nuevos objetos Herbig-Haro y sus posibles fuentes excitadoras (Cohen et al., 1985), fuentes en el cercano IR compactas (Castelaz y Grasdalen, 1988; Mendoza et al., 1990 b), flujos moleculares (algunos bipolares) (Margulis y Lada, 1986; Margulis et al., 1988), fuentes compactas en el continuo de radio (Rodríguez y Curiel, 1989; Mendoza et al., 1990 b), y un máser de H₂O (Mendoza et al., 1990 b). Asimismo, hay ≈ 30 objetos del catálogo de fuentes puntuales del IRAS en la región del cúmulo (Beichman et al., 1988).

En la Figura 1.6 se presenta un mapa de NGC 2264 en donde se han señalado con flechas a las estrellas que se incluyen en esta tesis. Las cruces marcan las posiciones de las fuentes IRAS en la región (ver Sección II.D). La línea sólida señala la emisión de CO (1 \rightarrow 0) correspondiente a una temperatura de antena de 6⁰K (Margulis y Lada, 1986), y la línea quebrada marca la frontera aproximada de la nube oscura asociada al cúmulo obtenida de la inspección de la placa roja de Palomar (e.g. Vasilevskis et al., 1965). Se puede apreciar que la mayoría de las estrellas estudiadas en este trabajo están proyectadas contra la nube molecular. Debido a que la extinción promedio al cúmulo es pequeña, como se mencionó antes, la mayoría de las estrellas estudiadas aquí se encuentra sobre la superficie de la nube molecular, ésto es, no están embebidas significativamente dentro de ésta.

I.E.2. - Edad, Masa e Historia de Formación Estelar.

Aunque la edad nuclear de NGC 2264 es $\approx 3 \times 10^6$ años (Walker, 1956), existe evidencia de que la formación estelar en el mismo ha sido continua a lo largo de más de 10^7 años, por una parte, y secuencial en la masa de las estrellas formadas, por la otra (WSS ; Adams et al., 1983). Las estrellas de menor masa comenzaron a formarse hace $\approx 10^7$ años, alcanzando un máximo en la tasa de formación hace $\approx 4 - 5 \times 10^6$ años. Posteriormente, el máximo de formación estelar se ha desplazado sucesivamente a estrellas de masa cada vez mayor. Por otra parte, se estima que la tasa de formación estelar en los

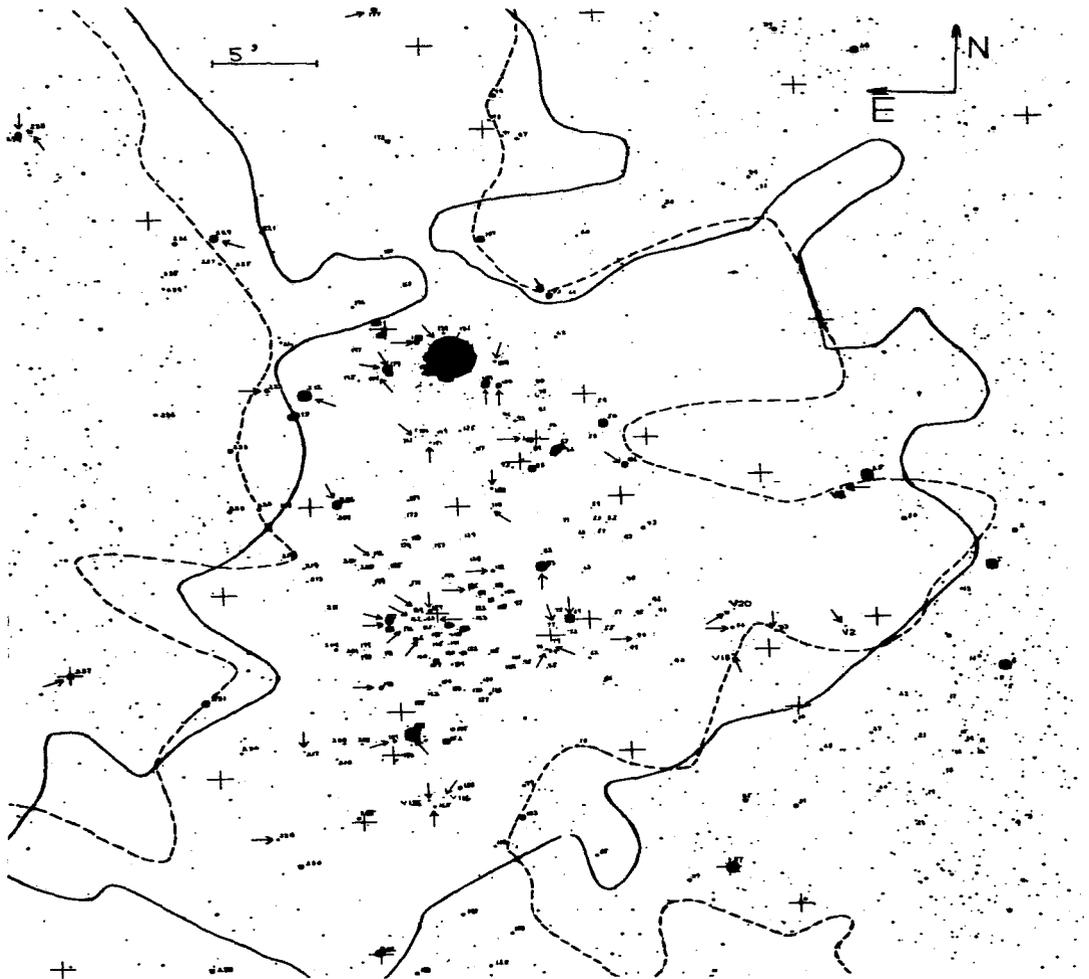


Figura 1.6.- Mapa del cúmulo NGC 2264 (adaptado de Walker, 1956). Las estrellas incluidas en esta tesis están señaladas con flechas. Las cruces indican la posición de las fuentes IRAS en la región. La línea sólida representa la emisión de CO ($1 \rightarrow 0$) correspondiente a una temperatura de antena de 6 K (Margulis y Lada, 1986). La línea quebrada marca la frontera aproximada de la nube oscura asociada al cúmulo.

últimos 6×10^6 años ha sido entre 7×10^{-6} y 4×10^{-5} estrellas por año (ver Franco, 1984, y referencias ahí citadas). Asimismo, la función de luminosidad del cúmulo es consistente con la función de Salpeter (Adams et al., 1983).

Crutcher et al. (1978) encuentran que la nube molecular consiste de al menos seis fragmentos con densidades entre 10^3 y 10^4 cm^{-3} . La masa total en estos fragmentos es $\approx 7 \times 10^3 M_{\odot}$, mientras que la masa total en el complejo, derivada del teorema virial, es de $2 - 3 \times 10^4 M_{\odot}$ (ver también Franco, 1984, y referencias ahí citadas). Como la masa en estrellas es $\approx 1000 M_{\odot}$ (Blaauw, 1964; Adams et al., 1983), la eficiencia de formación estelar es $\approx 2 - 4 \%$.

I.E.3. - Estudios Fotométricos y Espectrofotométricos Previos.

A continuación mencionamos algunos estudios fotométricos y/o espectrofotométricos extensivos recientes de la población estelar de NGC 2264, no incluidos en la compilación de Walsh (1980), y anteriores al incluido en este trabajo: espectroscopia de baja resolución ($\approx 7 \text{ \AA}$) en el intervalo de 4270 - 6710 \AA y fotometría HKL de 37 estrellas pre-secuencia principal (Cohen y Kuhl, 1979); fotometría UBVRI de 70 objetos en la región (Mendoza y Gómez, 1980); fotometría UBVRIJHKL cuasi-simultánea de ≈ 15 estrellas tipo T Tauri (Rydgren y Vrba, 1981; Rydgren et al., 1982); fotometría UBV de 138 estrellas (Sagar y Joshi, 1983); fotometría fotográfica UBV de ≈ 300 estrellas con $17^m \leq V \leq 22^m$ (Adams et al., 1983); fotometría UBVRIJHKLM y espectrofotometría de 22 estrellas OB en el intervalo $\approx 3600 - 7100 \text{ \AA}$ con dispersiones de 60 y 172 $\text{\AA}/\text{mm}$ (Pérez et al., 1987); y fotometría uvby- β de 21 estrellas relativamente brillantes ($V \leq 12^m.5$) (Pérez et al., 1989). Otros estudios que se concentran sobre algunas estrellas peculiares de cúmulo se mencionan en los capítulos posteriores de esta tesis.

I.F. - Objetivos y Organización de la Tesis.

El objetivo de este trabajo es estudiar los fenómenos de subluminosidad, de deficiencia IR y de velado en objetos pre - secuencia principal asociados al cúmulo joven abierto NGC 2264. Se busca verificar la realidad de los fenómenos, cuantificarlos, estudiar posibles correlaciones entre ellos y con la variabilidad intrínseca de estas estrellas jóvenes. Nuestra meta final es entender el estado evolutivo de dichos objetos peculiares dentro del marco de evolución estelar pre - secuencia principal

como lo conocemos actualmente. Con este fin se observaron en el óptico (sistema fotométrico uvby- β y en el IR cercano (sistema fotométrico JHKL'M) más de 50 estrellas peculiares en NGC 2264. Las estrellas de la muestra del presente trabajo fueron seleccionadas principalmente de las listas de Walker (1956), Strom et al. (1972a) y WSS, tratando de dar representatividad de los distintos grupos de estrellas en NGC2264. Las observaciones en el óptico y en el cercano infrarrojo fueron tomadas casi- simultáneamente para un buen número de estrellas. Estas observaciones abarcan el intervalo espectral desde $\lambda\lambda$ 0.35 hasta 4.7 μm , y en algunos casos fueron complementadas con observaciones reportadas en la literatura a longitudes de onda mayores.

Al realizar el trabajo se tuvieron en cuenta dos cosas: realizar un estudio observacional, y utilizar la infraestructura del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) en San Pedro Mártir (SPM), BCN. Reportes preliminares de nuestros resultados se pueden ver en Neri et al. (1989) y Neri y Chavarría-K. (1989), y se pretenden publicar en un futuro cercano (Neri y Chavarría, en preparación). El artículo de Mendoza et al. (1990 b) se basa en parte en observaciones hechas en este trabajo. Es conveniente señalar aquí que el estudio de las estrellas bajo secuencia principal es, en particular, una continuación del trabajo iniciado por los Drs. E. E. Mendoza, C. Firmani y G. Haro del Instituto de Astronomía de la UNAM (IAUNAM) (e.g. Mendoza et al., 1985). Actualmente el trabajo se continúa con observaciones espectrofotométricas tomadas con CCDs, en colaboración con los Drs. C. Chavarría, E. E. Mendoza y L. F. Rodríguez, del IAUNAM.

Este trabajo está organizado de la manera siguiente. En el capítulo II se presentan las observaciones fotométricas uvby- β y JHKL'M para las estrellas de nuestra muestra, se comparan con los resultados de observaciones previas reportadas en la literatura para estrellas en común, y se discute brevemente sobre la variabilidad de algunos de los objetos.

En el capítulo III se derivan los valores de temperatura efectiva y gravedad superficial de nuestras estrellas y/o su tipo espectral, a partir de la comparación de los índices observados en el sistema uvby- β de Strömgren con los predichos por calibraciones teóricas de modelos de atmósferas estelares y/o por calibraciones empíricas. Se estudia la validez de este método usando estrellas estándar y de campo con valores de T_{eff} y $\log g$ determinados por otros métodos independientes. Asimismo, se comparan los tipos espectrales obtenidos con nuestra fotometría con los reportados en la literatura para nuestras estrellas problema. Se adopta en consecuencia un

tipo espectral para cada estrella, el cual se espera que represente adecuadamente a la fotosfera estelar. Finalmente, se estiman los valores de enrojecimiento individual, $E(b-y)$, para estas estrellas.

En el capítulo IV se presentan el diagrama $(b-y, V)$ para las estrellas de nuestra muestra, así como una serie de diagramas color - color, en donde se identifican los grupos de estrellas peculiares. Se determinan, asimismo, la distancia y el enrojecimiento interestelar promedio a NGC 2264 mediante el ajuste de una secuencia principal en el diagrama $(b-y, V)$ a las estrellas B del cúmulo.

En el capítulo V se estudian las estrellas subluminosas: EBSP, GRS y ESA. Se discute sobre los efectos del velado y extinción gris en la posición de estos objetos en el diagrama color - magnitud. Se calculan las luminosidades bolométricas de las estrellas problema y se grafican en el diagrama HR teórico. Finalmente, se discute la membresía al cúmulo de un grupo de gigantes K en la rama asintótica del diagrama color - magnitud, y que no presentan evidencia de poseer envolventes circunestelares.

En el capítulo VI se estudia el problema de las estrellas deficientes en el infrarrojo.

En el capítulo VII se estima el velado en todas las estrellas de nuestra muestra: se derivan excesos en el UV, en el IR y en el índice β . Se buscan correlaciones entre estas cantidades y se discuten los resultados a la luz del modelo de disco activo de acreción. Se propone un estatus evolutivo para los objetos en base a las propiedades de sus envolventes.

Finalmente, en el capítulo VIII se presentan las conclusiones principales de este trabajo.

CAPITULO II

LAS OBSERVACIONES.

II.A. - Las Observaciones.

Se obtuvieron observaciones en el visual (sistema fotométrico uvby- β de Strömrgren) y en el cercano infrarrojo (sistema fotométrico JHKL'M) de más de 50 estrellas peculiares en NGC2264. Las observaciones fueron tomadas con el telescopio de 1.5m "Harold L. Johnson" (óptico) y el telescopio de 2.12m (infrarrojo) del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) en San Pedro Mártir, en Baja California Norte, México. Los datos fueron tomados durante tres temporadas de observación: Febrero y Diciembre de 1988, y Marzo de 1989. Con el fin de minimizar efectos de variabilidad al comparar conjuntos de datos en el óptico y en el IR, se hizo un esfuerzo para tomar observaciones cuasi-simultáneas en estas dos regiones espectrales. En efecto, una fracción significativa de las observaciones visuales e infrarrojas (el 44%) fueron tomadas dentro de un intervalo de tiempo de dos horas.

II.A.1. - Fotometría uvby- β .

II.A.1a. - Equipo Utilizado y Procedimiento de Observación.

Para las observaciones en el sistema fotométrico de Strömrgren se utilizó el fotómetro "danés" del OAN, el cual está descrito en detalle por Nissen (1984). El fotómetro contiene 6 canales: 4 para observaciones simultáneas uvby y 2 para fotometría de la línea H β . Un espejo colocado sobre el haz de luz que llega al fotómetro permite enviar la señal a los cuatro canales uvby, ó bien, a los canales para observaciones de H β . Los fotomultiplicadores son del tipo EMI 9789 QA y se utilizan a temperatura ambiente.

En el caso de observaciones en las bandas uvby, el fotómetro está equipado con una rejilla de dispersión de 1200 líneas/mm, ajustada a $\lambda \approx 5000 \text{ \AA}$ en el primer orden, la cual dispersa la luz incidente en la región visible/cercano UV del espectro. Una máscara con muescas ("exit slots") divide la luz dispersada en cuatro intervalos de longitud de onda, los cuales se ajustan para que correspondan a los anchos espectrales de las bandas uvby del sistema estándar (e. g. Strömrgren, 1966). Asimismo, el fotómetro cuenta con filtros de interferencia para las cuatro bandas uvby y

las dos bandas para fotometría de H β . En consecuencia, la respuesta espectral del equipo está determinada por filtros de interferencia estándares y, en el caso de fotometría uvby, también por las muescas. Las longitudes de onda límites de las muescas corresponden al 15 % de transmisión de los filtros. En la Tabla 2.1 se incluyen las longitudes de onda efectivas, los anchos de banda a intensidad media de los filtros usados, así como las longitudes de onda límites determinadas por las muescas.

Tabla 2.1

Banda	λ_{eff} (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	λ límites de las muescas (Å)
u	3505	330	3324 - 3686
v	4110	170	4006 - 4222
b	4685	183	4572 - 4801
y	5488	235	5346 - 5636
n	4864	30	
w	4865	137	

El fotómetro posee cinco diafragmas, cuyas aperturas corresponden a 31", 20", 12", 6" y 4.5" en el cielo. Para la mayoría de las observaciones se usó el diafragma de 20" de apertura, aunque en algunas ocasiones se eligió el de 12", con el objeto de evitar contaminación por luz de estrellas en el cúmulo cercanas a la observada.

Se siguieron los procedimientos generales de observación mencionados por Schuster y Nissen (1988). Seleccionamos estrellas estándares fotométricas secundarias uvby- β (i.e., con $V \geq 5^m.0$) de una lista prestada por W. Schuster. Asimismo, se puso atención en incluir estándares que cubriesen el intervalo en tipo espectral de nuestras estrellas programa.

II.A.1b. - Reducción de Datos.

La filosofía del procedimiento de reducción de datos fotométricos se puede encontrar en Mitchell (1960) y/o en Hardie (1962). En particular, en este trabajo usamos el paquete de programas de reducción "NABAPHOT" (Arellano - Ferro y Parrao, 1988) para la reducción de los datos uvby- β , el

cual se describe brevemente a continuación:

i) Se separan las observaciones uvby de las de H β . A partir de este momento las reducciones de uvby y H β se realizan de manera independiente.

ii) Se calcula el promedio de las integraciones por segundo de la estrella y del cielo correspondiente, y se sustrae el cielo. Asimismo, se hacen correcciones por tiempo muerto, usando los valores dados por Nissen (1984).

iii) Se calculan magnitudes y/o colores instrumentales, todavía no corregidas por extinción atmosférica, mediante la relación:

$$m'_1 = -2.5 \log(S) \quad (2.1),$$

donde S es el número efectivo de cuentas promedio por segundo calculada en ii).

iv) Se corrige por extinción atmosférica de acuerdo a la ecuación:

$$m_1 = m'_1 - k X - L - M \sin H \quad (2.2),$$

donde m_1 es la magnitud (ó color) fuera de la atmósfera, m'_1 la magnitud (ó color) instrumental, k el coeficiente de extinción correspondiente, X la masa de aire de la observación, L y M dos constantes que toman en cuenta el punto cero de noche a noche y la deflexión instrumental mecánica, respectivamente, y H el ángulo horario de la observación. En este trabajo hemos despreciado los dos últimos términos de la ecuación 2.2, y la masa de aire se calculó mediante la relación (Hardie, 1962):

$$X = \sec z - 0.0018167 (\sec(z) - 1) - 0.002875 (\sec(z) - 1)^2 - 0.0008083 (\sec(z) - 1)^3 \quad (2.3).$$

Los valores de los coeficientes de extinción usados para V, (b-y), m_1 y c_1 fueron, respectivamente: 0.127, 0.057, 0.056 y 0.106.

v) Usando los valores estándares e instrumentales (corregidos por extinción atmosférica) para las estrellas estándares observadas, se calculan para cada noche (ó temporada) las constantes de transformación al sistema estándar mediante las ecuaciones:

$$\begin{aligned}
 V &= A + y_1 + B (b-y)_1 \\
 (b-y) &= C + D (b-y)_1 \\
 m_1 &= E + F m_1 + G (b-y)_1 \\
 c_1 &= H + I c_1 + J (b-y)_1 \\
 \beta &= K + L \beta_1,
 \end{aligned}
 \tag{2.4}$$

donde los subíndices 1 indican los valores instrumentales y las constantes A, B, ..., L son las constantes de transformación al sistema estándar.

vi) Finalmente, se sustituyen las magnitudes instrumentales (corregidas por extinción atmosférica) de las estrellas problema en las ecuaciones 2.4, usando los valores de las constantes de transformación que se encontraron en v), con el objeto de calcular las magnitudes ó colores de estos objetos en el sistema estándar.

Se redujeron los datos noche por noche, y también cada temporada como una sola noche. Como no se encontraron diferencias significativas entre estos dos procedimientos, se decidió tomar las magnitudes y/ó colores que resultaron de reducir cada temporada como una sola noche.

II. A. 1c. - Los Datos.

Los datos fotométricos en el sistema de Strömgren para las estrellas programa se muestran en la Tabla 2.2. En la columna (1) se da el nombre de la estrella, donde las designaciones son las de Walker (1956) ó las de Vasilevskis et al. (1965) cuando están precedidas por una "W" ó por una "V", respectivamente. En las columnas (2), (3), (4), (5) y (6) se muestran las magnitudes en los índices V, (b-y), m_1 , c_1 y β , respectivamente, donde m_1 , c_1 y β se definen como (e.g. Strömgren, 1966):

$$m_1 = (u-v) - (v-b) \tag{2.5}$$

$$c_1 = (v-b) - (b-y) \tag{2.6}$$

$$\beta = n - w \tag{2.7}$$

En la columna (7) se incluye la fecha de observación y, finalmente, en la columna (8) se incluyen algunas notas sobre las estrellas de la muestra, presentadas al final de la Tabla 2.2. De las estrellas patrón estimamos las incertidumbres típicas (1σ) en una observación individual como 0.^m020, 0.^m010, 0.^m015, 0.^m020 y 0.^m020 en V, b-y, m_1 , c_1 y β , respectivamente.

Tabla 2.2.- Fotometria uvby- β de las Estrellas Peculiares en NGC 2264.

Estrella	V ^(a)	(b-y) ^(a)	m ₁ ^(a)	c ₁	β ^(a)	Fecha ^(b) (TU)	Notas (8)	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	
W33 ^{(c), (e)}	11.834	1.662	0.880	--	2.542	Feb. 8	1	
	11.794	1.662	0.774	--	2.517	Feb. 9	"	
	11.813	1.706	0.774	--	2.604	Feb. 10	"	
	11.800	1.698	0.778	--	2.598	Feb. 11	"	
	11.821	1.669	0.739	--	2.545	Dic. 11	"	
	11.791	1.673	0.747	0.033	2.588	Dic. 12	"	
	11.747	1.635	0.772	0.042	2.480	Mar. 14	2	
W46 ^{(c), (e)}	9.323	0.130	0.157	1.113	2.806	Feb. 7	2	
	--	0.155	0.136	1.216	--	Dic. 14	"	
	9.363	0.156	0.131	1.232	2.855	Dic. 14	"	
W69	8.242	0.811	0.740	0.172	2.552	Mar. 17		
W73	9.379	0.520	0.298	0.448	2.619	Feb. 18		
W77 ^(e)	14.462	0.745	0.503	-0.970	2.342	Mar. 17	LH α 18, NW Mon	
W79 ^(e)	16.024	0.490	-0.343	-0.576	--	Dic. 14	LH α 22, NX Mon	
W83 ^(e)	8.048	-0.051	0.089	0.039	--	Feb. 7	2	
	7.949	-0.049	0.063	0.100	2.643	Feb. 8		
	7.943	-0.043	0.060	0.094	2.656	Feb. 13		
	8.026	-0.046	0.079	0.037	2.622	Feb. 15		
	7.986	-0.041	0.062	0.081	2.641	Feb. 16		
W84	12.011	0.381	0.173	0.423	2.561	Feb. 8	3	
	11.985	0.415	0.106	0.457	2.564	Feb. 9	"	
	11.997	0.412	0.143	0.388	2.525	Feb. 10	"	
	12.001	0.406	0.100	0.486	2.538	Feb. 11	"	
	12.005	0.387	0.157	0.396	2.637	Dic. 13	"	
(c), (d), (e)	W90	12.719	0.174	0.018	0.706	2.594	Feb. 8	LH α 25
		12.742	0.151	0.023	0.686	2.560	Feb. 15	
		12.622	0.153	0.016	0.714	2.572	Feb. 16	
		12.604	0.172	-0.004	0.737	2.576	Feb. 17	
		12.712	0.160	0.012	0.866	2.613	Dic. 12	
		12.757	0.184	-0.009	0.855	2.548	Dic. 13	
W100 ^(e)	10.057	0.097	0.145	1.051	2.842	Feb. 8		
W104 ^(c)	11.480	0.160	0.161	0.853	2.753	Feb. 15		
(c), (e), (f)	W108	12.085	0.429	0.102	0.461	2.622	Feb. 20	

W109	9.140	-0.036	0.094	0.384	2.727	Feb. 7	2
W110 ^(e)	14.485	0.696	0.322	0.352	2.157	Feb. 18	LHα33
	14.615	0.571	0.532	-0.264	2.313	Dic. 12	
	14.655	0.491	0.977	0.029	2.567	Dic. 13	
W112	10.908	0.008	0.141	0.831	2.801	Feb. 15	
	10.853	0.014	0.133	0.847	2.871	Feb. 18	
	10.811	0.017	0.117	0.914	2.867	Dic. 13	
	--	0.022	0.129	0.936	--	Dic. 14	2
	10.910	0.055	0.141	0.953	2.889	Dic. 14	
W126 ^(e)	15.112	0.830	0.256	-0.091	2.139	Feb. 20	4, LUMon, LHα41
	15.194	0.771	0.456	-0.187	2.375	Dic. 14	
W131 ^(e)	--	-0.083	0.042	-0.155	2.567	Feb. 7	SMon
	4.641	-0.079	0.027	-0.131	2.561	Feb. 8	
	4.644	-0.078	0.029	-0.136	2.556	Feb. 9	
	4.667	-0.077	0.032	-0.149	2.565	Feb. 10	
	4.660	-0.072	0.023	-0.141	2.550	Feb. 11	
W132 ^(e)	10.266	0.022	0.084	0.680	2.827	Feb. 10	
	10.243	0.019	0.086	0.682	2.802	Feb. 11	
	10.225	0.003	0.101	0.686	2.769	Feb. 13	
W139 ^(e)	13.343	0.713	0.115	0.323	2.482	Feb. 11	5, IPMon, LHα47
	13.358	0.689	0.150	0.420	2.513	Feb. 13	
	13.295	0.730	0.040	0.385	2.564	Feb. 15	
	13.508	0.815	0.329	0.340	--	Mar. 17	
W151	12.602	0.315	0.196	0.361	2.681	Feb. 20	
W157 ^(e)	10.111	0.012	0.090	0.649	2.767	Feb. 10	
	10.123	-0.007	0.107	0.655	2.750	Feb. 11	
	10.077	-0.009	0.099	0.675	2.777	Feb. 13	
W158	--	0.287	0.156	1.050	--	Feb. 19	2
	10.420	0.287	0.146	0.942	2.776	Feb. 20	
	10.411	0.259	0.176	0.995	2.742	Dic. 13	
	10.388	0.238	0.157	0.954	2.755	Dic. 14	
W159	11.027	0.065	0.124	0.936	2.892	Feb. 11	
	11.067	0.053	0.150	0.863	2.905	Feb. 15	
	11.012	0.058	0.150	0.869	2.832	Feb. 16	
W161 ^(e)	15.065	0.945	-0.047	0.080	2.476	Feb. 18	LXMon, LHα51
	15.009	0.771	0.119	-0.773	2.346	Dic. 13	
	14.827	0.653	-0.019	-0.252	2.333	Dic. 14	
	15.126	1.093	-1.012	0.420	--	Mar. 16	2
W163	13.805	0.707	0.054	0.846	2.716	Mar. 16	

W164 ^(e)	13.343	0.388	0.335	0.178	2.434	Feb. 11	6, V360Mon, LHα53 6 6
	13.377	0.474	0.276	0.311	2.704	Feb. 15	
	--	0.482	0.248	0.218	2.645	Feb. 16	
	13.254	0.359	0.215	0.606	2.626	Dic. 11	
	13.257	0.424	0.141	0.670	2.591	Dic. 12	
	13.419	0.485	0.142	0.823	2.635	Mar. 14	
W165	11.033	0.105	0.187	0.974	2.859	Feb. 20	2
	10.986	0.085	0.192	0.990	2.837	Dic. 13	
	--	0.093	0.189	1.045	2.841	Dic. 14	
W166	16.363	0.959	0.410	-1.319:	--	Mar. 15	
W167	14.223	0.388	0.257	0.453	2.402	Mar. 16	
W177	9.365	0.392	0.204	0.329	2.606	Feb. 18	
W178	7.208	-0.074	0.033	0.089	2.610	Mar. 17	
W179	9.893	0.027	0.109	0.886	2.832	Feb. 8	
	9.957	0.021	0.104	0.832	2.825	Feb. 15	
W181	10.055	-0.024	0.115	0.664	2.755	Feb. 8	
	10.157	-0.013	0.112	0.686	2.742	Feb. 15	
	10.076	-0.003	0.104	0.689	2.782	Feb. 16	
	10.105	-0.002	0.104	0.714	2.796	Feb. 17	
	10.089	-0.016	0.112	0.705	2.672	Feb. 18	
W184 ^(e)	13.508:	0.349:	0.155:	0.150:	2.567:	Feb. 16	7, MMMon, LHα60 7 2 2 2
	13.828:	0.457:	0.077:	0.225:	2.552:	Feb. 17	
	14.014	0.648	0.200	-0.248	2.616	Feb. 18	
	14.119	0.617	0.303	-0.161	2.550	Feb. 20	
	13.864	0.232	0.180	0.341	2.692	Dic. 13	
	--	0.631:	-0.089:	0.307:	--	Dic. 14	
	--	0.783:	0.494:	-0.090:	2.433:	Dic. 14	
	13.719	0.577	0.163	--	2.704:	Mar. 16	
W187 ^(e)	9.265	-0.009	0.100	0.632	2.789	Feb. 7	2
	9.301	-0.011	0.102	0.625	2.756	Feb. 15	
	9.266	0.000	0.102	0.613	2.760	Feb. 16	
	9.262	0.004	0.084	0.654	2.782	Feb. 17	
	9.262	-0.004	0.094	0.646	2.755	Feb. 18	
W189 ^{(c), (e)}	11.324	0.349	0.088	0.201	2.630	Feb. 20	2
	11.409	0.325	0.171	0.365	2.601	Dic. 11	
	11.291	0.258	0.149	0.309	2.636	Dic. 12	
W192	13.920	0.385	0.077	0.363	2.574	Feb. 15	
	13.774	0.356	0.128	0.360	2.570	Feb. 16	
	13.756	0.357	0.215	0.280	2.638	Feb. 17	
	13.763	0.315	0.219	0.306	2.451	Dic. 12	
	13.721	0.324	0.199	0.382	2.563	Dic. 13	

W193	9.829	0.127	0.185	0.929	2.775	Mar.	17	
W206 ^(c)	8.738	-0.023	0.074	0.633	2.774	Mar.	17	
W212 ^(e)	--	-0.055	0.084	0.165	2.652	Feb.	7	2
	7.527	-0.053	0.069	0.238	2.666	Dic.	13	
	7.543	-0.068	0.082	0.209	2.653	Dic.	14	
W217 ^(e)	13.671	0.627	0.189	-0.225	2.416	Feb.	13	MOMon, LH&72
	13.760	0.503	0.325	-0.428	2.355	Feb.	15	
	13.814	-0.647	0.213	-0.189	2.305	Feb.	16	
	13.825	0.682	0.098	-0.178	2.431	Dic.	11	
	13.679	0.637	0.129	-0.369	2.200	Dic.	12	
	13.875	0.479	0.507	-0.581	2.047	Mar.	15	
W222 ^(e)	9.930	0.088	0.167	1.113	2.896	Feb.	18	
W224 ^(e)	11.569	0.412	0.199	0.389	2.604	Feb.	20	
	11.540	0.397	0.196	0.354	2.670	Dic.	13	
W229	8.546	0.694	0.575	0.346	2.577	Feb.	13	
	8.516	0.697	0.580	0.349	2.586	Feb.	18	
W237	9.438	0.873	0.485	0.392	2.595	Feb.	13	
	9.462	0.861	0.523	0.271	2.557	Feb.	15	
	9.469	0.879	0.480	0.325	2.576	Feb.	16	
W238	9.969	0.759	0.723	0.259	2.587	Feb.	18	
W239	9.399	0.690	0.525	0.391	2.565	Feb.	18	
V1	12.585	0.304	0.398	0.232	2.629	Feb.	9	
	12.624	0.394	0.189	0.391	2.628	Feb.	10	
	12.591	0.388	0.223	0.284	2.587	Feb.	11	
	12.554	0.430	0.142	0.380	2.557	Feb.	13	
	12.570	0.398	0.168	0.454	2.568	Mar.	17	
V2	13.296	0.441	0.242	0.380	2.613	Feb.	9	
	13.361	0.488	0.187	0.314	2.598	Feb.	10	
	13.305	0.438	0.264	0.331	2.570	Feb.	11	
V18 ^{(e), (e)}	13.029	0.335	0.091	0.480	2.634	Feb.	9	
	13.096	0.359	0.029	0.518	2.678	Feb.	10	
	13.053	0.312	0.128	0.483	2.750	Feb.	11	
	13.029	0.324	0.113	0.438	2.677	Feb.	13	
	13.088	0.251	0.224	0.366	2.708	Dic.	11	
	13.164	0.266	0.177	0.490	2.699	Dic.	12	

V20 ^(c)	11.273	0.388	0.166	0.420	2.590	Feb. 9	
	11.323	0.352	0.220	0.374	2.596	Feb. 10	
	11.268	0.402	0.139	0.421	2.596	Feb. 11	
		*	*				
V116	14.483	0.468	0.126	0.564	2.747	Feb. 15	
	14.384	0.345	0.261	0.378	2.187:	Feb. 16	
	14.388	0.369	0.206	0.441	2.732	Feb. 17	
	14.402	0.536	0.300	0.211	2.891	Dic. 11	
	14.285	0.413	0.060	0.497	2.892	Dic. 12	
	14.332	0.422	0.266	0.491	--	Mar. 14	2
	14.372	0.419	0.201	0.360	2.368:	Mar. 15	2
		*	*	*	*		

- (a) Un asterisco (*) debajo de una columna indica variabilidad ó variabilidad posible según la dispersión de datos en esa banda ó índice. El símbolo (:) indica una incertidumbre mayor que las dadas en el capítulo II (sección A.1c).
- (b) Feb. = Febrero de 1988; Dic. = Diciembre de 1988; Mar. = Marzo de 1989.
- (c) Estrella variable ó posiblemente variable en el continuo según la comparación de los datos promedio de la tabla y los de Pérez *et al.* (1989) y/o de Strom *et al.* (1971).
- (d) Estrella variable en HB según la comparación de los datos promedio de la tabla y los de Pérez *et al.* (1989) y/o de Strom *et al.* (1971).
- (e) Estrella variable ó posiblemente variable según Walker (1956), Warner *et al.* (1977), Sagar y Joshi (1983) y/o Pérez *et al.* (1989).
- (f) Estrella variable en HB según Pérez *et al.* (1989).

Notas:

1. No se detectó en la banda u.
2. Malas condiciones climáticas.
3. W86 probablemente dentro del campo del diafragma.
4. Contaminación posible por luz de W112.
5. Contaminación posible por luz de W132 y W157.
6. Contaminación posible por luz de W159.
7. Contaminación posible por luz de W181 y W179.

II. A. 2. - Fotometria JHKL'M.

II. A. 2a. - Equipo Instrumental y Procedimiento de Observación.

El equipo fotométrico en el IR cercano está descrito en detalle por Roth et al. (1983, 1984; ver también Neri, 1984). Se utiliza un detector de InSb, enfriado con nitrógeno líquido, dentro de una botella criogénica. Al hacer vacío durante toda la noche en los alrededores del depósito de nitrógeno líquido, se logra que éste cambie a fase sólida y adquiera en consecuencia una temperatura de 65° K. La botella contiene los filtros JHKL'M, y cuatro diafragmas cuyas aperturas corresponden a 14", 12", 8" y 4.6" en el cielo. Las longitudes de onda efectivas y los anchos de banda de los filtros se presentan en la Tabla 2.3.

Tabla 2.3.

Banda	λ_{eff} (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)
J	1.25	0.32
H	1.65	0.28
K	2.2	0.35
L'	3.8	0.7
M	4.7	0.6

La discriminación de la señal astronómica con respecto a la emisión de fondo se logra mediante la modulación de la luz incidente sobre el detector, presentándole alternadamente dos haces de luz cercanos y del mismo tamaño, donde uno contiene a la estrella y el otro al cielo adyacente. Esto se lleva a cabo con espejo secundario oscilante montado en el telescopio de 2.12 m, cuya frecuencia de oscilación puede escogerse entre 5 y 20 Hz, y con un amplificador sensible a la fase sincronizado con el movimiento del espejo secundario. La separación en el cielo entre los dos haces (ó "tiro") puede escogerse desde 1 segundo hasta 10 minutos de arco. Asimismo, con el objeto de cancelar los efectos de la existencia de un gradiente espacial en la brillantez del cielo, así como de asimetrías en cualquier parte del sistema, se hacen llegar al detector en forma alternada el haz en fase ("haz positivo") y el haz en antifase ("haz negativo") con la señal de posición

del espejo secundario oscilante. La diferencia de las integraciones por segundo del haz positivo con las del haz negativo es proporcional al brillo de la estrella que se observa.

En este trabajo usamos los diafragmas correspondientes a 14" y 12" en el cielo, así como una separación entre haces en la dirección norte-sur de 40" y 80", la cual se fija de noche a noche.

Las estrellas estándares en el IR que se usaron provienen de una versión revisada de la lista de Tapia et al. (1986).

II.A.2b. - Reducción de Datos.

La reducción de datos en el IR es similar a la reducción de datos uvby- β , aunque se realiza de una manera más simple. A continuación esbozamos el procedimiento (consultar Neri, 1984):

i) Se promedian las diferencias entre las integraciones por segundo en haz positivo y haz negativo adyacentes para cada estrella observada. Como se mencionó antes, esta diferencia es proporcional a la señal del objeto.

ii) Se calculan las magnitudes instrumentales correspondientes, todavía no corregidas por extinción atmosférica, usando la ecuación 2.1.

iii) Se calculan las magnitudes instrumentales fuera de la atmósfera terrestre usando la ecuación 2.2, sin incluir los dos últimos términos. Los coeficientes de extinción que se usaron son: 0.09, 0.06, 0.11, 0.14 y 0.27 para las bandas J, H, K, L' y M, respectivamente. La masa de aire se calcula simplemente tomando el primer término de la ecuación 2.3.

iv) Las ecuaciones de transformación al sistema estándar son de la forma:

$$m = m_1 + C \quad (2.8)$$

donde m es la magnitud en el sistema estándar, m_1 la magnitud instrumental corregida por extinción atmosférica, y C la constante de punto cero para la noche. No se toman en cuenta términos que dependan del color de la estrella. C se calcula sustituyendo en la ecuación 2.8 los valores para m y m_1 de cada estrella estándar observada en la noche, y tomando su promedio.

v) Finalmente, las magnitudes en el sistema estándar de las estrellas problema se obtienen sustituyendo sus magnitudes instrumentales, corregidas por extinción atmosférica, en la ecuación 2.8.

II.A.2c. - Los Datos.

Las observaciones de las estrellas problema en el IR se presentan en la Tabla 2.4, donde se incluye lo siguiente: columna (1), nombre de la estrella; columnas (2), (3), (4), (5) y (6), magnitudes en las bandas J, H, K, L' y M, respectivamente; columna (7), fecha de observación; y columna (8), algunas notas sobre las estrellas de la muestra, presentadas al final de la Tabla 2.4. Las incertidumbres típicas esperadas (1σ) en una observación individual, estimadas de las estrellas patrón, son $0^m.07$, $0^m.07$, $0^m.06$, $0^m.15$ y $0^m.25$ en J, H, K, L' y M, respectivamente.

Para finalizar esta sección, calculamos la probabilidad de que se observe(n) otra(s) estrella(s) del cúmulo indeseable ó casualmente en el campo del diafragma cuando se integra la señal de alguna estrella programa. A partir de conteos hasta $V \approx 21^m$ en la parte central del campo de NGC 2264, Adams et al. (1983) estiman que el número de estrellas asociadas físicamente al cúmulo es 1083.10 en un área proyectada en el cielo de 0.25 grados^2 . Esto implica que existen $\approx 3.34 \times 10^{-4}$ estrellas / seg^2 de arco en la parte central (y más densa) del cúmulo. Por lo tanto, en el diafragma de $14''$ de apertura (el mayor de los que se usaron) se tendrán en promedio ≈ 0.051 estrellas. La distribución que se aplica en este caso es la de Poisson con el valor medio de 0.051 estrellas. Si la probabilidad de observar una estrella al azar es pequeña ($= (0.051)^1 e^{-0.051} / 1! = 0.04820$) la probabilidad de observar dos estrellas al azar es aún menor ($= (0.051)^2 e^{-0.051} / 2! = 0.00124$) y despreciable para nuestro caso. En consecuencia, concluimos que la probabilidad de contaminación de nuestras observaciones en el IR, causada por estrellas en el cúmulo que se encuentren proyectadas a lo largo de la línea de la visual de los objetos programa, es muy baja.

II.B. - Comparación de los Datos en el Optico y en el IR Cercano con Observaciones Fotométricas Previas.

Los estudios fotométricos más extensivos del cúmulo NGC 2264 en el sistema de Strömgren son los de Strom et al. (1971) y Pérez et al. (1989), y en el cercano IR los de WSS y Pérez et al. (1987) (ver p. ej. Gezari et al., 1987). En consecuencia, hemos comparado nuestros datos fotométricos con los de estos autores. En las Tablas 2.5 y 2.6 se resumen estas comparaciones, en donde se muestran las diferencias, δc , entre los valores promedio en el índice c de nuestros datos (Tablas 2.2 y/o 2.4) y los correspondientes

Tabla 2.4.- Fotometría en el IR Cercano de Estrellas Peculiares en NGC 2264.

Estrella	J ^(a)	H ^(a)	K ^(a)	L ^(a)	M ^(a)	Fecha ^(b) (UT)	Notas
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
W33	7.00	--	5.53	5.38	5.65:	Feb. 9	
	7.02	5.89	5.52	5.10	5.43	Feb. 10	
	6.90	5.90	5.38	5.38	5.76:	Feb. 11	
	7.10	5.89	5.56	5.22	5.16	Dic. 11	
	6.94	5.82	5.47	5.22	4.96	Dic. 12	
	7.01	5.90	5.54	5.37	--	Dic. 13	
	7.04	5.80	5.45	5.20	5.50	Dic. 14	
W36	11.07	11.04	11.04	--	--	Dic. 11	
	10.92	10.90	11.02	--	--	Dic. 12	
W46	8.64	8.49	7.75	6.62	6.7	Feb. 9	
	8.47	8.30	7.64	6.57	--	Feb. 11	
W69	5.77	5.11	5.00	5.12	5.17	Mar. 15	
W77	11.85	11.11	10.72	10.32:	--	Mar. 14	
W79	13.53	12.63	11.74	--	--	Mar. 16	
W83	8.32	8.40	8.39	8.6	7.3:	Feb. 9	
	8.31	8.47	8.65	8.7	7.7:	Feb. 13	
	8.52	8.42	8.49	8.22	7.5:	Feb. 15	
	8.74:	8.74:	8.77:	--	--	Feb. 17	
W84	10.79	10.28	9.79	9.21:	--	Feb. 10	
	10.78	10.22	9.80	--	--	Mar. 14	
	10.49	10.17	9.75	--	--	Mar. 15	
W90 ^(d)	11.66	10.60	9.45	7.74:	7.27:	Feb. 15	
	11.54	10.49	9.29	7.47	--	Feb. 16	
	11.45	10.41	9.27	7.44	6.8:	Dic. 12	
	11.51	10.48	9.31	7.52	6.9:	Dic. 13	
W100 ^(d)	9.59	9.18	8.39	7.25	5.1	Feb. 9	
	9.39	9.29	8.39	7.14	6.34:	Feb. 11	
	9.57	9.18	8.22:	7.23	7.0:	Dic. 13	
W104	10.98	10.86	10.97	10.7:	--	Dic. 13	
W109	9.38	9.42	9.48	9.70:	--	Dic. 13	
W110 ^(d)	11.00	10.33	9.62	8.3:	--	Feb. 20	
W112	10.87	10.80	11.11:	9.80:	--	Feb. 17	
	10.96	10.87	10.79	10.47:	--	Feb. 20	

	10.76	10.80	10.75	--	--	Mar. 16
W126	12.89:	11.67:	11.42:	--	--	Feb. 17
	12.64	11.48	11.27	--	--	Feb. 20
W131	5.37	5.40	5.32	5.44	5.14	Feb. 9
	5.22	5.30	5.34	5.30	4.95	Feb. 10
	5.03	5.16:	5.16:	5.38	5.03	Feb. 11
	5.30	5.51	5.39	--	--	Feb. 12
	5.37	5.79	5.64	5.81	5.03	Feb. 13
	5.42	5.45	5.52	5.52	5.35	Feb. 15
	5.18	5.31	5.33	5.36	4.73	Feb. 16
	4.99:	5.13:	5.23:	5.37	5.56	Feb. 17
W132	10.41	10.31	10.24	9.9:	--	Feb. 9
	10.25	10.21	10.17	9.7:	6.4:	Feb. 10
	10.05	10.10:	9.95:	9.63:	--	Feb. 11
	10.24	10.23	10.21	9.8:	--	Feb. 12
W139	10.69	9.71	9.07	8.4	6.4:	Feb. 10
	10.44	9.61:	8.97:	8.51:	5.96	Feb. 11
	10.61	9.73	9.08	8.27	--	Feb. 13
	10.73	9.77	9.20	8.13	--	Feb. 15
W157	10.29	10.27	10.23	9.5:	--	Feb. 9
	10.23	10.24	10.19	9.0:	--	Feb. 10
	9.98	10.09:	10.07:	--	--	Feb. 11
	10.19	10.21	10.23	--	--	Feb. 13
W158	9.56	9.18	8.81	8.04	--	Dic. 12
	9.53	9.22	8.84	7.86	8.0:	Dic. 13
W159	10.46	10.37:	10.22:	9.33:	--	Feb. 11
	10.79	10.59	10.50	9.52:	7.4:	Feb. 15
	10.84	10.49	10.32	9.5:	--	Feb. 16
	10.72	10.49	10.35	--	--	Dic. 14
W163	12.06	11.66	11.40	--	--	Mar. 15
W164 ^(c)	11.44	10.88	10.40	--	7.39:	Feb. 11
	11.77	11.08	--	9.22:	7.7:	Feb. 15
	12.03	11.43	11.15	--	--	Dic. 12
	11.92	11.40	10.99	--	--	Dic. 13
	11.91	11.33	10.96	--	--	Dic. 14
	11.72	11.06	10.85	--	--	Mar. 14
	11.52	10.94	10.68	--	--	Mar. 15
W165	10.56	10.02	9.41	8.32	--	Dic. 11
	10.49	10.01	9.43	8.34	--	Dic. 13
W166	11.59	10.05	8.82	7.29	6.9:	Dic. 14
	11.44	10.02	8.89	7.58	--	Mar. 15
	11.70	10.16	8.94	7.81:	--	Mar. 16
	11.59	10.15	8.96	7.28	--	Mar. 17

W167	12.01	11.58	11.54	--	--	Mar. 15
W176	13.18	12.60	12.39	--	--	Mar. 15
W177	8.29	7.98	7.94	8.10	--	Dic. 13
W178	7.57	7.78	7.87	--	--	Mar. 17
W179	9.92	9.89	9.78	--	--	Feb. 16
W181 ^(d)	10.26	10.38	10.36	10.1:	--	Feb. 9
	10.86:	10.50:	--	--	--	Feb. 17
	10.31	10.41	10.80:	--	--	Feb. 18
	--	10.13	10.23	--	--	Feb. 20
W184	11.80	10.80	10.18	9.15:	--	Feb. 16
	11.59:	10.68:	10.13:	8.80	6.92:	Feb. 17
	12.04:	10.91	10.53:	9.43:	--	Feb. 18
	11.60	10.90	10.17	8.60	--	Feb. 20
W187	9.40	9.44	9.37	--	7.2:	Feb. 9
	9.13	9.26:	9.32:	8.71	--	Feb. 11
	9.79:	9.80:	9.75:	9.26:	--	Feb. 17
	9.39	9.39	9.31	8.7	--	Feb. 20
W188 ^(d)	13.36:	12.77:	12.26:	--	--	Feb. 11
	13.33	12.34	12.22	--	--	Feb. 20
W189	10.39	9.91	9.74	8.67	--	Dic. 11
	10.30	9.85	9.60	8.71	--	Dic. 12
	10.34	9.95	9.85	--	--	Dic. 13
	10.30	9.87	9.71	9.36:	--	Dic. 14
W192	12.76	12.42	12.51	--	--	Feb. 13
	13.00:	12.60	12.50	10.2:	--	Feb. 15
	12.72	12.34	12.35	12.7:	--	Feb. 16
	12.81	12.45	12.40	--	--	Dic. 11
W206	8.75	8.86	8.79	8.81:	--	Mar. 17
W212	7.86	7.91	7.95	8.20	--	Dic. 12
	7.86	7.93	8.01	8.06	--	Dic. 13
W217	11.43	10.55	9.99	8.60	6.32	Feb. 13
	11.55	10.62	9.99	8.50	--	Feb. 15
	11.46	10.66	9.89	8.59	5.89:	Feb. 16
	11.42	10.49	9.84	--	--	Dic. 11
	11.39	10.47	9.82	8.55:	--	Dic. 13
	11.39	10.46	9.79	8.83:	--	Dic. 14
W222	9.63	9.54	9.55	--	--	Dic. 12
	9.65	9.58	9.58	9.19	--	Dic. 13

1

1

W229	6.62	6.02	5.89	5.77	6.7:	Feb. 13
	6.77	6.22	5.99	5.94	6.1:	Feb. 15
	--	6.21	5.94	5.71	--	Feb. 20
W237	6.96	6.30	6.12	6.35	--	Feb. 13
	7.12	6.61	6.59	6.10	5.4:	Feb. 15
	6.85	6.15	6.00	6.05	5.55	Feb. 17
W238	8.11	7.43	7.29	7.24	6.6:	Feb. 20
W239 V1	7.63	6.89	--	6.59	6.4:	Feb. 20
	11.49	11.12	11.07	9.6:	--	Feb. 10
	11.49	11.09:	11.21:	--	--	Feb. 11
	11.44	11.14	11.04	--	--	Feb. 13
V2	11.91	11.46	11.29	9.7:	--	Feb. 9
	11.85	11.43	11.31	10.6:	--	Feb. 10
	11.73	11.54:	11.76:	--	--	Feb. 11
V18 ^(d)	12.18	11.96	11.89	11.65:	--	Feb. 10
	12.12	11.86:	11.70:	--	--	Feb. 11
	12.26	11.99	11.87	--	--	Feb. 13
	12.17	11.94	11.91	--	--	Dic. 12
	12.18	11.91	11.87	--	--	Dic. 13
	12.10	11.88	11.96	--	--	Dic. 14
V20	10.21	9.87	9.77	9.3:	--	Feb. 9
	10.21	9.84	9.75	10.3:	--	Feb. 10
	10.02	9.89:	9.63:	9.87:	6.89:	Feb. 11
V116	12.98	12.21	11.78	--	--	Feb. 12
	13.08	12.15	11.79	13.3:	--	Feb. 15
	12.80	12.10	11.61	10.3:	--	Feb. 16
	12.89	12.27	11.93:	--	--	Dic. 12
	12.86	12.04	11.70	--	--	Dic. 13
	12.59:	11.90	11.61	--	--	Dic. 15
V125	10.93	10.42	10.37	8.61:	--	Dic. 14

(a) El símbolo (:) indica una incertidumbre mayor que las dadas en el capítulo II (sección A.2c).

(b) Feb. = Febrero de 1988; Dic. = Diciembre de 1988; Mar. = Marzo de 1989.

(c) Estrella posiblemente variable en el IR según los datos de la tabla.

(d) $|K(\text{este trabajo}) - K(\text{Warner et al., 1977})| \approx 0.3$.

Notas:

1. Malas condiciones climáticas.

reportados por estos autores, para las estrellas en común:

$$\delta c = \langle c \rangle (\text{este trabajo}) - \langle c \rangle (\text{otros autores}) \quad (2.9).$$

Asimismo, en las Tablas 2.5 y 2.6 se presenta la desviación estándar de la media para δc :

$$\langle \sigma \rangle_n = \sigma / n^{-1/2} \quad (2.10),$$

donde σ es la desviación estándar de δc y n el número de estrellas en común.

II.B.1. - Observaciones en el Optico.

De la Tabla 2.5 se encuentra que no hay diferencias sistemáticas entre los datos uvby- β de este trabajo y los de Pérez et al. (1989). No incluimos a W33 en el cálculo de δc_1 a causa de la gran discrepancia entre nuestro valor de c_1 y el dado por Pérez et al. para esta estrella. Esta es una estrella variable conocida (c.f. Sagar y Joshi, 1983). Por otra parte, aunque parece existir una diferencia sistemática entre nuestras observaciones y las de Strom et al. (1971) en V y m_1 , creemos que esta discrepancia no afectará significativamente nuestros resultados y conclusiones, como se verá más adelante.

II.B.2. - Observaciones en el IR.

De la Tabla 2.6 podemos ver que, dentro de nuestras incertidumbres observacionales y excepto por el índice (K-L'), no parecen existir diferencias sistemáticas significativas entre nuestros datos y los de WSS ó los de Pérez et al. (1987). La gran discrepancia en (K-L) encontrada entre nuestras observaciones y los datos de WSS ($\delta(K-L) = 0^m30$) puede abatirse parcialmente si quitamos de la muestra en común a las estrellas deficientes en el infrarrojo (EDIR) (ver Capítulo VI): en este caso encontramos $\delta(K-L) = 0^m12 \pm 0.09$ para 15 estrellas en común. Sugerimos que esta diferencia residual puede deberse en parte a las longitudes de onda efectivas diferentes entre nosotros y WSS: nuestro filtro L' tiene $\lambda_0 = 3.8 \mu\text{m}$ y el filtro L de WSS tiene $\lambda_0 = 3.5 \mu\text{m}$. Por otro lado, las calibraciones de los sistemas fotométricos han sufrido modificaciones de entonces a la fecha. La buena concordancia entre los valores de (K-L) de Pérez et al. (1987) y los de este trabajo apoyan estos argumentos.

Tabla 2.5.- Comparación de Datos UVBY- β

	δV	$\delta(b-y)$	$\delta(m_1)$	$\delta(c_1)$	$\delta(\beta)$	$n^{(c)}$
Este trabajo - Strom <i>et al.</i> (1971)	0 ^m 057 ± 0.027	0 ^m 015 ± 0.004	-0 ^m 023 ± 0.005	0 ^m 014 ± 0.014	-0 ^m 008 ± 0.007	25
Este trabajo - Pérez <i>et al.</i> (1989)	-0 ^m 001 $\pm 0.016^{(a)}$	0 ^m 009 ± 0.007	-0 ^m 001 $\pm 0.022^{(b)}$	0 ^m 007 $\pm 0.023^{(b)}$	-0 ^m 001 ± 0.009	13

(a) $\delta V = V$ (este trabajo) - y (Pérez *et al.*).

(b) Se excluyó la estrella W33 (= V10).

(c) Número de estrellas en común.

Tabla 2.6.- Comparación de Datos JHKL'M

	δK	$n^{(a)}$	$\delta(J-K)$	$n^{(a)}$	$\delta(H-K)$	$n^{(a)}$	$\delta(K-L)^{(b)}$	$n^{(a)}$	$\delta(K-M)$	$n^{(a)}$
Este trabajo - Warner <i>et al.</i> (1977)	0 ^m 00 ± 0.05	39	0 ^m 07 ± 0.03	28	-0 ^m 03 ± 0.03	38	0 ^m 30 $\pm 0.10^{(c)}$	21	-	-
Este trabajo - Pérez <i>et al.</i> (1987)	0 ^m 05 ± 0.03	13	-0 ^m 05 ± 0.02	13	-0 ^m 04 ± 0.03	13	0 ^m 03 ± 0.10	5 ^(d)	0.27	2 $\pm 0.50^{(e)}$

(a) Número de estrellas en común.

(b) Notar que [L'] (este trabajo) = 3.8 μm , [L'] (Pérez) = 3.8 μm y [L](Warner) = 3.5 μm .

(c) $\delta(K-L) = 0.12 \pm 0.09$ si se excluyen las Estrellas Deficientes en el Infrarrojo (EDIR) (ver texto).

(d) Se excluyó la estrella W181 ya que su color (K-L) es incierto tanto en este trabajo como en el de Pérez *et al.*

(e) Magnitudes inciertas de Pérez *et al.* y de este trabajo.

II.C. - Variabilidad.

Se buscó encontrar variabilidad en el óptico y en el IR cercano de estrellas jóvenes comprendidas en nuestra muestra a partir de i) la dispersión de nuestros datos reportados en las Tablas 2.2 y 2.4, y ii) de la comparación de nuestros valores fotométricos promedio para algunas estrellas con los correspondientes publicados por Strom et al. (1971) y/o por Pérez et al. (1989) en el óptico, y por WSS y/o por Pérez et al. (1987) en el IR.

II.C.1. - Variabilidad en el Óptico.

Las estrellas que tienen una dispersión de índices $uvby-\beta$ mayores que 3σ , donde σ es la incertidumbre típica individual estimada a partir de las observaciones de las estrellas patrón (ver Sección II.A.1c), están marcadas con un asterisco debajo de la columna que corresponde al índice variable, en la Tabla 2.2. Encontramos evidencia de que una fracción grande de las estrellas programa son variables en el continuo óptico y UV, y de que la mayoría de este subconjunto también son variables en el índice β . Los casos más extremos son W110, W126, W139, W161, W184 y W217, las cuales son estrellas veladas (consultar Cohen y Kuhl, 1979; este trabajo). En la Tabla 2.2 hemos señalado también aquellas estrellas que resultan ser variables al comparar nuestras observaciones con las de otros autores, después de corregir estas últimas con las diferencias sistemáticas de la Tabla 2.5. Asimismo, hemos indicado en la tabla a las estrellas que han sido reportadas como variables en la literatura. Estrellas que son posiblemente variables en el continuo y no reportadas como tales en otros estudios son: W84, W104, W159, W192, W206, W237, V1, V2, V20 y V116; de manera similar, estrellas posiblemente variables en β y no reportadas previamente en la literatura como tales son: W33, W84, W159, W192, W224, V1, V18 y V116.

De la muestra de 50 estrellas incluidas en este estudio, concluimos que 35 (i.e. 70 %) son variables ó presentan indicios de variabilidad en $uvby$, y que \approx la mitad de estas variables (18, i.e. 36 %) presenta también evidencia de variabilidad en β .

II.C.2. - Variabilidad en el Cercano Infrarrojo.

A partir de la dispersión de nuestros datos en la Tabla 2.4 parece que W164 (V360 Mon) es también variable en el cercano infrarrojo. Como las observaciones en este intervalo espectral no son muy precisas a la fecha, se necesitan nuevas observaciones utilizando fotometría diferencial de esta

estrella para confirmar definitivamente su variabilidad. No encontramos diferencias apreciables entre los valores promedio de la Tabla 2.4 y los de Pérez et al. (1987). Por otra parte, existen seis estrellas de nuestra muestra con magnitudes K que difieren por más de $0^m.3$ con las reportadas por WSS: W90, W100, W110, W181, W188 y V18. Para tres de ellas la diferencia es mayor que $0^m.4$: W90, W110 y W188. W188 está $\approx 15''$ al sur de la estrella relativamente brillante W187, y sus magnitudes pueden estar contaminadas por la luz de esta estrella. W90 es una variable conocida en el óptico. Por otra parte, W90 y W110 son estrellas que presentan líneas en emisión. Además, estos tres objetos son sublumínicos (W90 y W188 son EBSP, y W110 es ESA), tienen excesos en el infrarrojo cercano grandes y también en el UV (ver caps. V y VII), por lo tanto su variabilidad en el infrarrojo podría estar asociada a sus envolventes circumstelares. Se requiere de nuevas observaciones más precisas de estos objetos para confirmar su variabilidad en el IR. En caso afirmativo, de nuestro estudio se concluiría que al menos 7 de las estrellas de la muestra (i.e. 14 %) son variables en el IR cercano.

II.D. - Asociación con Fuentes Puntuales del Catálogo IRAS.

Para terminar este capítulo, se buscaron contrapartes en el Catálogo de Fuentes Puntuales del "Satélite Astronómico Infrarrojo" ("Infrared Astronomical Satellite, IRAS) para todas las estrellas de la muestra, con el propósito de dibujar sus distribuciones de energía espectral incluyendo el intervalo de longitudes de onda más amplio posible. Se consultó también el catálogo de Gezari et al. (1987). Se encontraron ≈ 30 fuentes puntuales en el campo de NGC 2264 (ver Fig. 1.6). Las posiciones de las estrellas de la muestra (López-Molina et al., 1990) fueron comparadas con las de las fuentes puntuales de IRAS. A excepción de las estrellas W237 y W90, que discutiremos abajo, todos los objetos estudiados en este trabajo se sitúan a más de $20''$ del borde del elipsoide de posición de cualquiera de las fuentes puntuales IRAS en la región.

Aunque W237 se sitúa dentro de la elipse de posición de la fuente IRAS 06395+0935, las notas del catálogo IRAS indican que la emisión de esta fuente se debe muy probablemente a la presencia de "cirrus galácticos" en la región. Por lo tanto, inferimos que no existe asociación física de la fuente IRAS con la estrella. Asimismo, la estrella W90 se localiza en el cielo a solamente $\approx 15''$ fuera del borde de la elipse de posición de la fuente IRAS 06379+0950. Como las posiciones dadas por López-Molina et al. son muy

precisas (el error es menor que $\approx 0.54''$) también se excluye la posibilidad de que se encuentren asociadas físicamente.

En consecuencia, ninguna de las estrellas de nuestra muestra está asociada físicamente a alguna fuente puntual del Catálogo IRAS.

CAPITULO III
DETERMINACION DE LOS PARAMETROS FISICOS Y/O TIPOS
ESPECTRALES PARA LAS ESTRELLAS PROBLEMA.

III.A. - Introducción.

Con el fin de estudiar las anomalías en las distribuciones de energía espectral de objetos jóvenes, atribuidas usualmente a envolventes circunestelares, es necesario discriminar entre la emisión de la estrella y la de su envolvente. Por lo tanto, se deben conocer las propiedades físicas principales de la atmósfera de la estrella subyacente (por ejemplo: T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$). Para este propósito el sistema fotométrico uvby- β es particularmente útil, ya que: i) está calibrado con modelos teóricos de atmósferas estelares en el intervalo $4000 \leq T_{\text{eff}} \leq 50000$ K (e.g. Mihalas, 1972; Relyea y Kurucz, 1978; Bell y Gustafsson, 1978; VandenBergh y Bell, 1985; Lester et al., 1986; Bell, 1988; Kurucz, 1988; Lester y Kurucz, 1988), y ii) existen en la literatura varias calibraciones empíricas de los índices de Strömgren con el tipo espectral, T_{eff} , $\log g$, y/o $[M/H]$ para estrellas de tipos espectrales entre B y M (e.g. Crawford, 1975, 1978, 1979a, 1979b; Olsen, 1984, 1988; Saxner y Hammarbäck, 1985; Magain, 1987; Gray, 1988; este trabajo).

En consecuencia, a partir de los índices de Strömgren se pueden inferir las principales propiedades físicas estelares si comparamos los índices observados con los correspondientes obtenidos de las calibraciones teóricas y/o empíricas. Esto permite obtener valores adecuados de T_{eff} , $\log g$ y $[M/H]$, ó equivalentemente el tipo espectral y la clase de luminosidad (fotométricos), para las estrellas (no veladas) observadas en este sistema. En efecto, Chavarría et al. (1988) estudiaron la naturaleza de la estrella Ae/Be de Herbig VV Serpentis apoyándose en este método. Otros trabajos en esta misma dirección son los siguientes: Pérez et al. (1989), Chavarría-K. et al. (1989a,b), Moreno et al. (1989), Neri et al. (1989) y Neri y Chavarría-K. (1989).

Sin embargo, las estrellas que presentan emisión significativa en el continuo óptico/UV superpuesto a la emisión estelar (i.e., las estrellas "veladas") presentan colores anómalos en los diagramas color - color para estrellas normales (ver Mendoza et al., 1990a; este trabajo), lo cual dificulta la obtención de sus parámetros físicos mediante este

procedimiento. Por lo tanto, en estos casos lo correcto es determinar su tipo espectral mediante espectroscopía directamente.

III.B. - Parámetros Físicos y/o Tipos Espectrales.

En el presente trabajo usamos diversas calibraciones teóricas y empíricas del sistema uvby para determinar los parámetros T_{eff} y $\log g$, y/o los tipos espectrales correspondientes, de las estrellas de nuestra muestra (que llamaremos "fotométricos"). El método se discutirá en detalle posteriormente en este capítulo (Sección III.D). En esta Sección presentamos los resultados de ese estudio.

Debido a que los índices de Strömgren pueden estar afectados por emisión no fotosférica, es conveniente también usar tipos espectrales determinados espectroscópicamente de las estrellas problema, además de los fotométricos. Hay que señalar que el tipo espectral de estas estrellas jóvenes puede variar con el tiempo y con la longitud de onda en que se estudia hasta por una clase espectroscópica. En consecuencia, los tipos espectrales fotométricos obtenidos aquí son comparados con tipos espectrales de la literatura. Esto nos facilita adoptar un tipo espectral más confiable para cada una de las estrellas. El procedimiento para seleccionar este tipo espectral "adoptado" y su incertidumbre asociada se explica en la Sección III.E.

Nuestros resultados se presentan en la Tabla 3.1. En la columna (1) se incluye el nombre de la estrella. Los valores de T_{eff} y $\log g$ fotométricos se presentan en las columnas (2) y (3), respectivamente, y el tipo espectral fotométrico correspondiente en la columna (4). Se usó la calibración de Schmidt - Kaler (1982) para transformar los valores de T_{eff} y $\log g$ en tipos espectrales y clases luminosas. El (los) método(s) particular(es) que se usaron para obtener los parámetros fotométricos se da(n) en la columna (5). Los tipos espectrales típicos para las estrellas problema encontrados en la literatura se incluyen en la columna (6). En la columna (7) se presenta el tipo espectral adoptado para cada objeto. En la columna (8) se incluye un número que indica la calidad del tipo espectral adoptado: los números 1, 2 y 3 indican, respectivamente, que la incertidumbre asociada a éste es menor ó igual que 1, 2 y 3 subclases espectrales; el número 4 indica que la incertidumbre podría ser mayor que 3 subclases espectrales.

Tabla 3.1. - Parámetros Físicos para estrellas peculiares en NGC2264.

Est.	T_{eff}	$\log g$	TE ^(a) (fot)	Método	TE (lit)	TE (adop)	C ^(b)	E(b-y)
W33			MOIV:		K1V ^{(1), (2)} , dM ⁽⁴⁾	MOIV	4	0.722
W46	8030	3.40	A5III	bym	A3V ^{(1), (2)} A5III ⁽⁴⁾ , A5 ⁽³⁾	A5III	2	0.060
W69			K6IV-V	mc(emp)	K3 II-III ⁽⁴⁾ K3-4 III-IV ⁽⁷⁾	K4IV	2	0.078
W73			G5III	mc(emp)	G5III(p?) ⁽⁴⁾ , G2-5IV ⁽⁷⁾	G5III	1	-0.015
W77			K6V:	by084	K4 ⁽⁶⁾	K5V	3	0.088
W79			G7V:	by084	continuo ⁽⁶⁾	K7V	4	-0.314
W83	23540	4.10	B2V	mc(tem)	B2V ^{(1), (2)} , B2IV ⁽³⁾	B2V	1	0.065
W84	6430	4.30	F5V	mc(int)	GOV ⁽¹⁾ , GOV ⁽²⁾ , F8 ⁽⁶⁾	GOV	1	0.032
W90	11600	4.00	B8V	byc mc(tem)	B8V _{pe} ⁽¹⁾ , B9-A0 ^{(3), (6)} A2p ^{(4), (5)} , B4V ⁽²⁾	A0V	2	0.204
W100	9320	4.15	A1V	bym	A0V _p ⁽¹⁾ , A2IV ⁽⁴⁾ A0 ⁽⁵⁾ , B8V ⁽²⁾	A1V	2	0.081
W104	8050	4.10	A6V	bym	A5IV ⁽⁴⁾ , F0-A5 ⁽³⁾	A6V	2	0.052
W108	6720	4.40	F3V	mc(int)	F7Ve ^{(1), (2)} , F9 ⁽⁶⁾ GOIII-IVp ⁽⁴⁾	F7V	2	0.168
W109	15760	4.00	B5V	mc(tem)	B6V ⁽⁴⁾ , B3V ^{(2), (8)}	B5V	2	0.040
W110			K3V:	by084		K3V	4	0.003
W112	10840	4.20	B9V	mc(tem)	A0V ^{(2), (4)}	B9V	1	0.045
W126			K6V:	by084	K5II ⁽³⁾ , K3 ⁽⁶⁾	K5IV	3	0.005
W131	32000	3.75	O9V	mc(byc)	O7V(f) ⁽¹⁾ , O7 ⁽⁴⁾ O8III(f) ⁽⁹⁾	O8V	1	0.049
W132	12580	3.85	B7V	mc(tem)	B8V ^{(2), (8)}	B7V	1	0.062
W139			G5IV-V	mc(emp)	G8V: ⁽²⁾ , KOII ⁽³⁾ , K3 ⁽⁶⁾	G9IV	3	0.221
W151	6090	4.20	GOV	mc(int)	F5V ⁽²⁾ , G2 ⁽³⁾	GOV	3	-0.030
W157	12740	3.95	B7V	mc(tem)	B8V ^{(2), (8)}	B7V	1	0.049
W158	7340	3.40	A9III	byc	A7-FOIV-Vp ⁽⁴⁾ FOV ⁽²⁾ , A5-FO ⁽³⁾	A9III	3	0.122

W159	10590	4.50	B9V	mc(tem)	AOV ^{(2), (4)}	B9V	1	0.079
W161			K7V:	by084	K7 ⁽⁶⁾	K7V	3	0.062
W163	6490	2.25	FSII	mc(int)		FSII	3	0.450
W164			G1III	mc(emp)	G8V ⁽²⁾ , F8 ⁽⁶⁾	G2IV	3	0.027
W165	8570	4.10	A4V	bym	A5 ⁽⁵⁾ , A2V ⁽²⁾ , A3 ⁽³⁾	A4V	1	0.043
W166					Ae/Be ⁽¹⁰⁾	AOV	4	0.958
W167			G1III	mc(emp)		G1III	3	-0.040
W177	5900	4.30	G1V	mc(int) mc(emp)	F9V-III ⁽¹⁾	G1V	2	0.034
W178	25000	3.80	B1V	mc(azul)	B2 ⁽⁴⁾ , B1.5 ⁽¹⁾ B2III ⁽⁹⁾ , B3V ⁽⁹⁾	B1V	1	0.041
W179	11330	3.95	B9V	mc(tem)	AO _n ⁽⁴⁾ , B9V ^{(2), (8)} B9.5V ⁽³⁾	B9V	1	0.059
W181	12400	4.00	B8V	mc(tem)	B9-A0IV-V ⁽⁴⁾ , B9-AOV ⁽³⁾ B9V ^{(2), (8)}	B8V	1	0.035
W184			K1V:	by084	K3III ⁽³⁾ , K3 ⁽⁶⁾	K2IV	2	-0.064
W187	12900	3.90	B7V	mc(tem)	B8 ⁽⁴⁾ , B8V ^{(2), (8)}	B7V	1	0.048
W189			F5V:	byC79	F9V ⁽¹⁾ , F2V ⁽²⁾ , F5 ⁽³⁾	F5V	2	0.079
W192	6320	4.35	F6V	mc(int)	F-? ⁽²⁾	F6V	3	0.032
W193	8260	4.20	A5V	bym	A7IIp ⁽⁴⁾	A5V	2	0.036
W206	13100	3.00	B7III	byc	B8 _n ⁽⁴⁾ , B8V ⁽²⁾ B7V ^{(3), (8)}	B7IV	2	0.023
W212	19270	3.60	B2IV	mc(tem)	B2.5V ⁽⁴⁾ , B2V ⁽¹⁾ B3V ⁽²⁾ , B2IV ⁽³⁾	B2IV	1	0.035
W217			K3V:	by084	K3-5IV-III ⁽³⁾ , K2 ⁽⁶⁾	K3IV	2	-0.074
W222	8430	3.60	A4IV	bym	A3IV ⁽⁴⁾ , A2V ⁽²⁾ , A3 ⁽³⁾	A3IV	1	0.063
W224	5870	3.90	G1IV-V	mc(emp) mc(int)	FSV ⁽²⁾	G1IV-V	3	0.043
W229			K3IV	mc(emp)	K2II-III ⁽⁴⁾ , K2III ⁽¹⁾ K1-2III/IV ⁽⁷⁾	K2III	1	0.012
W237			K3IV-V	mc(emp)	K2II-III ⁽⁴⁾ , G9III ⁽⁷⁾	K0III	2	0.282
W238			K5IV	mc(emp)	K2-3III ⁽⁷⁾	K2-3III	2	0.039
W239			K2III	mc(emp)	K1III-IV ⁽⁷⁾	K2III	1	0.006

V1			G1IV-V	mc(emp)	F4V ⁽²⁾	G1IV-V	3	-0.008
V2			G3IV-V	mc(emp)	F7V ⁽²⁾	G3IV-V	3	0.034
V18			F3V	byc		F3V	3	0.052
V20			G0IV-V	mc(int)	F5V ⁽²⁾	G0IV-V	3	0.036
V116	5850	3.90	G1IV	mc(emp) mc(int)	F-7 ⁽²⁾ , G0-G2 ⁽³⁾	G1IV	1	0.044

Notas:

Referencias a Tipos Espectrales.

- (1) Pérez et al. (1989).
- (2) Young (1978).
- (3) Warner et al. (1977).
- (4) Walker (1956).
- (5) Strom et al. (1972a).
- (6) Cohen y Kuhl (1979).
- (7) Clariá (1985).
- (8) Pérez et al. (1987).
- (9) Mermilliod (1976)
- (10) Mendoza et al. (1990b).

- (a) Los : indican mayor incertidumbre.
 (b) Calidad del Tipo Espectral Adoptado. Ver texto.

III.C. - Enrojecimiento de las Estrellas de la Muestra. -

En la columna (9) de la Tabla 3.1 se muestran los excesos de color E(b-y) para nuestras estrellas programa, los cuales se calcularon como se describe a continuación.

Para estrellas más tempranas que \approx G0, el exceso de color E(b-y) se obtuvo restando al color (b-y) observado el color (b-y)₀ obtenido de los modelos de Kurucz (1988) y correspondiente al tipo espectral adoptado (Columna (7) de la Tabla 3.1). Para las estrellas más tardías se tomó el color intrínseco (b-y)₀ dado por Olsen (1984) en el caso de estrellas de la secuencia principal, y el de nuestra calibración empírica preliminar para las estrellas gigantes (que se discutirá más adelante). Los colores intrínsecos se interpolaron cuando fue necesario. En algunos casos muy particulares (b-y)₀ se calculó usando las fórmulas de desenrojecimiento iterativas de Crawford (1979b). Estos casos se mencionarán posteriormente.

III.D. - Derivación de Tipos Espectrales Fotométricos.

III.D.1. - Corrección por Extinción Interestelar.

Con el fin de obtener los parámetros físicos de nuestras estrellas problema, es necesario corregir las observaciones por extinción interestelar. El enrojecimiento interestelar a NGC 2264 es pequeño (E(B-V) \approx 0.^m06 - 0.^m08, e.g. Walker, 1956, Sagar and Joshi, 1983, Pérez et al., 1987; E(b-y) \approx 0.^m04, e.g. Strom et al., 1971, Pérez et al., 1989, este trabajo; E(V-R) \approx 0.^m05, Mendoza y Gómez, 1980), aún cuando parece no ser uniforme a lo largo de la cara del cúmulo debido posiblemente a la presencia de nubes de polvo (e.g. Young, 1978; Sagar y Joshi, 1983; este trabajo). Aún más, la ley de extinción podría ser anómala en la dirección de ciertas estrellas, como lo muestran Pérez et al. (1987), quienes encuentran diferencias en el valor de R con respecto al valor normal para varias estrellas OB en NGC 2264. Estos autores usan el método de ensayo y error de Tjlie A Djie et al. (1984), en el cual la distribución de energía espectral observada de la estrella en el visual se fuerza para que coincida con la distribución apropiada para su tipo espectral de los modelos de Kurucz (1979), seleccionando de esta manera el valor adecuado de R.

Existen fórmulas y/o rutinas para desenrojecer los índices de Strömgren de las estrellas para distintos intervalos espectrales, clases de luminosidad y metalicidades (e.g. Crawford, 1975, 1978, 1979a, b; Gray, 1988; Olsen, 1988). Para un intervalo espectral dado, estas fórmulas y/o

rutinas utilizan el valor observado de algún (algunos) índice(s) (usualmente β , el cual no está afectado por enrojecimiento interestelar), junto con relaciones estándares entre éste (éstos) y los colores intrínsecos apropiadas al intervalo espectral en cuestión, para derivar así los valores intrínsecos de los demás índices. En la Sección III.D.6 se describe en mayor detalle este procedimiento para algunas estrellas particulares. Sin embargo, las rutinas cubren sólo el intervalo espectral \approx B - G2, la mayoría de ellas siendo válidas únicamente para estrellas \approx F - G2. Debido a que una buena fracción de las estrellas incluidas en este trabajo tienen tipos espectrales G - K, hemos decidido adoptar un procedimiento distinto al de las fórmulas y/o rutinas anteriores para desenrojecer los colores observados, el cual se describe a continuación.

III.D.2. - El Diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$).

Se escogió principalmente el diagrama color - color ($[m_1]$, $[c_1]$), de aquí en adelante mc, para obtener los valores de T_{eff} , $\log g$, y/o el tipo espectral para las estrellas problema, por considerarlo el más adecuado a nuestros propósitos, como podrá apreciarse en el presente inciso. De manera análoga al método del parámetro Q (Johnson y Morgan, 1953; ver también Chavarría et al., 1987) se definen estos índices como:

$$[m_1] = m_1 - \alpha_m (b-y) \quad (3.1)$$

$$[c_1] = c_1 - \alpha_c (b-y) \quad (3.2),$$

donde $\alpha_m = E(m_1)/E(b-y) \quad (3.3)$

y $\alpha_c = E(c_1)/E(b-y) \quad (3.4)$

son cocientes de enrojecimiento, los cuales están dados por la ley de extinción interestelar adoptada. En estas ecuaciones m_1 , c_1 y $(b-y)$ son los colores observados de la estrella y $E(m_1)$, $E(c_1)$ y $E(b-y)$ son los excesos de color en cada índice.

De las ecuaciones (3.1) a (3.4) se puede demostrar que:

$$[m_1] = m_0 - \alpha_m (b-y)_0$$

$$[c_1] = c_0 - \alpha_c (b-y)_0,$$

donde $(b-y)_0$, m_0 y c_0 son los índices intrínsecos de la estrella. Por lo tanto, $[m_1]$ y $[c_1]$ no dependen de la cantidad de extinción interestelar y/o circunestelar a las estrellas programa, si se conoce la ley de enrojecimiento interestelar en la dirección de las mismas, esto es, si se

conocen los valores de los cocientes de enrojecimiento α_m y α_c . En este trabajo se adoptan $\alpha_m = -0.30$ y $\alpha_c = 0.20$ (e.g. Crawford y Mandwewala, 1976), los cuales corresponden a una ley normal de enrojecimiento interestelar. La ventaja del método es que se pueden construir diagramas mc de modelos de atmósferas y/o estrellas de campo poco enrojecidas, y de nuestros $[m_1]$ y $[c_1]$ observados derivar los principales parámetros físicos de las estrellas programa.

Debe hacerse notar que a causa del bajo enrojecimiento promedio al cúmulo, aún si la extinción a algunas estrellas en NGC 2264 es anormal, no introducimos errores grandes en la derivación de los parámetros estelares por este método. Para estrellas problema con alta extinción circunestelar (ó internube local) anormal, los errores serán naturalmente mayores, pero los parámetros físicos así obtenidos serán un buen principio para entender la naturaleza de estas estrellas y de sus envolventes. En efecto, para la mayoría de los casos de estrellas O-B de nuestra muestra, los tipos espectrales fotométricos concuerdan dentro de una subclase con los reportados por Pérez et al. (1989), quienes usaron espectrogramas de barrido ó ("scanner") para derivar sus tipos espectrales (ver Tabla 3.1). En consecuencia, esperamos obtener mediante este procedimiento estimaciones de T_{eff} y $\log g$ aceptables para estrellas no veladas.

Para incluir a las estrellas programa en el diagrama mc se calcularon los valores promedio de los índices observados y presentados en la Tabla 2.2. Se presentan dos diagramas mc: i) en la Fig. 3.1a el correspondiente a las estrellas tempranas e intermedias, junto con colores de modelos teóricos de atmósferas estelares (ver Sección III.D.2a), y ii) en la Fig. 3.1b el correspondiente a las estrellas tardías, junto con colores de relaciones empíricas (ver Sección III.D.2b).

III.D.2a.- Estrellas Tempranas e Intermedias.

En la Figura 3.1a se presentan también las curvas de temperatura efectiva constante (líneas sólidas) y las curvas de gravedad constante (líneas quebradas), basadas en varios modelos de atmósferas, como se indica a continuación. La "malla azul" ($0.01 \leq [m_1] \leq 0.03$) está construida con los modelos fuera de equilibrio termodinámico local (ETL) de Mihalas (1972), y la "malla temprana" ($0.02 \leq [m_1] \leq 0.22$) y la "malla intermedia" ($0.1 \leq [m_1] \leq 0.4$) a partir de los modelos de Kurucz (1988). En estos últimos modelos Kurucz incorpora un nuevo tratamiento para la convección. Nuestras

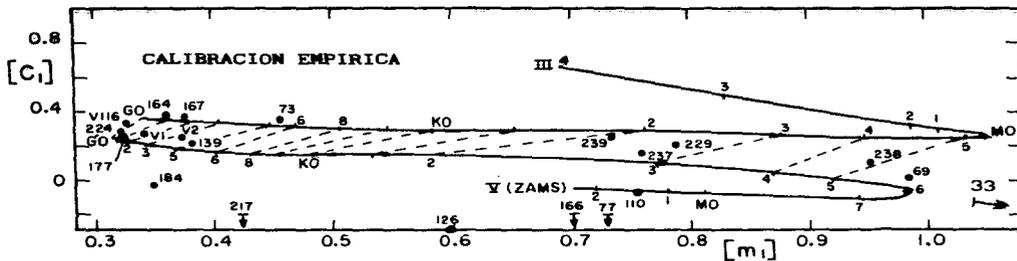


Figura 3.1b.- Diagrama $([m_i], [c_i])$ empírico para las estrellas tardías de la muestra (G - M). Las líneas sólidas representan las trayectorias de estrellas de secuencia principal (tomada de Olsen, 1984), y de gigantes (este trabajo). Las líneas quebradas conectan a las subclases espectrales en ambas secuencias. Las flechas señalan la dirección de la posición de las estrellas que se localizan fuera del diagrama.

comparaciones en el sistema uvby- β de estos modelos con los anteriores de Relyea y Kurucz (1978), muestran que los modelos más recientes de Kurucz reproducen mejor los valores de gravedad para estrellas estándar y de campo, mientras que los modelos anteriores reproducen mejor los valores para la temperatura efectiva, como se discute más adelante. Se adoptaron los modelos correspondientes a abundancias solares, ya que Barry et al. (1979) obtuvieron una metalicidad promedio relativa a la solar, $[Fe/H] = -0.15$, para una muestra de estrellas F y G en NGC 2264, a partir del análisis de espectros de resolución moderada.

III.D.2b. - Estrellas Tardías. Cálculo de la Calibración Empírica para Estrellas Gigantes.

En la Figura 3.1b se presentan la calibración empírica de colores intrínsecos $[m_1]$ y $[c_1]$ para estrellas G, K y M de la secuencia principal (Olsen, 1984), válida para $0.31 \leq [m_1] \leq 1.0$, y aquella para las gigantes calculada por nosotros para este trabajo (luminosidad III). Esta última se obtuvo de la manera siguiente: (i) se seleccionaron gigantes G - M sin enrojecimiento ó poco enrojecidas en cada subclase espectral del "Bright Star Catalogue" (Hoffleit y Jaschek, 1982; de aquí en adelante BSC) que además tuvieran fotometría uvby- β en el catálogo de Hauck y Mermilliod (1980; de aquí en adelante CHM), y (ii) se tomaron los promedios de los índices de las estrellas en cada subclase espectral y se trazó una línea suave a través de ellos. La calibración empírica para estrellas gigantes es válida en el intervalo $0.33 \leq [m_1] \leq 1.05$.

III.D.3. - Comparación con Otras Determinaciones de T_{eff} y $\log g$.

Con el fin de evaluar la precisión del método anterior, hemos comparado los valores de temperatura efectiva y de gravedad que se derivan para estrellas a partir de su posición en el diagrama mc, con los que se obtienen mediante determinaciones más directas. Asimismo, también se comparan los valores de T_{eff} y $\log g$, determinados mediante el diagrama mc, con aquéllos que se encuentran a través de la calibración entre T_{eff} y $\log g$ vs. tipo espectral de Schmidt-Kaler (1982), para estrellas de campo con tipos espectrales bien determinados (del BSC) y fotometría uvby- β (en el CHM). Estos análisis y sus resultados se detallan a continuación.

(i) Malla Azul. - Los valores de T_{eff} y $\log g$ que se obtienen de la posición de las estrellas en la malla azul (ver Fig. 3.1a) no fueron

comparados con los valores observados para estrellas O de campo, debido a la falta de estrellas en el BSC con tipos espectrales precisos en este intervalo de temperaturas. Sólo una estrella, W178, cae en esta malla, lo cual da un argumento observacional a la posibilidad de que esta estrella sufre efectos fuera de ETL. Se sugieren más observaciones uvby- β que permitan una determinación independiente de ésto.

(ii) Malla temprana. - Las temperaturas efectivas obtenidas de la malla temprana se compararon con las determinadas por Code (1975) y Code et al. (1976) para un conjunto de estrellas B-A III-V. Estos autores determinan flujos totales integrando las distribuciones de flujo observadas, y combinan estos resultados con diámetros angulares observados, con el fin de encontrar las temperaturas efectivas de estos objetos. Ocho estrellas de la muestra de Code et al. caen en el dominio de la malla temprana. Los datos fotométricos uvby- β usados para estas estrellas, con el objeto de colocarlas en dicha malla, fueron los que adoptaron para las mismas Relyea y Kurucz (1978). La Figura 3.2 muestra la relación entre las temperaturas efectivas determinadas por estos dos métodos [Teff(Code) vs. Teff(malla temprana)]. La línea de pendiente unidad se muestra con propósitos de comparación. Es claro que las temperaturas efectivas obtenidas mediante la malla temprana concuerdan muy bien con las determinadas por Code et al. De manera similar, la Figura 3.3 muestra la comparación para gravedades [$\log g$ (Code) vs. $\log g$ (malla temprana)]. En este caso la concordancia no es tan buena. Sin embargo, debido al hecho de que, por una parte, el número de puntos en la Fig. 3.3 es insuficiente, y las estrellas difieren menos de 0.3 dex de la línea de pendiente unidad (exceptuando α Gru y α Oph: signos "x"), por la otra, no haremos ninguna corrección a los valores de $\log g$ obtenidos mediante la malla temprana. En consecuencia, estimamos que las incertidumbres para Teff y $\log g$ determinadas de la malla temprana son \pm 500 K y 0.3 dex, respectivamente. La comparación usando estrellas de campo con tipo espectral bien determinado en el BSC y con fotometría Strömgren en el CHM apoya la discusión anterior. Los valores de los parámetros físicos obtenidos mediante el diagrama mc y la malla temprana se indican con "mc(tem)" en la Tabla 3.1, columna (5).

(iii) Malla Intermedia. Estrellas de Gravedad Alta. - Los valores de temperatura efectiva y gravedad que se obtienen mediante la malla intermedia fueron comparados con los obtenidos por Nissen (1981) y Gehren (1981), para una muestra de estrellas F y G tempranas seleccionadas por Saxner y

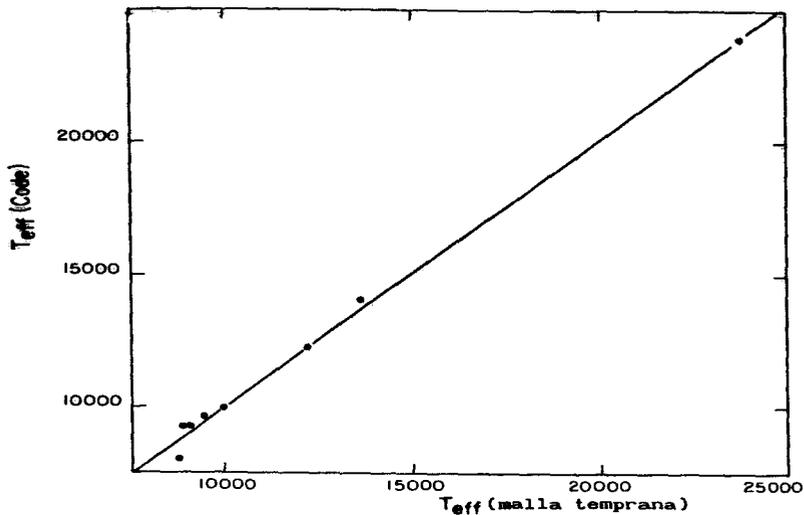


Figura 3.2.- Comparación entre los valores de T_{eff} que se obtienen de la malla temprana (Fig. 3.1 a) para las estrellas en los estudios de Code (1975) y Code et al. (1976) que tienen fotometría uvby- β , y los valores que estos autores encuentran para las mismas. La línea sólida representa la recta de pendiente unidad.

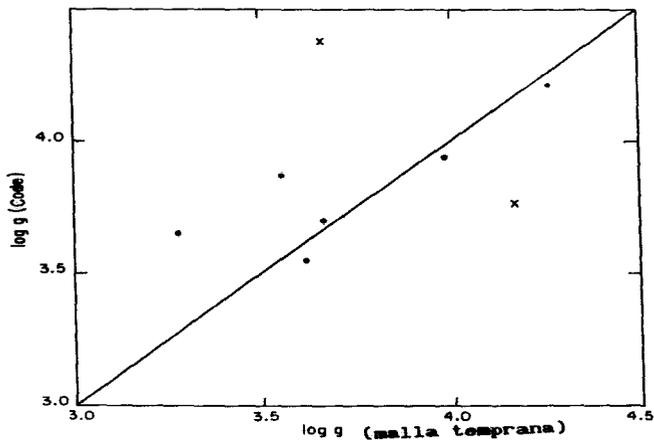


Figura 3.3.- Análogo a la Fig. 3.2, pero en este caso se comparan los valores de gravedad. Las cruces muestran las posiciones de α Gru y α Gph.

Hammarbäck (1985). Estas estrellas tienen gravedad alta, esto es, $\log g \approx 3.5$ dex. Para este mismo grupo de estrellas también se estimó, de manera independiente, el valor de T_{eff} usando sus tipos espectrales y clases de luminosidad tomados del BSC y la calibración de Schmidt-Kaler (1982, SK82) entre tipo espectral y clase luminosa vs. T_{eff} y $\log g$. Los valores para T_{eff} de Nissen y Gehren (N+G) coinciden muy bien con los determinados a partir de su tipo espectral del BSC. En la Figura 3.4 se grafican estos últimos contra los que se determinan de la malla intermedia (int). Se encuentra la siguiente relación lineal:

$$T_{\text{eff}}(\text{SK82}) = 0.91 T_{\text{eff}}(\text{int}) + 773 \quad (3.5),$$

con un coeficiente de correlación $r = 0.89$, la cual está representada por la línea en la Fig. 3.4. De manera similar, en la Figura 3.5 se muestran los valores de $\log g$ obtenidos con la malla intermedia contra aquéllos de Nissen y Gehren. El mejor ajuste (lineal) a los datos está dado por la ecuación:

$$\log g(\text{N+G}) = 0.24 \log g(\text{int}) + 3.34 \quad (3.6),$$

cuyo coeficiente de correlación es $r = 0.68$.

Las estrellas BS 8848 y BS 740 (signos "x") fueron omitidas en el ajuste ya que se encuentran considerablemente fuera de la relación. Por lo tanto, en el intervalo $5500 \leq T_{\text{eff}} \leq 7500$ K los valores obtenidos con la ayuda de la malla intermedia fueron corregidos usando las ecuaciones (3.5) y (3.6). A partir de la dispersión de puntos en las Figuras 3.4 y 3.5 estimamos las incertidumbres introducidas por este método como ≈ 300 K y 0.2 dex en temperatura efectiva y gravedad, respectivamente. Los parámetros estelares que se obtuvieron con este método se indican con "mc(int)" en la columna (5) de la Tabla 3.1.

La comparación que resulta de usar estrellas de campo con tipos espectrales dados en el BSC y fotometría uvby en el CHM, indica que los valores obtenidos con la malla intermedia deben corregirse por $\approx +250$ K y $+0.6$ dex en temperatura efectiva y gravedad, respectivamente. Este resultado es consistente con las correcciones que se derivan de las ecuaciones (3.5) y (3.6). En efecto, y por ejemplo, una estrella con $(T_{\text{eff}}, \log g) = (6000, 3.5)$ según la malla intermedia, tendrá $(T_{\text{eff}}, \log g) = (6237, 4.18)$ según las ecuaciones (3.5) y (3.6), y $(6250, 4.1)$ si aplicamos las correcciones que resultan de la comparación con las estrellas de campo.

Las calibraciones teóricas de Relyea y Kurucz (1978) y de VandenBergh y Bell (1985) para este intervalo de temperaturas también fueron estudiadas de

manera idéntica a las de Kurucz (1988). Se encuentra que las temperaturas efectivas y gravedades obtenidas del diagrama mc con los modelos de Relyea y Kurucz, y con los modelos de VandenBergh y Bell, deben ser corregidos por $\approx + 190 \text{ K y } + 0.7 \text{ dex}$, y por $\approx + 370 \text{ K y } + 0.75 \text{ dex}$, respectivamente.

Del análisis anterior concluimos que los modelos de Relyea y Kurucz (1978) dan los mejores resultados para la temperatura, y los de Kurucz (1988) para la gravedad, si se utiliza el diagrama mc para determinar estas cantidades en los intervalos $5500 \leq T_{\text{eff}} \leq 7500 \text{ K}$ y $3.5 \leq \log g \leq 4.5 \text{ dex}$.

(iv) Malla Intermedia. Estrellas de Gravedad Baja.— A diferencia del caso de las estrellas intermedias de gravedad alta, para estrellas intermedias de gravedad baja (i.e., $\log g \leq 3.0$, y $5500 \leq T_{\text{eff}} \leq 7500 \text{ K}$) los valores de temperatura efectiva y de gravedad obtenidos directamente de la malla intermedia se corrigieron añadiendo $460 \text{ K y } 0.12 \text{ dex}$, respectivamente. Estas correcciones resultaron de la comparación de los valores de los parámetros obtenidos usando la malla intermedia, con los que resultan a partir de la calibración de Schmidt - Kaler (1982) para estrellas F y G gigantes con tipo espectral en el BSC y fotometría Strömgren en el CHM, de manera similar al procedimiento seguido para las estrellas gravitativas en el mismo intervalo de temperaturas. W163 es la única estrella de nuestra muestra que cae en este dominio. Estimamos los errores mediante este procedimiento como $\approx 300 \text{ K y } 0.7 \text{ dex}$ en T_{eff} y $\log g$, respectivamente.

(v) Estrellas Tardías.— Para estrellas frías, i.e. estrellas en el intervalo $0.3 \leq [m_1] \leq 1.2$, no encontramos modelos de atmósferas precisos y/o extensivos para construir una malla útil usando los colores $[m_1]$ y $[c_1]$. En efecto, en los modelos de VandenBergh y Bell (1985) el índice $[c_1]$ se vuelve insensible a luminosidad para estrellas con $5000 \leq T_{\text{eff}} \leq 5500 \text{ K}$, y crece si la gravedad de la estrella aumenta en el intervalo $4500 \leq T_{\text{eff}} \leq 5000 \text{ K}$. Estos resultados no son apoyados por las observaciones (ver Fig. 3.1b). Según la calibración empírica, el índice $[c_1]$ es todavía ligeramente sensible a la gravedad para estrellas G - K, aunque en menor medida que para el caso de las estrellas intermedias (ver Fig. 3.1a), y en el sentido en que las estrellas de mayor gravedad tienen valores de $[c_1]$ menores. En efecto, las calibraciones empíricas presentadas en la Fig. 3.1b indican que las estrellas de la secuencia principal tienen valores de $[c_1]$ menores que las gigantes, para un valor dado de $[m_1]$. Asimismo, $[c_1]$ también se vuelve insensible a la gravedad según los modelos de Bell y Gustafsson (1978), los cuales son válidos para estrellas más tardías que $\approx K0$ con $\log g \leq 3$. Por

otra parte, no existe continuidad entre las mallas construidas con los modelos de Bell y Gustafsson y las de VandenBergh y Bell en el plano mc. En consecuencia, se decidió utilizar las secuencias principal y de las gigantes empíricas para encontrar los tipos espectrales de las estrellas programa con $[m_1] \geq 0^m30$ en el diagrama mc (ver Fig. 3.1b). Los tipos espectrales que resultan de esta manera se incluyen en la columna (4) de la Tabla 3.1. Las estrellas para las cuales se siguió este procedimiento se indican con "mc(emp)" en la columna (5) de la Tabla 3.1.

III.D.4.- Estrellas en la Región Bivaluada del Diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$).

En la Figura 3.1a se puede ver a un grupo de estrellas (W46, W222, W165, W193, W104 y W158) que caen sobre ó muy cerca de la región bivaluada en el diagrama mc centrada alrededor de $[m_1] \approx 0.20$ y $[c_1] \approx 0.90$, donde las mallas temprana e intermedia se superponen y se doblan. Este problema se debe a la ambigüedad del índice c_1 en el intervalo $7500 \leq T_{\text{eff}} \leq 10000$ (ver p. ej. diagramas en el trabajo de Relyea y Kurucz, 1978). Cuatro estrellas del trabajo de Code (1975) y Code et al. (1976), todas ellas con $T_{\text{eff}} \approx 8000$ K y $\log g \approx 3.5$, también caen en la misma región del diagrama. La posición de las estrellas de Code en la malla intermedia indica temperaturas y gravedades muy bajas para ellas, por lo tanto se sugiere que las estrellas de nuestra muestra que caen en la región bivaluada son también estrellas A de secuencia principal. Hemos investigado más a fondo este problema graficando en el diagrama mc estrellas A y F de campo con tipos espectrales del BSC y fotometría uvby en el CHM. Se encuentra que, en efecto, las estrellas A V y III son las que caen sobre ó cerca de la región bivaluada, mientras que las estrellas F V se localizan abajo de ella, en la región inferior izquierda de la malla intermedia. Por lo tanto, se decidió también usar el diagrama $\{(b-y)_0, [m_1]\}$ para encontrar las temperaturas y gravedades de las estrellas que se localizan en esta región particular del diagrama mc.

La Figura 3.6 muestra el diagrama $\{(b-y)_0, [m_1]\}$ para las estrellas programa (círculos) y para las cuatro estrellas de Code (signos "x") situadas en ó cerca de la región bivaluada en el diagrama mc. El color $(b-y)_0$ de las estrellas problema se calculó restando el enrojecimiento promedio al cúmulo $E(b-y) = 0^m040$ al color $(b-y)$ promedio observado de estos objetos. El valor de $E(b-y)$ usado es un compromiso entre los valores de Pérez et al. (1989) y el obtenido en este trabajo (Capítulo IV). El índice $(b-y)_0$ calculado de esta forma debe ser considerado como un límite superior

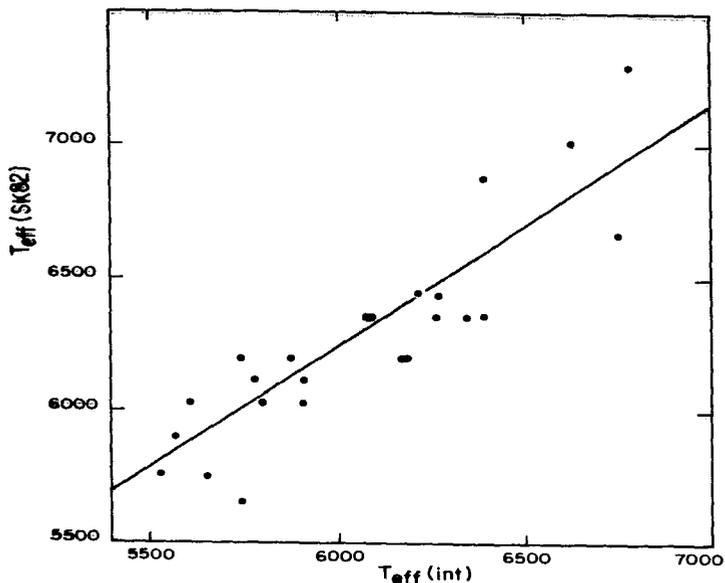


Figura 3.4. - Comparación entre los valores de T_{eff} que se obtienen de la malla intermedia (Fig 3.1b) para un conjunto de estrellas seleccionadas por Saxner y Hammarbäck (1985), y los valores que se obtienen de la calibración entre tipo espectral y T_{eff} de Schmidt-Kaler (1982) para las mismas. La línea sólida representa el ajuste por mínimos cuadrados a los puntos.

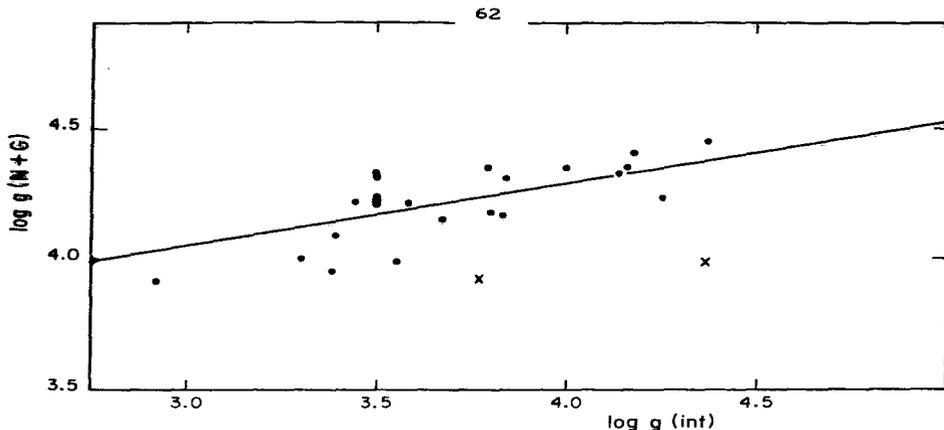


Figura 3.5. - Comparación entre los valores de $\log g$ que se obtienen de la malla intermedia (Fig. 3.1b) para el mismo conjunto de estrellas incluidas en la Fig. 3.4, y los valores que Nissen (1981) así como Gehren (1981) encuentran para las mismas. Las cruces muestran las posiciones de BS 8848 y BS 740. La línea sólida representa el ajuste por mínimos cuadrados a los puntos, en donde estas dos estrellas fueron excluidas.

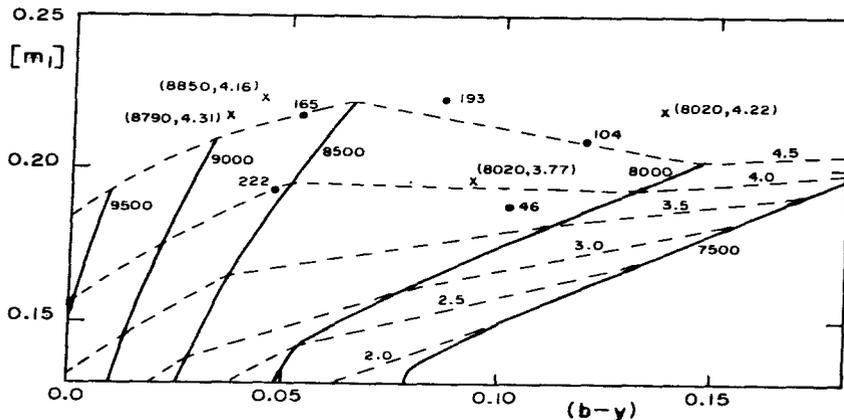


Figura 3.6. - Diagrama (b-y, $[m_1]$) para las estrellas que se sitúan en ó cerca de la región bivaluada en el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$) ($[c_1] \approx 1.0$ y $[m_1] \approx 0.18$, ver Fig. 3.1a). Las líneas sólidas y quebradas representan los colores sintéticos de los modelos de Kurucz (1988) para atmósferas estelares con el mismo valor de temperatura efectiva y de gravedad superficial, respectivamente. Las cruces muestran las posiciones para las estrellas de Code (1975) y de Code et al. (1976) con temperatura efectiva similar a la de las estrella problema. Entre paréntesis se presentan los valores de (T_{eff} , $\log g$) de las estrellas de Code.

del valor verdadero, ya que no se intentó hacer correcciones debidas a la extinción circunestelar ó interestelar local. En el caso de las estrellas de Code el color $(b-y)_0$ es el valor adoptado para las mismas por Relyea y Kurucz (1978). Basados en la posición de las estrellas de Code en el diagrama $\{(b-y)_0, [m_1]\}$, decidimos aplicar correcciones de -120 K y -0.4 dex a los valores de temperatura efectiva y de gravedad, respectivamente, que se obtienen para las estrellas problema según su posición en este diagrama. Los caracteres "bym" en la columna (5) de la Tabla 3.1 se refieren a este procedimiento. Las incertidumbres asociadas al mismo son ≈ 400 K y 0.5 dex en T_{eff} y $\log g$, respectivamente.

III.D.5.- Estrellas fuera de las Mallas Teóricas y/ó Empíricas.

En las Figuras 3.1a y b se pueden distinguir varias estrellas que se localizan fuera de los dominios de las mallas teóricas y/ó empírica, por debajo y a la izquierda de ellas. Algunas incluso quedan fuera de las figuras y su posición se indica con flechas. Estos objetos tienen colores $[c_1]$ y/ó $[m_1]$ muy azules. Proponemos que la posición de estas estrellas en el diagrama mc está afectada por emisión en la región azul - ultravioleta del espectro, particularmente en la banda u ($\lambda = 0.35 \mu\text{m}$), i.e., son estrellas veladas. La emisión estelar en los filtros v, b y y puede también estar contaminada de mayor a menor grado, respectivamente, por emisión de la envolvente. En consecuencia, hemos estimado en estos casos tipos espectrales aproximados usando el color $(b-y)$ observado y corregido por la extinción promedio al cúmulo, y usando la relación entre $(b-y)_0$ vs. tipo espectral de Crawford (1979b) para estrellas A - F V, ó la de Olsen (1984) para estrellas G - M V, ya que este índice es el menos contaminado por la emisión de la envolvente. Los objetos para los cuales se siguió este procedimiento se indican con "byC79" ó "byO84", respectivamente, en la Columna (5) de la Tabla 3.1.

III.D.6.- Casos Particulares.

A continuación discutimos en detalle el procedimiento que se utilizó para algunas estrellas particulares.

W131 cae fuera (a la izquierda y abajo) de las mallas temprana y azul en la Fig. 3.1a. Los parámetros incluidos en la Tabla 3.1 se obtuvieron a partir de su posición en el diagrama $(b-y)_0$ vs. $[c_1]$, donde el valor de $(b-y)_0$ se obtuvo aplicando las fórmulas iterativas de desenrojecimiento de

Crawford (1979b) para estrellas B. En estas rutinas, el índice c_1 observado se usa para obtener un valor preliminar $(b-y)'$ mediante la relación estándar entre c_1 y $(b-y)$ que Crawford proporciona. Se calcula entonces una primera estimación del exceso de color $E(b-y)'$ ($= (b-y) - (b-y)'$), la cual permite corregir el color c_1 observado usando la relación $E(c_1) = 0.2 E(b-y)$. El valor corregido de c_1 permite obtener una nueva estimación de $(b-y)$ a través de la relación de Crawford mencionada antes. Se necesitan sólo unas cuantas iteraciones para que el procedimiento converja y así obtener los valores desenojados de estos índices. Se obtiene de este modo $T_{\text{eff}} = 32000 \text{ K}$ y $\log g = 3.75$ para W131.

La posición de W90 en el diagrama mc (Fig. 3.1a) sugiere $T_{\text{eff}} \approx 11000 \text{ K}$, aunque la estrella se localiza un poco a la izquierda de la malla temprana. El diagrama $(b-y)_1$ vs. $[c_1]$ sugiere, por otra parte, $T_{\text{eff}} \approx 12200 \text{ K}$ y $\log g \approx 4.0$ para este objeto, en donde el valor de $(b-y)_0$ se obtuvo de la rutina de desenojamiento de Crawford (1979b) para estrellas B. Se adopta en este trabajo $T_{\text{eff}} = 11600 \text{ K}$ y $\log g = 4.0$ para W90.

W206 está situada en una región no sensible a gravedad en el diagrama mc (Fig. 3.1a). Por lo tanto sus parámetros físicos resultaron del promedio de los valores que se obtienen de los diagramas $(b-y)_0$ vs. $[c_1]$ y $(b-y)_0$ vs. $[m_1]$, donde $(b-y)_0$ se obtuvo usando las fórmulas de desenojamiento de Crawford (1979b) para estrellas B. Se obtiene para esta estrella $T_{\text{eff}} = 13100 \text{ K}$ y $\log g = 3.00$.

W158 está localizada en la región intermedia de gravedad baja y cerca de la región bivaluada en el diagrama mc, por lo tanto los parámetros que se adoptan aquí para la estrella se obtuvieron de su posición en el diagrama $(b-y)_0$ vs. $[c_1]$. El color $(b-y)_0$ se calculó usando las relaciones de desenojamiento de Crawford (1979b) para estrellas A. No usamos el diagrama $(b-y)_0$ vs. $[m_1]$ para esta estrella, ya que este diagrama resulta no ser sensible a gravedad para estrellas más tardías que tipo espectral B. Encontramos para W158 $T_{\text{eff}} = 7340 \text{ K}$ y $\log g = 3.40$.

V116 está situada en el diagrama mc en una región entre la malla intermedia y la calibración empírica (Figs. 3.1a y b). La posición en la malla intermedia sugiere $T_{\text{eff}} \approx 5750 \text{ K}$ y $\log g \approx 4$ (extrapolando ligeramente y aplicando las correcciones de las ecuaciones 3.5 y 3.6), mientras que la calibración empírica sugiere un tipo espectral GOIV para este objeto ($T_{\text{eff}} \approx 5940 \text{ K}$, $\log g \approx 3.7$). En consecuencia se adoptó $T_{\text{eff}} = 5850 \text{ K}$ y $\log g = 3.90$.

Finalmente, la estrella variable W33 (ver Sección II.B.1) cae significativamente a la derecha y fuera del dominio de la calibración empírica en el diagrama mc según nuestras observaciones: $([m_1], [c_1]) = (1.283, -0.296)$ (Fig. 3.1b). Usando los datos uvby de Pérez et al. (1989) para este objeto, $([m_1], [c_1]) = (1.088, 0.149)$, se infiere que su tipo espectral es K - M a partir de su posición en el diagrama mc. Mendoza y Gómez (1980) sugieren que este objeto es una estrella de carbón, debido al hecho de que ocupa una posición similar al de estas estrellas en el diagrama (B-V, V-R). La posición de W33 en el diagrama mc según nuestros datos y/o los de Pérez et al. sería consistente con esta interpretación, ya que el bloqueo por líneas de metales en la banda v produciría un valor muy grande del índice m_1 . El tipo espectral que se propone para la estrella en la Tabla 3.1 (MOIV) resulta de minimizar sus excesos de color, usando los colores intrínsecos de una estrella tardía (ver Capítulo VII). La Figura 3.7 muestra la distribución de energía espectral de la estrella, desenrojecida por el valor dado en la Tabla 3.1, y la de una fotosfera normal MOIV. Se puede apreciar que ambas distribuciones de energía son muy parecidas, lo cual apoya el tipo espectral MOIV adoptado para la estrella en este trabajo. Por otra parte, la posición de W33 en los diagramas color - color en el IR (ver Cap. IV) muestra que no posee excesos de emisión en esta región espectral, lo cual indica que esta estrella no es un objeto pre - secuencia principal. Asimismo, su posición en dichos diagramas es consistente con un tipo espectral K - M con 4 - 5^m de extinción en el visual. Corrigiendo su posición en el diagrama color magnitud (Fig. 4.1) por este valor de la extinción se encuentra que este objeto tendría una clase de luminosidad II-III, lo cual está en desacuerdo con sus tipos espectrales fotométrico y espectroscópicos (ver Tabla 3.1). En consecuencia, sugerimos que W33 es posiblemente una estrella de campo, a pesar de la alta probabilidad de pertenencia a NGC2264 ($p = 0.98$) que Vasilevskis et al. (1965) obtienen para la misma, a partir de su estudio de movimientos propios en este cúmulo.

III.E. - Discusión y Conclusiones.

En este capítulo hemos presentado un método para obtener los valores de (T_{eff} , $\log g$) y/o tipos espectrales fotométricos para estrellas \approx O7 - M0, a partir de observaciones en el sistema uvby- β . Este procedimiento es válido para estrellas que no presentan emisión en el continuo óptico/UV significativa de origen no-estelar (i.e. para estrella no veladas). A partir

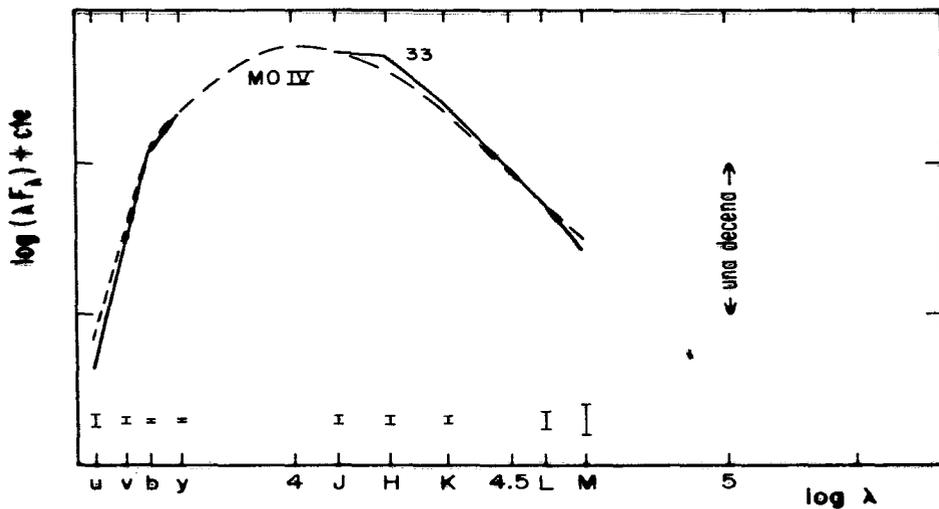


Figura 3.7.- Distribución de Energía Espectral de W33. La línea sólida representa la distribución de la estrella corregida por extinción interestelar. La línea quebrada muestra la distribución de una fotosfera MOIV ajustada al mismo valor en el filtro "y" que el de la estrella. Las barras de error al pie de la figura corresponden a nuestras incertidumbres típicas en cada banda.

de la comparación con los valores de estos parámetros con los que se obtienen mediante otras determinaciones independientes, creemos que las incertidumbres en los tipos espectrales *fotométricos* son menores ó iguales que 1 y 2 subclases espectrales, respectivamente, para estrellas \approx O7 - A4 y \approx A4 - G0. Para estrellas G0 - M0, se usan las calibraciones empíricas para obtener su tipo espectral, cuya incertidumbre puede ser mayor que las mencionadas antes.

El sistema $uvby-\beta$ permite identificar con facilidad a las estrellas veladas, las cuales caen fuera del diagrama mc (ver también Mendoza et al., 1990a). Los tipos espectrales fotométricos determinados para estas estrellas son sistemáticamente más tempranos que los espectroscópicos (ver Tabla 3.1). Para las estrellas veladas se dió mayor peso a estos últimos.

De la Tabla 3.1 se puede apreciar, sin embargo, que aún los tipos espectrales de la literatura para algunas estrellas no veladas difieren considerablemente entre sí. En estos casos el tipo espectral fotométrico puede ayudar a disminuir las discrepancias, por lo cual se adoptó un tipo espectral compromiso entre el fotométrico y los de la literatura.

En conclusión, hemos clasificado los tipos espectrales adoptados en cuatro categorías, dependiendo de su incertidumbre (Columna (8), Tabla 3.1). La categoría 1 corresponde a estrellas cuyo tipo espectral adoptado tiene una incertidumbre menor ó igual a una subclase espectral.: aquí se encuentran la mayoría de las estrellas tempranas O - B (18 estrellas, i.e. el 35% de la muestra). En la categoría 2 hemos incluido objetos cuyo tipo espectral adoptado puede tener una incertidumbre de hasta dos subclases espectrales; aquí encontramos a la mayoría de las estrellas intermedias (A - F) de la muestra (15 objetos: 29%). La categoría 3 corresponde a objetos con tipo espectral incierto hasta tres subclases espectrales: la mayoría de las estrellas tardías (G - M) y algunas estrellas veladas (15 estrellas: 29%). Finalmente, las estrellas cuya incertidumbre en el tipo espectral adoptado puede ser mayor que tres subclases espectrales pertenecen a la categoría 4. Las estrellas miembros de este grupo son: el objeto peculiar W33, las estrellas veladas W79 y W110, y la estrella muy enrojecida W166.

Como trabajo futuro se pretende hacer clasificaciones espectrales detalladas en el rojo y en el azul de las estrellas de la muestra, en especial de aquéllas en las categorías 3 y 4, para refinar sus tipos espectrales.

CAPITULO IV
DIAGRAMA COLOR MAGNITUD Y DIAGRAMAS COLOR COLOR PARA LAS
ESTRELLAS PECULIARES EN NGC 2264.

En este capítulo se presentan y discuten el diagrama color-magnitud (b-y, V) para todas las estrellas observadas en NGC 2264, así como una serie de diagramas color-color para los diversos grupos de estrellas peculiares del cúmulo. Para cada estrella (ó punto en los diagramas) se usaron los valores promedio de los datos fotométricos de las Tablas 2.2 y 2.4.

IV.A.-Diagrama Color - Magnitud.

IV.A.1.- El Diagrama.

En la Figura 4.1 se muestra el diagrama (b-y, V) para todas las estrellas observadas en NGC 2264. Se añadieron a la figura las estrellas W188 y W44, cuya posición corresponde a los valores del índice B-V reportados por Walker (1956) y transformados a b-y, usando el diagrama (B-V, b-y) de Crawford y Barnes (1970). Aunque estas estrellas no pudieron ser observadas por nosotros en el sistema de Strömgren, se tienen datos en el infrarrojo de ellas (W188: este trabajo; W44: WSS), por lo cual fueron añadidas al diagrama para reforzar la muestra de estrellas bajo secuencia principal (ver Cap. V).

La secuencia principal de edad cero (SPEC) que se muestra en esta figura se obtuvo juntando la calibración de (b-y) vs. M_v de Crawford (1979b) para estrellas B, A y F, con la dada por Olsen (1984) para las enanas G, K y M. Las secuencias para estrellas F0 - K5 de clases de luminosidad III y II, según las calibraciones de M_v vs. (B-V) de Schmidt - Kaler (1982), también se incluyen en la Figura 4.1. El índice (B-V) se transformó al índice (b-y), como se explicó anteriormente. Las secuencias fueron desplazadas por $10^{m.01}$ y $0^{m.05}$ a lo largo de los ejes V y (b-y) en la Fig. 4.1, respectivamente, lo cual resulta de ajustar la secuencia principal a las estrellas B del cúmulo (ver Sección IV.A.2). El vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 1^m$ también se muestra en la figura.

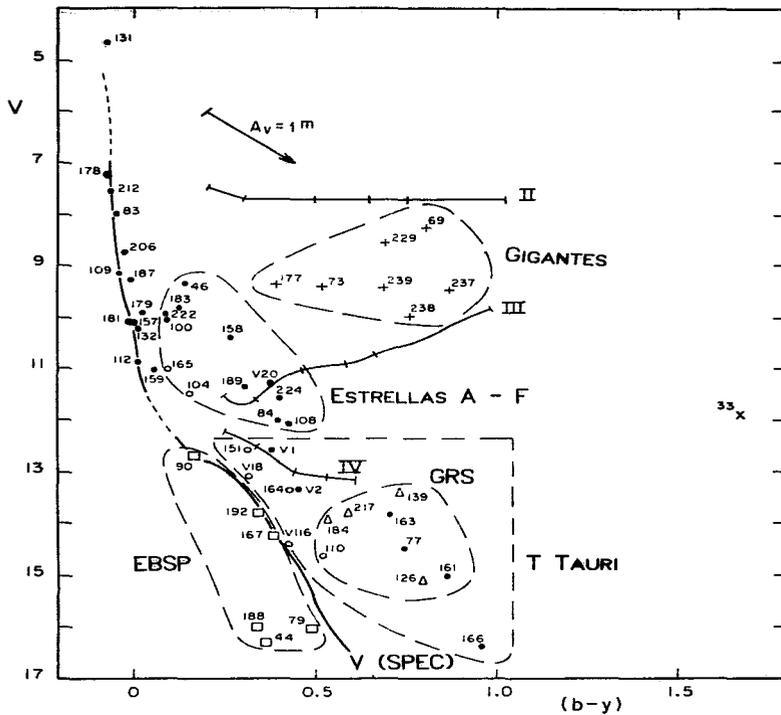


Figura 4.1.- Diagrama Color- Magnitud (b-y, V) de las estrellas peculiares asociadas a NGC 2264. También se muestran la secuencia principal (secuencia de edad cero = SPEC) y las de clases de luminosidad IV, III y II. Se han demarcado varios grupos en el diagrama: estrellas gigantes rojas subluminosas (GRS, triángulos vacíos), estrellas bajo secuencia principal (EBSP, cuadrados vacíos) y las regiones de estrellas A-F y del tipo T Tauri. Los círculos vacíos indican la posición de las estrellas subluminosas adicionales (ESA).

IV.A.2.- Módulo de Distancia, Distancia y Enrojecimiento Promedio a NGC 2264.

Ajustando la secuencia principal de Crawford a la definida por las estrellas B (W178 a W159) (Fig. 4.1) encontramos un módulo de distancia:

$$M.D. = 9^m80 \pm 0.11 \quad (4.1),$$

el cual corresponde a una distancia a NGC 2264 de:

$$D = 910 \pm 50 \text{ pc} \quad (4.2),$$

y un enrojecimiento promedio:

$$E(b-y) = 0^m05 \pm 0.01 \quad (4.3).$$

Estas determinaciones se obtuvieron de la siguiente manera:

(i) Se calcularon individualmente los módulos de distancia aparentes de las estrellas B del cúmulo (no corregidos por extinción interestelar), restando a las magnitudes visuales promedio de estas estrellas (calculadas de la Tabla 2.2) las magnitudes absolutas visuales correspondientes a sus tipos espectrales espectroscópicos. Estos últimos se tomaron de la literatura (Pérez et al. 1987, 1989; Young, 1978; ver Tabla 3.1). La calibración M_V vs. tipo espectral de Schmidt-Kaler (1982) fue usada con este propósito. El promedio de estos valores resulta ser:

$$M.D. + A_V = 10^m01 \pm 0.10,$$

donde A_V es la absorción promedio en el visual a NGC 2264.

(ii) La secuencia principal de Crawford, colocada a este valor en el eje vertical (V), fue desplazada a lo largo del eje horizontal en el diagrama color - magnitud hasta que se ajustara a las posiciones de las estrellas B del cúmulo. El desplazamiento resultante fue de

$$E(b-y) = 0^m05 \pm 0.01,$$

el cual representa el valor promedio del enrojecimiento al cúmulo.

(iii) Adoptando una ley de enrojecimiento normal a NGC 2264 y el cociente de enrojecimientos $E(b-y)/E(B-V) = 0.74$ (Crawford y Mandwewala, 1976), se encuentra $A_V = 0^m21 \pm 0.01$, con lo cual se obtiene finalmente M.D.

Cabe señalar que en la determinación de distancia se han ignorado los posibles efectos evolutivos post - secuencia principal de las estrellas B, esto es, se ha supuesto que se encuentran sobre la secuencia principal del diagrama color - magnitud. El valor para el enrojecimiento promedio a NGC 2264, que se deriva en este trabajo, concuerda con el obtenido por Pérez et al. (1989): $E(b-y) = 0^m031 \pm 0.009$, y la distancia promedio encontrada resulta ser el compromiso entre las determinaciones de Mendoza y Gómez (1980; 875 pc) y de Pérez et al. (1989; 950 \pm 75 pc).

IV.A.3.- Grupos de Estrellas en el Diagrama Color - Magnitud.

En la Figura 4.1 podemos identificar a tres de los grupos de estrellas peculiares que se mencionaron en el Capítulo I:

(i) Las estrellas que se sitúan debajo de la secuencia principal, EBSP, que se grafican como cuadrados vacíos.

(ii) Las cuatro estrellas de tipo espectral K y clase de luminosidad III-II según WSS, que se localizan $\approx 5^m$ por debajo de la rama de las gigantes (las GRS), marcadas con triángulos vacíos.

(iii) Las estrellas que, aún cuando no caen por debajo de la secuencia principal, son significativamente subluminosas con respecto a estrellas del mismo color (i.e. las ESA, círculos vacíos).

También se muestra en el diagrama el dominio de las estrellas T-Tauri, la región de estrellas A-F del cúmulo, y un grupo de gigantes G-K "normales" (signos +) (ver p. ej. Walker, 1956).

Comparando la Fig. 4.1 con los diagramas color - magnitud de Walker (1956) y de Strom et al. (1972b) (Figs. 1.1 y 1.3, respectivamente), se puede ver que: (i) las EBSP W90, W192 y W79 están más próximas a la secuencia principal en nuestro diagrama que en el de Walker, (ii) V116 y W161 se encuentran *por encima* de la secuencia principal en nuestro diagrama, mientras que se localizan *por debajo* de ella en los diagramas de Strom et al. y de Walker, respectivamente, (iii) W167 se sitúa *por debajo* de la secuencia principal en nuestro diagrama y *por arriba* de ésta en el de Walker.

Estas discrepancias persisten aún cuando transformamos los colores (B-V) de las estrellas a (b-y), usando las gráficas color - color de Crawford y Barnes (1970). Sugerimos que las diferencias mencionadas se deben, al menos en parte, a dos causas:

(a) La variabilidad intrínseca de estos objetos. En efecto, la bien conocida estrella variable W90 (c.f. Walker, 1956; Strom et al., 1971, Mendoza y Gómez, 1980; Sagar y Joshi, 1983; Rydgren y Vrba, 1987; Pérez et al., 1987, 1989; este trabajo) es actualmente más brillante ($V \approx 12^m.7$, ver Tabla 2.2) que cuando fue observada por Walker ($V \approx 13^m.0$), mientras que W167 es ahora más débil ($V \approx 14^m.2$ vs. $14^m.0$). Además, las estrellas W79 y W161 (las cuales están fuertemente veladas, ver Capítulo VII) tienen un índice más rojo según nuestras observaciones que en las de Walker, una vez que se transforma el índice (B-V) de Walker a (b-y): (b-y)(este trabajo) = 0.490 y 0.866 para W79 y W161, respectivamente, y (b-y)(Walker) = 0.327 y 0.423.

(b) Las distintas distancias adoptadas a NGC 2264. Es conveniente hacer notar que el módulo de distancia adoptado en este trabajo ($M.D. = 9^m.8$) es $0^m.3$ mayor al adoptado por Walker y por Strom et al., y por lo tanto, la secuencia principal en el diagrama color - magnitud de este trabajo se encuentra desplazado por esta cantidad en el eje V, hacia magnitudes más débiles, con respecto a la secuencia principal usada por estos autores. Esto es, las estrellas que se encuentren a menos de $0^m.3$ por debajo de la secuencia principal de estos autores, se situarán sobre ó por encima de la misma en nuestro diagrama (p. ej. V116).

IV.B. - Diagramas Color - Color.

IV.B.1. - Estrellas Subluminosas y Gigantes Normales.

(i) Diagrama (b-y, V-K). - En la Figura 4.2 se presenta el diagrama (b-y, V-K) para las EBSP (cuadrados vacíos), las GRS (triángulos vacíos), las ESA (círculos vacíos) y las gigantes (signos +). Se muestra la relación correspondiente para estrellas de la secuencia principal, donde los índices (b-y) fueron tomados de las calibraciones de Crawford (1979b) (estrellas B - F; $(b-y) \approx 0.36$) y de Olsen (1984) (estrellas G - K; $(b-y) \approx 0.36$), y los colores (V-K) de Johnson (1966) (línea sólida) y de Koornneef (1983) (línea quebrada). Asimismo, se muestra el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 1^m$. Se incluye a la estrella W161 como miembro de las EBSP en este diagrama (y también en las Figuras 4.3 a 4.5), ya que, aunque no se localiza por debajo de la secuencia principal en nuestro diagrama color - magnitud (Fig. 4.1), la estrella se sitúa por debajo de ésta en el diagrama color - magnitud de Walker (1956; ver Fig. 1.1 y Sección IV.A).

En la Fig. 4.2 se puede apreciar que todas las EBSP, las GRS y las ESA W165, V116, W164 y W110 se localizan por encima de la relación para estrellas de la secuencia principal, ésto es, tienen excesos de emisión en la banda K para su color (b-y). Lo anterior indica la presencia de envoltentes circunestelares en estas estrellas. Por otra parte, las ESA W104, V18 y W151, la EBSP W192 y todas las gigantes ocupan posiciones normales en el diagrama, indicando que no poseen excesos de emisión en el IR con respecto a sus flujos en el óptico.

(ii) Diagramas Color - Color en el Infrarrojo. - En las Figuras 4.3, 4.4 y 4.5 se muestran los diagramas (H-K, J-H), (K-L', H-K) y (L'-M, K-L'), respectivamente, para las estrellas subluminosas y las gigantes "normales". Las barras denotan las incertidumbres típicas en nuestras observaciones. Se

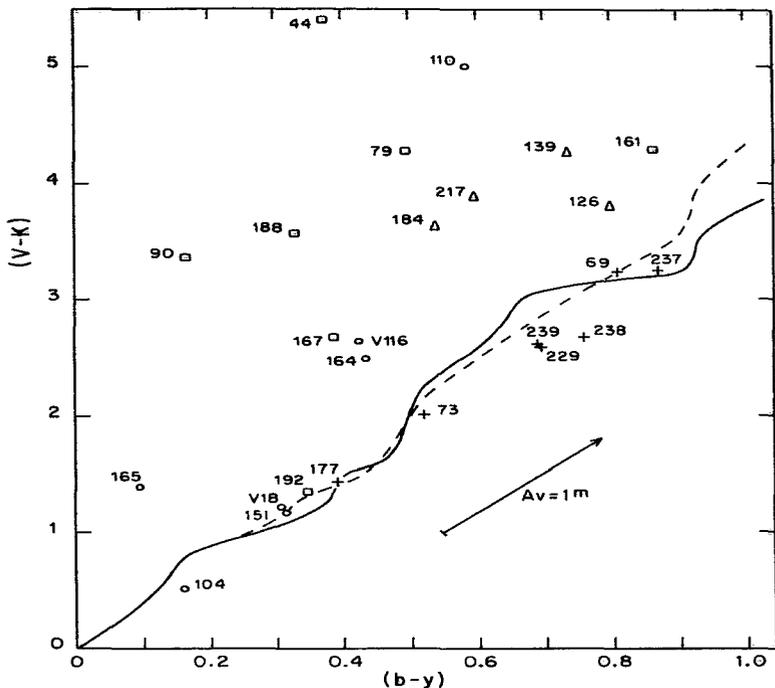


Figura 4.2.- Diagrama (b-y, V-K) para las estrellas bajo secuencia principal (EBSP, cuadrados vacíos), gigantes rojas sublumínicas (GRS, triángulos vacíos), estrellas sublumínicas adicionales (ESA, círculos vacíos) y gigantes rojas (GR, +). Se muestra la relación para estrellas de la secuencia principal usando los colores (b-y) de Crawford (1979b; $b-y \leq 0.36$) y de Olsen (1984; $b-y \geq 0.36$), junto con los colores (V-K) de Johnson (1966; línea sólida) y los de Koornneef (1983; línea quebrada). Se incluye también el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_V = 1^m$.

incluye también en cada figura la línea correspondientes a la emisión de cuerpo negro, las secuencias principal y de gigantes de Koornneef (1983) y el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 5^m$. Los cuadrados llenos representan los colores de fotosferas (cuerpos negros) a temperaturas de 4000°K (Figs. 4.3 y 4.4) y de 3000°K (Fig. 4.5). Las líneas discontinuas que conectan la fotosfera con la línea de cuerpo negro, en cada figura, muestran las trayectorias correspondientes a la emisión combinada de la fotosfera y una envolvente circunestelar de polvo a temperatura fija, donde la contribución de la envolvente al flujo observado total, p , crece de cero al cien por ciento. El valor de p está dado por:

$$p = q T_2^4 / (q T_2^4 + T_1^4) \quad (4.4),$$

donde T_1 y T_2 son las temperaturas de la fotosfera y de la envolvente, respectivamente, y q es un factor de escala para calcular el índice de color (ecuación 4.5) debido a la presencia de la emisión de la envolvente. El valor de q se calcula en función de p para T_1 y T_2 dados. Los valores adoptados para T_2 son 500, 800, 1000 y 1500°K . Las líneas quebradas con puntos corresponden (de izquierda a derecha) a valores de p de 0.2, 0.4, 0.6, 0.8 y 0.9, en la Figura 4.3, y de 0.2, 0.4, 0.6 y 0.8, en las Figuras 4.4 y 4.5. Los colores de la emisión combinada del sistema estrella - envolvente se calcularon mediante la ecuación:

$$([\lambda_1] - [\lambda_2]) = -2.5 \log \{ [B_{\lambda_1}(T_1) + q B_{\lambda_1}(T_2)] / [B_{\lambda_2}(T_1) + q B_{\lambda_2}(T_2)] \} + C_{12} \quad (4.5)$$

donde $B_{\lambda_j}(T_j)$ es la función de Planck evaluada en la longitud de onda λ_j y en la temperatura T_j , y la constante C_{12} está dada por:

$$C_{12} = -2.5 \log [B_{\lambda_2}(T) / B_{\lambda_1}(T)] \quad (4.6),$$

con $T = 10000^{\circ}\text{K}$. Se usaron las longitudes de onda de San Pedro Mártir (ver Tabla 2.3).

La Figura 4.3 revela la presencia de excesos de emisión significativos en la bandas H y K, con respecto al flujo en la banda J, para la mayoría de las estrellas subluminosas (EBSP, SRG y ESA), quienes se encuentran a la derecha de las relaciones para estrellas de la secuencia principal y/6

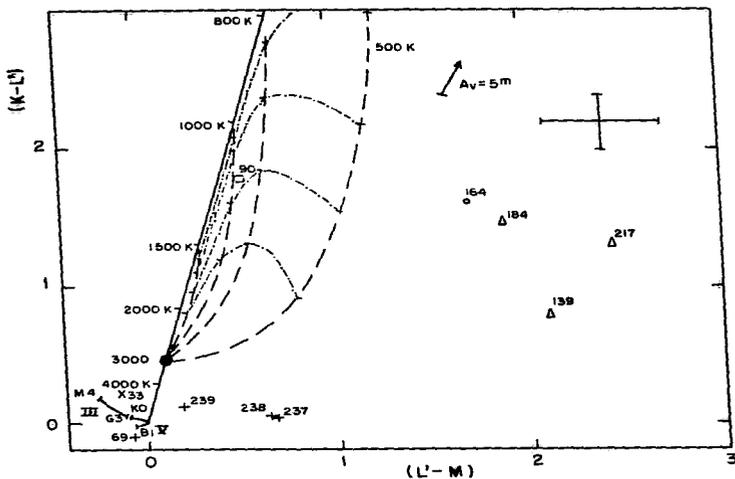


Figura 4.5. - Diagrama (L'-M, K-L') para las estrellas bajo secuencia principal, gigantes rojas subluminoas, estrellas subluminoas adicionales, gigantes rojas y la estrella W33. Los símbolos y líneas tienen el mismo significado que en la Figura 4.3, excepto por el hecho de que se ha cambiado la T_{eff} de la fotosfera de 4000 a 3000 K. Los valores de p representados son los mismos de la Fig. 4.4.

gigantes en el diagrama. En los casos de las estrellas W90, W44, W79, W110 y W165, las temperaturas del polvo de las envoltentes que se infieren se encuentran en el intervalo $\approx 1300 - 1700^{\circ}\text{K}$. Asimismo, la fracción de energía emitida por la envoltente, en relación a la energía total del sistema estrella - envoltente, es de $\approx 70\%$ para W90, $\approx 60\%$ para W79, $\approx 40\%$ para W110 y W44, y $\approx 20\%$ para W165. Por otra parte, las gigantes ocupan posiciones para estrellas normales en la figura.

De manera similar, la Figura 4.4 indica excesos importantes en las bandas K y L', en relación a la banda H, para las EBSP W161, W90 y W192, para las GRS W139, W184 y W217, así como para las ESA W165, W164 y W110. Las temperaturas de las envoltentes inferidas del diagrama varían entre ≈ 500 y 1500°K . La emisión de las mismas es de $\approx 60\%$ de la emisión total del sistema estrella - envoltente en el caso de W90, y se encuentra entre el 20 y el 40% para las otras estrellas que muestran excesos de emisión en el diagrama. Las demás estrellas ocupan posiciones normales en la figura.

Finalmente, la Figura 4.5 muestra que las estrellas W90 y W164, así como las GRS W184, W139 y W217 también muestran excesos de emisión en las bandas L' y M, en relación al flujo en la banda K. En el caso de W90 la temperatura de color de la envoltente es $\approx 1000^{\circ}\text{K}$, y su emisión representa \approx el 50% de la emisión total del sistema. Las temperaturas que se infieren para las otras estrellas son menores ($T \leq 300^{\circ}\text{K}$).

En conclusión, los diagramas color - color en el infrarrojo muestran que la mayoría de las estrellas subluminosas poseen excesos de emisión en el infrarrojo cercano. Sin embargo, las distintas temperaturas para el polvo que se derivan de los distintos diagramas indica que las envoltentes no emiten como un cuerpo negro a una sola temperatura. Por ejemplo, en el caso de W90, la temperatura de color inferida para la envoltente disminuye conforme aumenta la longitud de onda de observación: de $T \leq 1500^{\circ}\text{K}$ en la Fig. 4.2 a $T \leq 1000^{\circ}\text{K}$ en la Fig. 4.5. Por otra parte, las gigantes no presentan ninguna indicación de la presencia de polvo circunestelar.

IV.B.2.-Estrellas Deficientes en el Infrarrojo.

(i) Diagrama (b-y, V-K). En la Figura 4.6 mostramos el diagrama (b-y, V-K) para las estrellas deficientes en el infrarrojo. La relación que se incluye para estrellas de la secuencia principal se formó de distintas calibraciones entre tipo espectral y los índices de color (b-y) ó (V-K) de la literatura. La línea sólida fue construida usando la calibración entre

tipo espectral vs. (b-y) de Crawford (1979b) y aquella entre tipo espectral y (V-K) de Koornneef (1983). Similarmente, la línea quebrada resulta de las calibraciones entre tipo espectral vs. (b-y) y tipo espectral vs. (V-K) de Crawford (1979b) y de Johnson (1966), respectivamente. Finalmente, la línea quebrada con puntos se formó con las calibraciones de Olsen (1984) entre tipo espectral y (b-y), y de Koornneef (1983) entre tipo espectral y (V-K). En la Figura 4.6 también se muestra el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 1^m$.

Se puede apreciar en este diagrama que, dentro de nuestras incertidumbres observacionales, no existe evidencia de que el índice (V-K) sea significativamente menor que el predicho por la relación para estrellas de la secuencia principal (comparar con la Fig. 1.4). En efecto, la posición de los objetos en el diagrama es consistente con sus tipos espectrales (Tabla 3.1) y con el enrojecimiento interestelar promedio al cúmulo E(b-y) = 0^m05 (Sección IV.A.2). En consecuencia, nuestras observaciones no apoyan la existencia de estrellas con flujos en el infrarrojo "deficientes" en relación a sus flujos en el visible.

(ii) Diagramas Color - Color en el Infrarrojo. - En las Figuras 4.7 y 4.8 se muestran los diagramas (H-K, J-H) y (K-L, H-K), respectivamente, para las estrellas deficientes en el IR (EDIR) reportadas por WSS. En ambas figuras hemos graficado tanto las observaciones de este trabajo (círculos vacíos) como las publicadas por WSS (círculos llenos), con propósitos de comparación. Las barras representan las incertidumbres esperadas en nuestros datos. WSS dan incertidumbres promedio de 0^m09 , 0^m11 y 0^m28 en (J-K), (H-K) y (K-L) para sus datos, respectivamente. En ambas figuras también se muestran las secuencias principal y de estrellas gigantes de Koornneef (1983), y el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 1^m$.

Se puede ver en la Figura 4.7 que las EDIR ocupan posiciones normales en este diagrama según las observaciones de WSS y las nuestras, dentro de las incertidumbres observacionales. La estrella W212, sin embargo, presenta una deficiencia en K según los datos de WSS, lo cual no se encuentra en nuestras observaciones.

Finalmente, de la gráfica (K-L, H-K) (Fig. 4.8) es aparente que las estrellas muestran colores (K-L) muy azules para sus tipos espectrales según los datos de WSS, aún tomando en cuenta sus incertidumbres observacionales. En efecto, todas ellas caen significativamente a la izquierda de las relaciones para estrellas de la secuencia principal y/o gigantes, sugiriendo

ESTA TESIS NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA

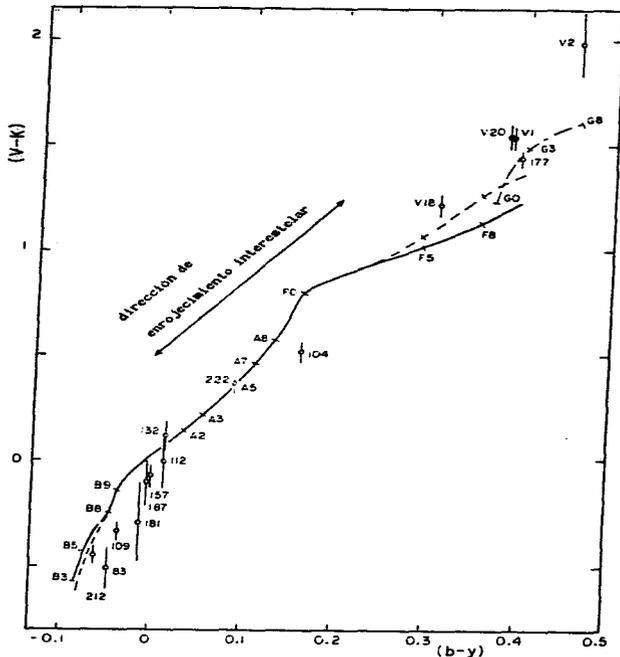


Figura 4.6. - Diagrama (b-y, V-K) para las estrellas deficientes en flujo en el infrarrojo. Se muestra la relación para estrellas de la secuencia principal de varias fuentes en la literatura (ver texto). Las barras indican las incertidumbres individuales de las observaciones. Se incluye asimismo la trayectoria del vector de enrojecimiento para una ley normal.

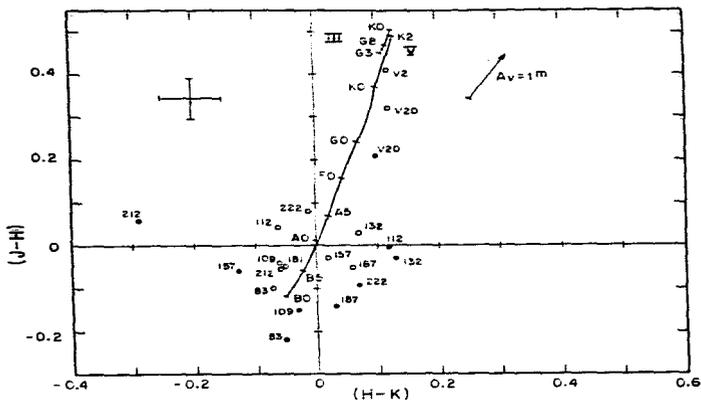


Figura 4.7. - Diagrama (H-K, J-H) para las (EDIR). Los círculos llenos muestran las observaciones de Warner, Strom y Strom (1977), y los círculos vacíos las muestras, para el mismo conjunto de estrellas. También se incluyen las secuencias para estrellas de secuencia principal y gigantes de Koornneef (1983), barras de incertidumbre típicas de nuestros datos y el vector de enrojecimiento para una ley normal con $A_v = 1^m$.

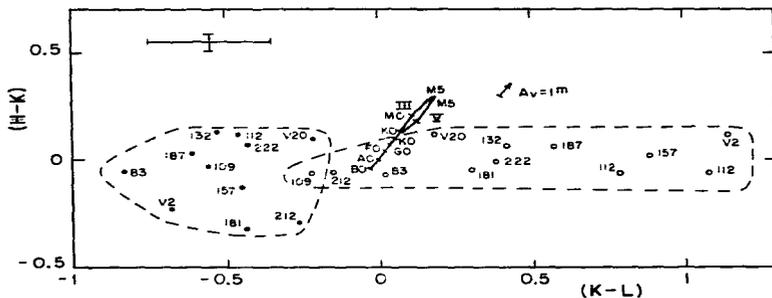


Figura 4.8. - Diagrama (K-L, H-K) para las estrellas deficientes en flujo en el infrarrojo. Los símbolos y líneas son análogos a los de la Figura 4.7. Se han demarcado las observaciones de Warner et al. (1977) (círculos llenos) y las de este trabajo (círculos vacíos), por separado.

que estos objetos tendrían una deficiencia en la banda L en comparación con sus flujos en H y K. Por otra parte, nuestras observaciones difieren sistemáticamente de las de estos autores: el centroide de nuestros datos se localiza $\approx 1^{\text{m}}$ hacia el rojo en (K-L) del centroide de los datos de WSS. Aún cuando nuestras observaciones de una sola medición ó estrella son grandes (las barras de error en la figura), el error del centroide es mucho menor ($\approx n^{-1/2}$, donde n es el número de estrellas), por lo tanto, nuestras observaciones no confirman la deficiencia en L aparente en los datos de WSS. En el Capítulo VI se discute con más detalle este punto.

CAPITULO V

ESTRELLAS SUBLUMINOSAS.

En este capítulo se estudian las estrellas que son aparentemente subluminosas en el diagrama color-magnitud de NGC 2264, mostrado en la Figura 4.1: las estrellas bajo-secuencia principal (EBSP), las estrellas gigantes rojas subluminosas (GRS) y aquellas estrellas que, aunque no pertenecen a ninguno de los dos grupos anteriores, son significativamente subluminosas comparadas con estrellas del mismo color asociadas a NGC 2264 (estrellas subluminosas adicionales: ESA). En particular, se analizará el posible papel que desempeñan la extinción debida a granos de polvo grandes ($a \geq 1\mu\text{m}$) en las envolventes circunestelares de estos objetos, por una parte, y la emisión de la componente de gas ionizado de la envolvente próximo a la estrella, por la otra, como los causantes de la posición de estos objetos en el diagrama color-magnitud.

V.A. - ESTRELLAS BAJO SECUENCIA PRINCIPAL (EBSP).

En el diagrama color-magnitud mostrado en la Fig. 4.1 se distingue, entre otros, un grupo de estrellas localizadas por debajo de la secuencia principal. Miembros de este grupo son las estrellas W90, W192, W167, W79, W188 y W44. Hemos incluido también en este grupo a la estrella W161 ya que, aún cuando no se sitúa por debajo de la secuencia principal de nuestro diagrama color - magnitud, se encuentra por debajo de ella en el diagrama de Walker (1956) (ver Fig. 1.1).

V.A.1. - Parámetros Físicos.

En la Tabla 5.1 se muestran algunas propiedades de las estrellas tipo EBSP. La descripción de las columnas es como sigue. Col. (1): nombre de la estrella. Col. (2): tipo espectral adoptado (Tabla 3.1). Cols. (3) y (4): magnitudes V y K promedio, respectivamente (ver Tablas 2.2 y 2.4). Col. (5): la magnitud aparente visual que corresponde a la magnitud observada K de la estrella, $V_K = K + (V-K)_0$, donde $(V-K)_0$ es el color intrínseco de la estrella correspondiente a su tipo espectral. Col. (6): luminosidad bolométrica, L_1 , correspondiente a la distancia a NGC 2264 adoptada en este

Tabla 5.1.- Estrellas Bajo Secuencia Principal (EBSP)

Est.	TE ^(a) (adop)	V	K	V _K	L ₁ (L ₀)	L ₂ (L ₀)	λ _{max} (μm)	Notas
W90	AOV	12.693	9.33	9.33	146	58 ^(b)	20 ^(b)	LHα25, c, d, e, f, g, h
W192	F6V	13.787	12.44	13.49	2.8	3.0	3.8	f, h
W167	G1III	14.223	11.54	13.59	2.7	2.9	2.23	f, h
W79	K7V	16.024	11.74	14.84	1.8	1.4	2.23	NXMon, LHα22, c, d, h, i
W188	K6V	15.96 ^(j)	12.23	15.28	1.0	1.0	2.23	h, k, l
W44	K7V	16.30 ^(j)	11.80 ⁽¹⁾	14.90	1.7	1.1 ⁽¹⁾	2.2 ⁽¹⁾	KYMon, LHα10, d, h, i
W161	K7V	15.007	10.72 ^(m)	13.82	4.5	3.0 ^(m)	3.4 ^(m)	LXMon, LHα51, d, f, h, i

(a) TE(adoptado) de la Tabla 3.1.

(b) Las magnitudes en 10 y 20μm (Rydgren y Vrba, 1987) se incluyeron en el cálculo de L₂. Si se incluyen las observaciones a 8.4, 11 y 18 μm de Cohen (1973) la luminosidad de la estrella es L ≤ 135 L_o.

(c) Hα en emisión (Young, 1978).

(d) Estrella con líneas en emisión (Cohen y Kuhl, 1979).

(e) Hβ en emisión (Pérez et al., 1989).

(f) Hβ en emisión (Capítulo VII).

(g) Exceso en el UV moderado (Capítulo VII).

(h) Exceso en el IR cercano (Capítulo VII).

(i) Exceso en el UV intenso (Capítulo VII).

(j) Datos UVB de Walker (1956).

(k) Estrella velada (Warner et al. 1977).

(l) Datos JHKL de Warner et al. (1977).

(m) Datos JHKL de Rydgren y Vrba (1981).

trabajo, y que resulta de sumar a V_K la corrección bolométrica apropiada al tipo espectral de la estrella. Col. (7): luminosidad bolométrica, L_2 , que se obtiene integrando la curva de distribución de energía espectral derivada de la fotometría corregida por extinción interestelar del objeto, y usando la distancia $d = 910$ pc adoptada para el cúmulo. Col. (8): longitud de onda más grande usada en el cálculo de L_2 . Columna (9): algunas notas u observaciones sobre las estrellas problema. Una explicación detallada de las cantidades incluídas en las columnas (5) a (8) se da más adelante, en esta sección.

Los valores de T_{eff} , $\log g$ y/o tipo espectral para W90, W192 y W167 dados en la Tabla 3.1 sugieren que estos objetos, y en general todas las estrellas bajo secuencia principal, no son intrínsecamente subluminosas, sino estrellas de clase luminosa V-III.

V.A.2.- Cálculo de Luminosidades Bolométricas.

Si la posición de las estrellas subluminosas en diagrama color-magnitud se debe a extinción aproximadamente gris en el visible de la luz estelar por una envolvente circunestelar de polvo, entonces ésta debe calentarse y reemitir la radiación absorbida en el infrarrojo (ver el trabajo clásico de Poveda, 1965, al respecto). La mayor parte de la luz de éstos objetos jóvenes que llega al observador está concentrada en la región infrarroja del espectro (Mendoza 1966, 1968; Strom et al., 1972a). Por lo tanto, si estimamos la luminosidad de estas estrellas y las situamos en el diagrama HR (T_{eff} , L_{bol}), podremos entonces probar si en verdad son intrínsecamente subluminosas, ó bien pertenecen a la secuencia principal, ó al grupo de estrellas tipo T Tauri / Herbig Ae/Be. Por otra parte, si la envolvente misma posee una luminosidad propia, entonces la luminosidad calculada para el sistema estrella / envolvente será un límite superior a la luminosidad estelar (ver p.ej. las revisiones sobre estrellas tipo T Tauri de Bertout, 1989, ó la de Appenzeller y Mundt, 1989). Asimismo, es conveniente señalar que la emisión de la envolvente, es decir el "velado", superpuesta a la de la estrella puede producir un color compuesto (b-y) ó (B-V) muy azul para la estrella si ésta es de tipo espectral $\approx F2$ ó más tardío (consultar p. ej. a WSS), simulando en consecuencia a una estrella más temprana y pudiendo colocarla en casos extremos por debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud. El efecto principal del velado en este diagrama es desplazar a la estrella hacia la izquierda del lugar que le corresponde por su tipo espectral, con poco cambio en su magnitud en la banda V.

Con el fin de evaluar estas hipótesis, en el presente trabajo se calcula la luminosidad bolométrica de las estrellas bajo secuencia principal mediante dos métodos, que se describen a continuación:

(i) Se obtiene una magnitud aparente desenojorada por la extinción promedio al cúmulo, V_K (columna (5), Tabla 5.1), al sumar a la magnitud observada promedio K (columna (4), Tabla 5.1) el color intrínseco $(V-K)_0$ correspondiente al tipo espectral adoptado (Col. (2)). Se usó con este fin la calibración entre tipo espectral y $(V-K)_0$ de Koornneef (1983). Como hipótesis de trabajo para este cálculo se supone que la magnitud K , en una primera aproximación, no está afectada por enrojecimiento interestelar / circunestelar. Esta suposición se rediscute posteriormente en este inciso. A continuación se calcula la magnitud bolométrica aparente, m_b , añadiendo a V_K la corrección bolométrica apropiada al tipo espectral adoptado. Las correcciones bolométricas se tomaron de la calibración con el tipo espectral de Schmidt-Kaler (1982). Notemos que, en una primera aproximación, la corrección bolométrica es poco sensible a la clase de luminosidad de la estrella. Posteriormente, se transforma la magnitud bolométrica aparente, m_b , a magnitud bolométrica absoluta, M_b , añadiéndole el módulo de distancia $M.D. = 9.8$ encontrado en este trabajo. Finalmente, se calcula la luminosidad bolométrica, L_1 (Col. (6), Tabla 5.1), mediante la ecuación:

$$M_b = -2.5 \log(L_1/L_0) + 4.64,$$

donde 4.64 es la magnitud bolométrica absoluta del sol adoptada aquí. La validez del método se discutirá más adelante en este inciso.

(ii) Se calcula el flujo bolométrico aparente del objeto que llega a cada centímetro cuadrado de la Tierra, al integrar bajo la curva de distribución de energía espectral observada y corregida por el enrojecimiento interestelar de cada objeto suponiendo una ley de extinción normal (Col. (9), Tabla 3.1), extrapolada a longitudes de onda infinitas mediante un cuerpo negro cuyo máximo de emisión corresponda a la longitud de onda más larga en que se observó al objeto. Esta longitud de onda se incluye en la columna (8) de la tabla 5.1. Se usó la ecuación de extrapolación a $\lambda = \infty$ de Chavarria-K. (1981). Posteriormente, se deriva la luminosidad bolométrica absoluta de cada objeto multiplicando por $4\pi d^2$, donde $d = 910$ pc es la distancia al cúmulo y dividiendo por la luminosidad bolométrica del sol ($L_0 = 3.90 \times 10^{33}$ erg s⁻¹). En este cálculo se usan los datos fotométricos promedio de las Tablas 2.2 y 2.4, complementados con observaciones a longitudes de onda mayores reportadas en la literatura, con

el fin de abarcar al intervalo de longitudes de onda más grande posible, en particular aquel intervalo espectral donde el sistema estrella / envolvente emite preferentemente (Mendoza, 1966, 1968). Se usaron los valores de $E(b-y)$ de la Tabla 3.1 para desenrojecer las observaciones de W90, W192 y W161, y se adoptó $E(b-y) = 0$ para W167 y W79, ya que $E(b-y) < 0$ en estos casos (Tabla 3.1). Para W188 y W44 los valores de $(B-V)$ son 0.51 y 0.59, respectivamente (Walker, 1956), los cuales corresponden a valores de $(b-y)$ de 0.330 y 0.376 (ver Cap. IV). Usando los tipos espectrales adoptados para estos objetos (Col. (2), Tabla 5.1) junto con los colores intrínsecos $(b-y)$ de Olsen (1984), se encuentra que $E(b-y)$ es -0.405 y -0.432 para W188 y W44, respectivamente, por lo cual también se adopta $E(b-y) = 0$ para estas estrellas. La luminosidad resultante, L_2 , se incluye en la columna (7) de la Tabla 5.1.

La incertidumbre en L_1 depende principalmente de los errores en la magnitud K (Sección II.A.2c) y en el tipo espectral adoptado para cada estrella (Tabla 5.1), así como de la distancia derivada para el cúmulo (ecuación 4.2). Estimamos un error de $\approx 20\%$ en L_1 . Por otra parte, la incertidumbre en L_2 depende principalmente de los errores en la distancia al cúmulo y en la fotometría de cada estrella, de las correcciones a las observaciones por extinción interestelar y, en particular, del error en la magnitud en la longitud de onda más larga usada para la extrapolación del flujo estelar a $\lambda = \infty$ (ver Fig. 5.2). Estimamos que el error en L_2 es $\approx 25\%$ para las EBSP.

A continuación discutimos la validez y limitaciones de ambos métodos en la evaluación de las luminosidades de los objetos problema. El método (i) presupone el hecho de que el brillo en la banda K sea un indicador adecuado del brillo estelar (para estrellas extinguidas normalmente esta suposición es razonable, ya que la banda K está mucho menos afectada que el visible). Esto es correcto si la banda K ($\lambda = 2.2 \mu\text{m}$) no está contaminada por reemisión circunestelar de la radiación estelar, ó bien, por emisión de una envolvente activa (es decir, con brillo propio, ver también discusión adelante). En el caso contrario, cuando la reemisión circunestelar y/ó la emisión propia de la envolvente en la banda K dominan a la radiación estelar en esta longitud de onda, V_K será sobreestimada y en consecuencia también L_1 .

El método (ii) proporcionará una estimación adecuada de la luminosidad total L_* de una estrella siempre y cuando su envolvente circunestelar de

polvo tenga simetría esférica, ó bien si la estrella es vista a través de un disco/toroide circunestelar de canto, con un espesor mayor ó igual al diámetro estelar. En ambos casos la radiación estelar en el visible será bloqueada por la envolvente/disco, calentando las partículas de polvo contenidas en ésta, las cuales a su vez reemitirán según la ley de Stefan-Boltzmann a longitudes de onda mayores (en el infrarrojo). Tanto el trabajo teórico como la evidencia observacional recientes en relación a estrellas pre - secuencia principal sugieren una estructura de disco en lugar de una envolvente esférica alrededor de estos objetos (ver p.ej. las revisiones de Rodríguez, 1989; Bertout, 1989; Appenzeller y Mundt, 1989). Por lo tanto, en este trabajo supondremos una simetría no esférica.

Por otra parte, si el disco no está visto de canto, se sobreestimarán la luminosidad estelar por ambos métodos descritos aquí, ya que se sumarán en dirección del observador la emisión estelar directa y la luz estelar reradiada por el disco. Si el disco es activo, se tendrá adicionalmente la contribución de éste a la luminosidad total del sistema (ver Bertout et al., 1988). Por otra parte, nótese que la luminosidad del sistema estrella + envolvente, L_2 , será subestimada si estos objetos tienen excesos de emisión importantes, en relación a la emisión del cuerpo negro usado en la extrapolación a $\lambda = \infty$, a longitudes de onda mayores que las incluidas en el cálculo de L_2 (usualmente sólo hasta las bandas K ó L', i.e., 2.2 ó 3.8 μm).

Aunque algunos modelos teóricos de estrellas T Tauri suponen discos circunestelares necesariamente planos por el efecto de gravedad de la estrella central en dirección z y la baja temperatura observada (e.g. Adams et al., 1987, 1988; Bertout et al., 1988), es claro que estos discos muy delgados con respecto al diámetro del objeto central no pueden eclipsar eficientemente a la estrella y, por lo tanto, no pueden explicar por simple extinción anómala la posición en el diagrama color-magnitud de las estrellas bajo secuencia principal no veladas de manera significativa, como es el caso de W90 (ver más adelante). En consecuencia, es posible que en estos casos las estrellas estén vistas de canto a través de sus discos circunestelares anchos ó "ensanchados" (los "flared disks" de Kenyon y Hartmann, 1987). De hecho, ésta es la explicación más plausible dada en la literatura para el caso de W90 (Strom et al., 1972b; Rydgren y Vrba, 1987; este trabajo) y también para otras estrellas subluminosas discutidas en este trabajo.

De la Tabla 5.1 puede verse que L_1 es aproximadamente igual a L_2 en los casos de W192, W167 y W188, mientras que L_1 es mayor que L_2 para W79, W44,

W161 y W90. Esto puede interpretarse en el sentido de que en estos últimos objetos la reemisión/emisión propia de la envolvente a $\lambda \approx 2.2 \mu\text{m}$ domina sobre la emisión estelar. En consecuencia, creemos que L_2 será una estimación más apropiada de la luminosidad estelar L_* .

V. A. 3. - Discos Alrededor de Estrellas Jóvenes.

Es posible estimar de los modelos teóricos de discos circunestelares alrededor de estrellas pre secuencia principal (ver por ejemplo: Bertout et al., 1988; Basri y Bertout, 1989; Kenyon y Hartmann, 1987; Adams, Lada y Shu, 1987, 1988) el factor, L_{obs}/L_* , mediante el cual se sobreestima a la luminosidad estelar debido a la presencia del disco. L_{obs} es la luminosidad que se observa del sistema estrella/disco ($= 4\pi r^2 \int F_{\lambda}^{\text{obs}} d\lambda$) y L_* la luminosidad estelar. Este factor depende del ángulo de inclinación del eje de simetría del disco (el cual coincide con el eje de rotación de la estrella) con respecto a la línea de la visual entre el observador y el sistema, i , y de la tasa de acreción de material hacia la superficie estelar proveniente del disco. Sea L_D la luminosidad intrínseca del disco, entonces la luminosidad intrínseca del sistema estrella/disco será:

$$L = L_* + L_D \quad (5.1),$$

sin embargo, para el caso de un disco extendiéndose hasta la fotosfera estelar la luminosidad observada dependerá de los efectos de ocultación y calentamiento mutuos entre la estrella y el disco. Sean L_*^{obs} y L_D^{obs} la luminosidad observada de la estrella y del disco, respectivamente, entonces se tiene que para un disco plano (Adams, Lada y Shu, 1988):

$$L_*^{\text{obs}}(i) = g_D(i) (L_* + f_* L_D) / (1 - f_R) \quad (5.2)$$

$$L_D^{\text{obs}}(i) = 2 g_* (i) \cos i [L_D + f_D (L_* + f_* L_D) / (1 - f_R)] \quad (5.3)$$

$$L_{\text{obs}} = L_*^{\text{obs}} + L_D^{\text{obs}} \quad (5.4),$$

donde $g_D(i)$ es el factor geométrico por el cual el ocultamiento de la estrella por el disco disminuye el flujo estelar, $g_*(i)$ es el factor geométrico por el cual el ocultamiento del disco por la estrella disminuye el flujo del disco, f_D es la fracción de luminosidad efectiva estelar interceptada por el disco, f_* es la fracción de luminosidad intrínseca del disco interceptada por la estrella, y f_R es la fracción de luminosidad reprocesada por el disco interceptada por la estrella. En primera

aproximación podemos despreciar los factores de calentamiento de la estrella por el disco (i.e., $f_* = f_R = 0$) y el ocultamiento del disco por la estrella (ésto es, $g_*(i) = 1$). En consecuencia, las ecuaciones (5.2) y (5.3) se convierten, respectivamente, en:

$$L_*^{obs}(i) = g_D(i) L_* \quad (5.5)$$

$$L_D^{obs}(i) = 2 \cos(i) [L_D + f_D L_*] \quad (5.6).$$

En el límite cuando el radio del disco es mucho mayor que el radio estelar, $R_D \gg R_*$, se tiene que (ver Adams, Lada y Shu, 1988):

$$g_D = (1 + \cos i)/2 \quad (5.7), \text{ y}$$

$$f_D = 1/4. \quad (5.8)$$

En consecuencia, la luminosidad observada del sistema será (de las ecuaciones 5.4 a 5.8):

$$L_{obs}/L_* = (1/2 + \cos i) + 2 \cos i (L_D/L_*) \quad (5.9).$$

En el caso de un disco pasivo plano visto de cara ($L_D = 0$, $i = 0^\circ$) el factor de sobreestimación es $L_{obs}/L_* = 1.5$ (de la ecuación 5.9; ver Adams et al., 1987).

Kenyon y Hartmann (1987) consideran la posibilidad de que los discos se ensanchen a grandes distancias de la estrella. En estos modelos la altura del disco está dada por:

$$H(r) = H_0 (r/R_*)^z \quad (5.10),$$

donde H_0 es la mitad del ancho del disco en $r = R_*$ con valores en el intervalo 0.05 - 0.1 R_* , y el exponente z tiene valores en el intervalo 9/8 a 5/4. En consecuencia, el disco intercepta una fracción mayor del flujo estelar que en el caso de modelos de discos planos, a saber, $f_D \approx 0.30 - 0.45$. Por lo tanto, para un disco pasivo visto de cara ($L_D = 0$, $i = 0^\circ$) se encuentra $L_{obs}/L_* \approx 1.6 - 1.9$ (ver ecuaciones 5.5 a 5.7).

En consecuencia, para discos pasivos (planos ó ensanchados) la luminosidad observada máxima del sistema estrella + disco, para el caso más desfavorable (es decir, $i = 0^\circ$), será 1.9 veces mayor que la luminosidad estelar. Sin embargo, si el disco es activo ($L_D \neq 0$) el factor L_{obs}/L_* puede ser aún mayor (ver ecuación 5.6).

Bertout et al. (1988) han elaborado modelos de discos planos activos

alrededor de estrellas T - Tauri. En sus modelos la materia del disco rota a velocidades keplerianas ($\approx 250 \text{ km s}^{-1}$) justo arriba de la fotosfera estelar. Como este material es acretado por la estrella, debe frenarse a la velocidad de rotación fotosférica ($\approx 20 \text{ km s}^{-1}$) en un anillo ó "capa límite" ("boundary layer") ecuatorial, frontera entre el disco y la estrella, de extensión radial $\delta r \approx 0.02 R_*$. La mitad de la luminosidad de acreción,

$$L_{acc} = GM_* \dot{M} / R_* \quad (5.11),$$

proporcionada por la conversión de energía potencial gravitacional en radiación electromagnética mediante procesos viscosos, es radiada por material en el disco que llega en órbitas keplerianas hasta la capa límite, y se emite principalmente en el infrarrojo. Aquí M_* y R_* son el radio y la masa de la estrella, y G la constante de gravitación universal (ver p. ej. Pringle, 1981; Frank et al., 1985). La otra mitad de la luminosidad de acreción se emite en la capa límite misma, donde la materia es acretada por la estrella y pierde su energía cinética mediante colisiones oblicuas débiles. La capa límite emite principalmente en la región ultravioleta - azul del espectro. En consecuencia, la luminosidad total de origen no-estelar, es decir, la luminosidad intrínseca del disco L_D (incluyendo la luminosidad de la capa límite) es L_{acc} . Para valores típicos de una estrella T Tauri, $M_* = 1M_\odot$, $R_* = 3R_\odot$, $T_{eff} = 4000 \text{ K}$ (e.g. Bertout et al., 1988), se encuentra que $L_D = 0.5, 1$ y $2 L_\odot$ para tasas de acreción de masa $\dot{M} = 1 \times 10^{-7}, 2 \times 10^{-7}$ y $4 \times 10^{-7} M_\odot/\text{año}$, respectivamente (ver ecuación 5.11). Por lo tanto, si $i = 0^\circ$ se tendrá $L_{obs}/L_* = 2.5, 3.5$ y 5.5 para los valores de \dot{M} anteriores, respectivamente (ver ecuación 5.9). Si hacemos ahora $i = 60^\circ$ se tendrá $L_{obs}/L_* = 1.5, 2$ y 3 , para los mismos casos de \dot{M} anteriores, respectivamente. En consecuencia, la luminosidad observada del sistema estrella + disco puede exceder a la luminosidad estelar hasta por un factor de ≈ 5.5 (i.e., $\Delta L = \log(L_{obs}/L_*) = 0.74 \text{ dex}$) en los casos más desfavorables de discos activos planos vistos de cara con tasas de acreción de masa hasta de $\approx 4 \times 10^{-7} M_\odot/\text{año}$.

V.A.4.- Diagrama HR.

En la Figura 5.1 se muestra el diagrama HR, L_{bol} vs. T_{eff} , para los grupos de estrellas peculiares en NGC 2264, en donde las estrellas bajo secuencia principal se grafican como cuadrados vacíos, las gigantes rojas

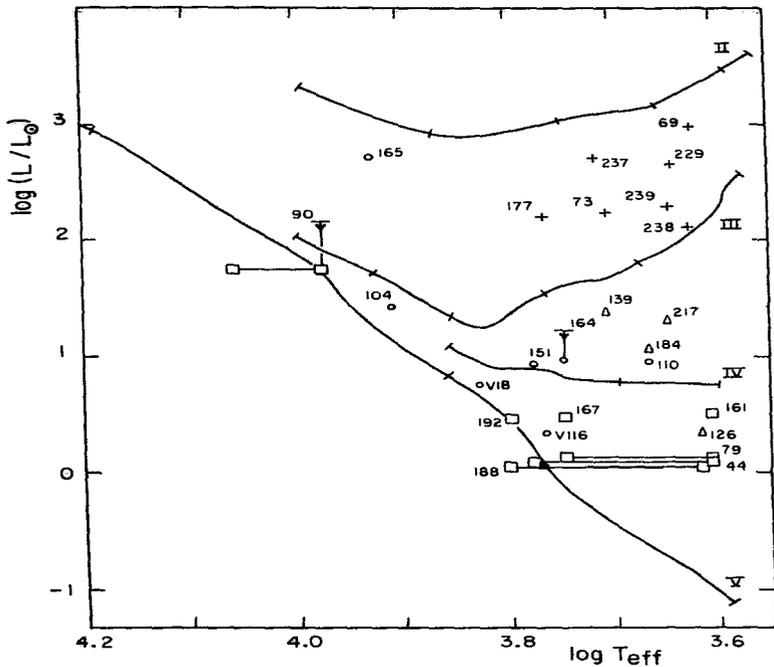


Figura 5.1. - Diagrama Hertzsprung-Russell HR, L_{bol} vs. T_{eff} , para las estrellas aparentemente subluminosas en NGC 2264: EBSP (cuadrados vacíos), GRS (triángulos vacíos) y ESA (círculos vacíos). También se indican las posiciones de las GR (+). Se grafica el valor de la temperatura efectiva correspondiente al tipo espectral adoptado para cada objeto (ver Tabla 3.1) y la luminosidad bolométrica integrada, L_2 (ver Tablas 5.1 a 5.4). Para mayores explicaciones consultar el texto.

subluminosas como triángulos abiertos, las estrellas subluminosas adicionales como círculos abiertos y las gigantes rojas como cruces. Las secuencias para estrellas de secuencia principal de edad cero (SPEC) y de clases de luminosidad IV, III y II de las calibraciones de Schmidt-Kaler (1982) se incluyen también en el diagrama. Además de los valores de las temperaturas efectivas que corresponden a los tipos espectrales de las EBSP adoptados de la Tabla 5.1 (Col. (2)), para algunas estrellas también se grafican en la figura los valores de T_{eff} correspondientes a tipos espectrales más tempranos (ver discusión de los casos individuales en la Sección V.A.6). Asimismo, la luminosidad que se grafica es L_2 (Col. (7), Tabla 5.1) debido a que pensamos que representa mejor la luminosidad observada del sistema estrella + envolvente que L_1 (ver Sección V.A.2), y en el caso de W90 también se muestra un límite superior a L (ver notas en la Tabla 5.1). Se puede apreciar que es posible colocar a las estrellas bajo secuencia principal del diagrama color-magnitud (Fig. 4.1) sobre ó arriba de la SPEC del diagrama HR, usando el valor de T_{eff} adoptado para ellas (posiciones a la derecha en la Fig. 5.1) y el valor de L_2 . Esto muestra que las EBSP no son intrínsecamente subluminosas.

V. A. 5.- Distribuciones de Energía Espectral.

En la Figura 5.2 se muestran las curvas de distribución de energía espectral para las EBSP (líneas sólidas). Los flujos en cada banda fueron desenojados usando una ley de extinción interestelar normal, escalada con los valores del enrojamiento $E(b-y)$ de la Tabla 3.1. Se adoptó $E(b-y) = 0$ para las estrellas con $E(b-y) < 0$. Las calibraciones utilizadas para convertir las magnitudes desenojadas observadas a flujos absolutos fueron: (i) la de Lamla (1982), para las observaciones en el sistema de Strömgren de este trabajo, y también para las observaciones UBVJHKL y a $\lambda \approx 8 \mu\text{m}$ reportadas en la literatura (éstas se indican en las notas de la Tabla 5.1); y (ii) la de Neri (1984) para las observaciones en el sistema JHKL'M de este trabajo. Asimismo, en la Figura 5.2 se muestran con líneas discontinuas las distribuciones de energía espectral para las fotosferas correspondientes al tipo espectral adoptado para cada estrella (Col. (2) de la Tabla 5.1), ajustadas al mismo flujo en la banda y . Los colores intrínsecos adoptados para las fotosferas se tomaron de modelos de atmósferas ó de calibraciones empíricas, como se explica en detalle en el Capítulo VII. Las barras de error al pie de la figura indican las

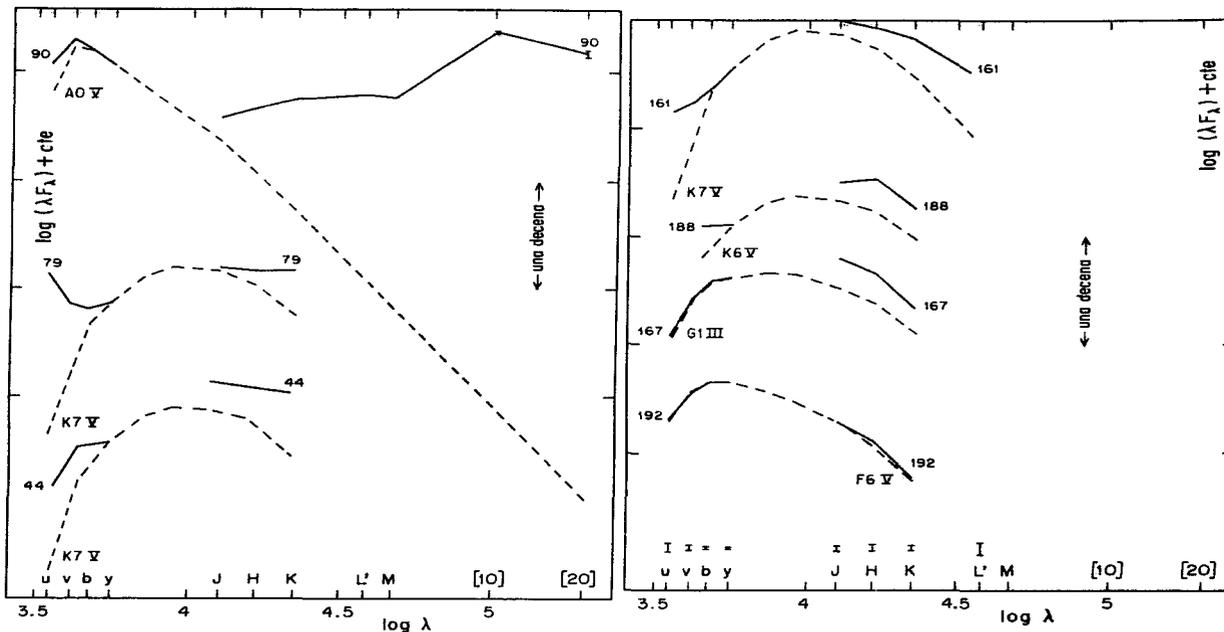


Figura 5.2. - Distribuciones de energía espectral de las estrellas bajo secuencia principal (líneas sólidas). Para cada estrella se muestra también la distribución de energía espectral de la fotosfera correspondiente al tipo espectral adoptado para la estrella, ajustada al mismo flujo en la banda "y" (líneas quebradas). Las curvas para los distintos objetos han sido desplazadas arbitrariamente a lo largo del eje vertical. Las barras de error al pie de la figura muestran los errores típicos de nuestras observaciones en cada banda (Cap. II). En esta figura, así como en las Figs. 5.4, 5.5, 5.6 y 7.1, las barras de error sobre las distribuciones de energía de las estrellas representan observaciones con incertidumbres mayores que las señaladas como típicas en este trabajo, ó bien, corresponden a las reportadas para observaciones de otros autores. Asimismo, las flechas indican límites superiores a los flujos.

incertidumbres típicas de nuestras observaciones (ver Cap. II). Asimismo, se incluyen las barras de incertidumbre a 10 y 20 μm sobre la curva de distribución de W90 dadas por Rydgren y Vrba (1987).

De las curvas de distribución de energía espectral para las EBSP, mostradas en la Figura 5.2, se encuentra lo siguiente:

(i) Con excepción de W192, todas las EBSP tienen excesos de emisión en el IR ($\lambda \approx 1 \mu\text{m}$): las distribuciones de energía para W90 y W79 crecen en el IR, en el primer caso esta tendencia se extiende desde $\lambda \approx 1 \mu\text{m}$ hasta $\approx 20 \mu\text{m}$; para W44 la curva es plana ($d[\log(\lambda F_\lambda)]/d(\log \lambda) \approx \text{constante}$) en el intervalo en λ de 1.2 a 2.2 μm ; y las curvas de distribución de energía espectral tienen un máximo en $\lambda \approx 1.6 \mu\text{m}$ para W188 y W161, y en $\lambda \approx 1.2 \mu\text{m}$ para W167.

(ii) A excepción de W167 y W192, las EBSP poseen también excesos de emisión en la región óptica/UV del espectro: W79 muestra el exceso mayor en el UV del grupo de estrellas, W161, W44 y W188 presentan excesos importantes en esta región espectral, y W90 tiene un exceso moderado.

(iii) La distribución de energía es muy parecida a la de una fotosfera normal (F6V) en el caso de W192.

Los índices espectrales (a ; ver ecuación 1.1) de las distribuciones de energía espectral (DDE) de las EBSP son:

(i) $a \approx 0.5$ para W90 en el intervalo $\lambda \approx 1.25 - 20 \mu\text{m}$. La DEE de W90 presenta mínimos locales en 1.25 y 4.7 μm , y un máximo local en 10 μm . Este último se debe muy probablemente a emisión de silicatos, como puede apreciarse de las observaciones de Rydgren y Vrba (1987) a 8.4, 9.6, 11.2 y 12.6 μm . En el esquema de clasificación de Lada (1987) (Sección I.C), la estrella tendría una DEE de clase I. Sin embargo, es necesario aclarar que el sistema de clasificación sólo es válido para estrellas de baja masa.

(ii) $a \approx 0$ para W79 y W44 en el intervalo $\lambda \approx 1.25 - 2.2 \mu\text{m}$, lo cual indicaría que sus DEE son de clase II. Debe hacerse notar, sin embargo, que el sistema de Lada es válido para el intervalo espectral $\lambda \approx 2 - 25 \mu\text{m}$.

(iii) $a \approx -1.7$ para W161 en el intervalo $\lambda \approx 2.2 - 3.4 \mu\text{m}$, lo cual implica que su DEE es de clase II.

(iv) $a \approx -2.2, -2.5$ y -2.6 para W188, W167 y W192, respectivamente, en el intervalo $\lambda \approx 1.65 - 2.2 \mu\text{m}$. Estas pendientes son muy parecidas a las de un cuerpo negro ($a = -3$); en consecuencia, las DEE de estos objetos serían de clase III. Sin embargo, las DEE de W188 y W167 son más anchas que la de un cuerpo negro a una sola temperatura. Esto podría indicar la presencia de

compañeras infrarrojas para estas estrellas, con máximos de emisión en ≈ 1.6 y $1.25 \mu\text{m}$, respectivamente. Para investigar esta posibilidad se necesitan observaciones en el intervalo espectral $\lambda\lambda \approx 0.5 - 1 \mu\text{m}$ para poder discernir las DEE de los dos posibles cuerpos negros, y también sería muy importante realizar en el futuro y con telescopios más grandes observaciones interferométricas en el cercano IR de alta resolución espacial, como las llevadas a cabo para estrellas tipo T Tauri por Chelli et al. (1988, 1991). Sin embargo, es conveniente señalar que aún si la luminosidad de la componente "óptica" fuera sólo la mitad de la del posible/hipotético sistema binario, W167 y W188 permanecerían todavía por arriba de la secuencia principal en el diagrama HR (Fig. 5.1). En efecto, la posición de las estrellas en dicho diagrama se desplazaría sólo ≈ 0.3 dex hacia luminosidades menores, para los tipos espectrales adoptados (Tabla 5.1).

V.A.6.- Los Casos Individuales.

Ahora discutimos en detalle cada miembro del grupo de estrellas bajo secuencia principal.

(1) W90.- Esta estrella está sólo marginalmente por debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud (Fig. 4.1); sin embargo, corrigiendo su posición en dicho diagrama por su enrojecimiento ($E(b-y) = 0.^m206$, Tabla 3.1), la estrella se coloca efectivamente $\approx 1.^m$ por debajo de ella. Este objeto posee una distribución de energía espectral que crece rápidamente en el infrarrojo (véanse Figs. 4.3, 4.4, 4.5 y 5.2). La tendencia se prolonga al menos hasta $\lambda \approx 20 \mu\text{m}$ (Rydgren y Vrba, 1987). Por lo tanto, la evaluación de su luminosidad depende críticamente de las observaciones a estas longitudes de onda. En efecto, $L = 58 L_{\odot}$ usando las observaciones a 10 y $20 \mu\text{m}$ de Rydgren y Vrba (1987). Aquí no incluimos las magnitudes de Cohen (1973) a 8.4, 11 y $18 \mu\text{m}$, por considerarlas de inferior calidad (p. ej. la magnitud para $\lambda = 8.4 \mu\text{m}$ es sólo un límite superior). Por lo tanto, creemos que el valor de la luminosidad calculado al incluir las magnitudes a 10 y $20 \mu\text{m}$ de Rydgren y Vrba es el más adecuado para W90. Para el tipo espectral adoptado en este trabajo (AOV) y $L = 58 L_{\odot}$, la estrella cae sobre ó arriba de la SPEC en la Fig. 5.1 (la posición a la derecha en el diagrama para la estrella; obsérvese que se ha marcado también en la figura el límite superior correspondiente a $L = 135 L_{\odot}$ en caso de incluir los datos de Cohen, 1973). Esta conclusión no se afecta si se usa el valor de extinción interestelar local de Cohen y Kuhl (1979) de $E(b-y) = 0.^m153$. Por

otra parte, es conveniente mencionar aquí que si se adopta un tipo espectral más temprano para este objeto (p. ej. B8), la estrella permanecería todavía por debajo de la secuencia principal en el diagrama HR. En efecto, la posición izquierda en la Fig. 5.1 para W90 corresponde a nuestro tipo espectral fotométrico BEV (ver Tabla 3.1) y $L_2 = 58 L_0$. Creemos que este último tipo espectral es consecuencia de su moderado exceso azul - UV, el cual contamina los índices "v" y "u" y por lo tanto $[m_1]$ y $[c_1]$, simulando una estrella más temprana.

Aunque W90 tiene exceso de emisión en el UV, el brillo en el IR domina su luminosidad (Cap. VII, ver también Fig. 5.2), por lo cual no creemos que ésta contenga contribución propia significativa de su envolvente y, por lo tanto, L_2 no puede estar fuertemente sobreestimada por este efecto. En apoyo a lo anterior encontramos que el color observado (b-y) parece no estar afectado por velado y, en consecuencia, su posición en el diagrama color-magnitud no puede explicarse por "azulamiento" de este índice. Por lo tanto, la explicación de su posición bajo secuencia principal en dicho diagrama resulta en forma natural si suponemos que la estrella está siendo vista a través de un disco ancho de canto, prácticamente pasivo, con partículas de polvo grandes, las cuales producen extinción gris en la radiación visible de la estrella. La radiación absorbida por las partículas de polvo contenidas en el disco y reemitida en el IR explica la distribución de energía espectral creciente en estas longitudes de onda. Este resultado fue sugerido también previamente por Strom et al. (1972b) y Rydgren y Vrba (1987).

(ii) W192. - Esta estrella se encuentra marginalmente por debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud (Fig. 4.1), y, al contrario de W90, está poco enrojecida: $E(b-y) = 0.032$. Su posición en el diagrama (H-K, J-H) de la Fig. 4.3 es consistente con su tipo espectral adoptado, F6V. En el diagrama (K-L', H-K) de la Fig. 4.4 W192 parece tener un exceso de emisión en L', aunque esta aseveración es incierta por los errores de las mediciones en dicha banda. Son necesarias más mediciones de la estrella en L' y en M para confirmar la presencia de una envolvente tibia. Por otra parte, W192 posee un ligero exceso en K con respecto a V de aproximadamente 0.2 y no presenta excesos en el UV (Fig. 7.4, Cap. VII). Esto nos permite aseverar con cierta confiabilidad que la estrella no tiene un disco activo que pueda afectar su luminosidad de manera significativa. Por lo tanto, sugerimos que la luminosidad L_2 se debe a la estrella

solamente. La distribución de energía espectral de W192 (Fig. 5.2; hasta $\lambda = 2.2 \mu\text{m}$) no revela excesos de emisión en el UV ni en el IR, en apoyo a lo anterior. Sus excesos moderados de flujo en el IR son suficientes para colocarla sobre la SPEC en la Fig. 5.1. En conclusión, sugerimos que este objeto es una estrella normal muy cerca de alcanzar su fase evolutiva en la secuencia principal.

(iii) W167. - La situación de esta estrella es similar en algunos aspectos a la de W192: marginalmente por debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud, poco enrojecida y sin excesos UV importantes. Asimismo, su posición en el diagrama (H-K, J-H) (ver Fig. 4.3) no revela la presencia de una envolvente circumestelar en estas longitudes de onda; sin embargo, esta estrella posee exceso en K con respecto a V de $\approx 1.1^m$ (ver también Fig. 7.5, Cap. VII y Fig. 4.2). W167 se localiza por arriba de la SPEC en el diagrama HR (Fig. 5.1). La hipótesis de extinción gris (presumiblemente en un disco ancho visto de canto), también puede servir para explicar a este objeto, de manera similar al caso de W90. Deseamos enfatizar el hecho de que W167 es un caso marginal de EBSP. Por otra parte, la clase de luminosidad fotométrica III dada para esta estrella en este trabajo (Tablas 3.1 y 5.1) no coincide con la que esperamos de su posición en el diagrama HR (Fig. 5.1), del cual se deduce una luminosidad menor. El error es dual: i) la estrella es débil y tardía (mayor incertidumbre en $[c_1]$), y ii) la gravedad que se deduce de la posición de la estrella en el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$) es más incierta, ya que el diagrama es poco sensible a gravedad para estrellas más tardías que G0 (ver Figura 3.1b).

(iv) W79. - Esta estrella se localiza $\approx 0.7^m$ por debajo de la secuencia principal en el diagrama (b-y, V) de la Figura 4.1. Los excesos IR y UV de esta estrella son de los más grandes observados en las estrellas de nuestra muestra (ver Figuras 4.2, 4.3, 5.2 y Capítulo VII). Su espectro fue clasificado como continuo puro por Cohen y Kuhl (1979), lo que consideramos un indicador de velado fuerte. Se han incluido dos posiciones para este objeto en el diagrama HR (Fig. 5.1) correspondientes a tipos espectrales G7 y K7 (posiciones izquierda y derecha, respectivamente). El primero resulta de su color observado (b-y), y el segundo es un tipo espectral que consideramos en este trabajo como adecuado para una estrella sin líneas en absorción en su espectro. En este sentido cabe señalar que Strom et al. (1988) adoptan M0 como tipo espectral promedio para este tipo de estrellas (i.e., estrellas sin líneas en absorción en sus espectros). Para ambos tipos

espectrales, G7 y K7, la estrella se sitúa arriba de la SPEC, aún cuando sólo se observó en el infrarrojo hasta la banda K. Para el tipo espectral K7V la estrella permanece sobre la SPEC, aún si corregimos su luminosidad observada por el factor de 5.5 (i.e., $\Delta L = 0.74$ dex) que resulta de suponer un disco activo extremo y visto de cara. Por lo tanto, se adoptó este tipo espectral para W79. En conclusión, sugerimos que la posición de este objeto debajo de la secuencia principal en el diagrama color- magnitud es debida principalmente al efecto de "azulamiento" de su color (b-y). En apoyo a lo anterior, para el tipo espectral aquí adoptado se encuentra un exceso "negativo" $E(b-y) = -0^m31$, lo que sugiere emisión continua selectiva, es decir "velado" (ver Tabla 3.1).

(v) W188.— El análisis de esta estrella incluye sólo las magnitudes fotográficas en B y V de Walker (1956) y nuestras observaciones en J, H y K. En el diagrama color - magnitud (Fig. 4.1) W188 se encuentra $\approx 2^m5$ por debajo de la secuencia principal. Como no obtuvimos observaciones en el UV de este objeto por su cercanía a una estrella brillante, no podemos evaluar el efecto del velado con datos fotométricos. Sin embargo, el tipo espectral K5-K7 que reportan WSS sugiere que esta estrella está velada, ya que su tipo espectral obtenido a partir solamente del color (B-V) es F6. Su posición en el diagrama (H-K, J-H) (Fig. 4.3) es consistente con el tipo espectral K5-K6 dentro de las incertidumbres observacionales, y no revela la presencia de una envoltente de polvo. Asimismo, suponiendo este tipo espectral se encuentra un exceso en K con respecto a V de $\approx 0^m5$, (ver también Figs. 4.2 y 5.2). Esto podría ser, en parte, consecuencia de variabilidad en V debido a que las observaciones en el óptico y en el infrarrojo fueron tomadas en épocas distintas. Por lo tanto, es necesario tomar observaciones cuasi - simultáneas de este objeto en el óptico e IR cercano. En analogía al caso de W79 se muestran dos posiciones en el diagrama HR para W188 (Fig. 5.1), correspondientes a los tipos espectrales F6 y K6 (posiciones izquierda y derecha, respectivamente). En el segundo caso la estrella se sitúa arriba de la SPEC y, por consiguiente, adoptamos este tipo espectral (lo cual implica $E(b-y) = -0^m4$). Al igual que en el caso de W79, esta estrella permanece arriba de la secuencia principal si corregimos por el factor extremo de 5.5 del cociente L_{obs}/L_* debido a una envoltente activa extrema.

W44.— Las observaciones en que se apoya esta discusión son las de Walker (1956) en el sistema UBV y las de WSS en el infrarrojo cercano (JHK). Por lo tanto, nuestras conclusiones pueden estar afectadas por la no -

simultaneidad de las observaciones en los distintos intervalos espectrales. W44 se localiza $\approx 2^m.5$ por debajo de la secuencia principal en el diagrama color - magnitud (Fig. 4.1). Esta estrella presenta un espectro sin líneas de absorción (Cohen y Kuhl, 1979), lo cual sugiere la presencia de un disco activo alrededor de la misma, y excesos en el UV y en el IR (Cap. VII; Figs. 4.2 y 4.3). Su caso es similar al de W79. La curva de distribución de energía de W44 revela claramente la presencia de dichos excesos de emisión (Figura 5.2). Si adoptamos para W44 el tipo espectral K7 que consideramos característico para una estrella que no presenta líneas en absorción en su espectro, el exceso UV que resulta no es tan extremo como en el caso de W79, mientras que el exceso en K con respecto a V es mayor. En el diagrama HR mostramos las posiciones para tipos espectrales G0 (correspondiente a su color "azulado" (B-V)) y K7 (posiciones izquierda y derecha, respectivamente). Al igual que en el caso de W79, W44 se localiza arriba de la SPEC para el tipo espectral K7 aún tomando en cuenta el factor de sobreestimación de 5.5 para L_{obs}/L_* , producido por un disco activo extremo visto de cara. Para este tipo espectral $E(b-y) \approx -0^m.43$.

(vii) W161.- Esta estrella definitivamente se encuentra arriba de la secuencia principal en nuestro diagrama color-magnitud (Fig. 4.1). Creemos que la discrepancia con la posición debajo de la secuencia principal que Walker (1956) reporta para este objeto (ver Fig. 1.1), se debe a los errores de cancelación de la emisión del fondo espacialmente variable que este último autor menciona. En la discusión que sigue se usó la fotometría IR de Rydgren y Vrba (1981), la cual no es simultánea con la fotometría en el óptico de este trabajo. Esta estrella tiene excesos en el IR según su posición en los diagramas color-color (H-K, J-H) y (K-L', H-K) (Figs. 4.3 y 4.4), lo cual sugiere la presencia de una envolvente de polvo ópticamente gruesa con $T \approx 2500$ K. Además posee exceso en K con respecto a V y exceso en el UV para el tipo espectral adoptado K7 (ver Tabla 3.1 y Figuras 4.2, 5.2 y 7.4, así como el Capítulo VII). Aunque es una estrella velada (Cap. VII), el tipo espectral K7 que se obtiene de su color (b-y) es el mismo que obtienen Cohen y Kuhl (1979) mediante un espectro de baja dispersión (ver Tabla 3.1). Por lo tanto concluimos que su color (b-y) no está contaminado significativamente por el velado. El grado de velado es ciertamente menor que para el caso de W79. Al igual que en el caso de las estrellas de su grupo discutidas anteriormente (EBSP), W161 se localiza también significativamente por arriba de la SPEC en el diagrama HR (Fig. 5.1).

V.A.7. - Masas y Edades Evolutivas.

Con propósitos de completez, en esta sección hacemos una estimación de la masa y de la edad de las EBSP a partir de su posición en el diagrama HR. En las Secciones V.B.4 y V.C.5 se presentan análisis similares para las GRS y ESA, respectivamente. Es necesario señalar, sin embargo, que estas estimaciones deben ser tomadas con precaución, ya que el valor de L_2 para estos objetos (y, en consecuencia, su posición en el diagrama) puede estar afectado significativamente por la emisión de un disco activo y/o de compañeras infrarrojas, como se ha discutido anteriormente.

En la Figura 5.3 se reproduce el diagrama HR para las estrellas subluminosas, en donde se han superpuesto como líneas sólidas las trayectorias evolutivas teóricas de Vandenberg et al. (1983) para estrellas con masa $M \leq 1.25 M_{\odot}$, y las publicadas por Cohen y Kuhl (1979) para masas mayores. Las líneas quebradas y las líneas quebradas con puntos representan las isocronas teóricas para edades, t , entre 10^5 y 10^7 años. Los distintos símbolos para las estrellas en la figura son los mismos usados en la Figura 5.1.

Las masas y edades que se infieren para las EBSP de la Fig. 5.3 son las siguientes:

(i) W90. - De la posición correspondiente al tipo espectral adoptado (AOV) y $L_{\text{obs}} = 58 L_{\odot}$ (Tabla 5.1), se obtiene $M \approx 2.5 - 3 M_{\odot}$ y $t \approx 1.5 \times 10^6$ años. Esta edad es menor que la edad nuclear del cúmulo (3×10^6 años; Walker, 1956), por lo tanto, W90 es un objeto pre - secuencia principal.

(ii) W192 y W167. - Las masas de W192 y W167 son $M \approx 1.3$ y $1.4 M_{\odot}$, respectivamente, y sus edades $t \geq 10^7$ y $\leq 10^7$ años, lo cual indica que estas estrellas están en ó muy cerca de su fase evolutiva en la secuencia principal.

(iii) W44, W79 y W188. - Tomando en cuenta las posiciones de estos objetos correspondientes a sus tipos espectrales adoptados (Tabla 5.1; las posiciones a la derecha en la Fig. 5.3), se encuentra que las masas son del orden de $1 M_{\odot}$ en los tres casos. Como estas estrellas están veladas (Cap. VII), su luminosidad puede estar fuertemente sobreestimada debido a la posible presencia de discos activos a su alrededor, por lo cual la edad evolutiva que se infiere de su posición en el diagrama HR puede subestimarse considerablemente (ver p. ej. Kenyon y Hartmann, 1990). En consecuencia, de la Fig. 5.3 estimamos límites inferiores para la edad de estas estrellas: $t \approx 1, 2$ y 3×10^6 años, respectivamente, para W79, W44 y W188. Tomando el

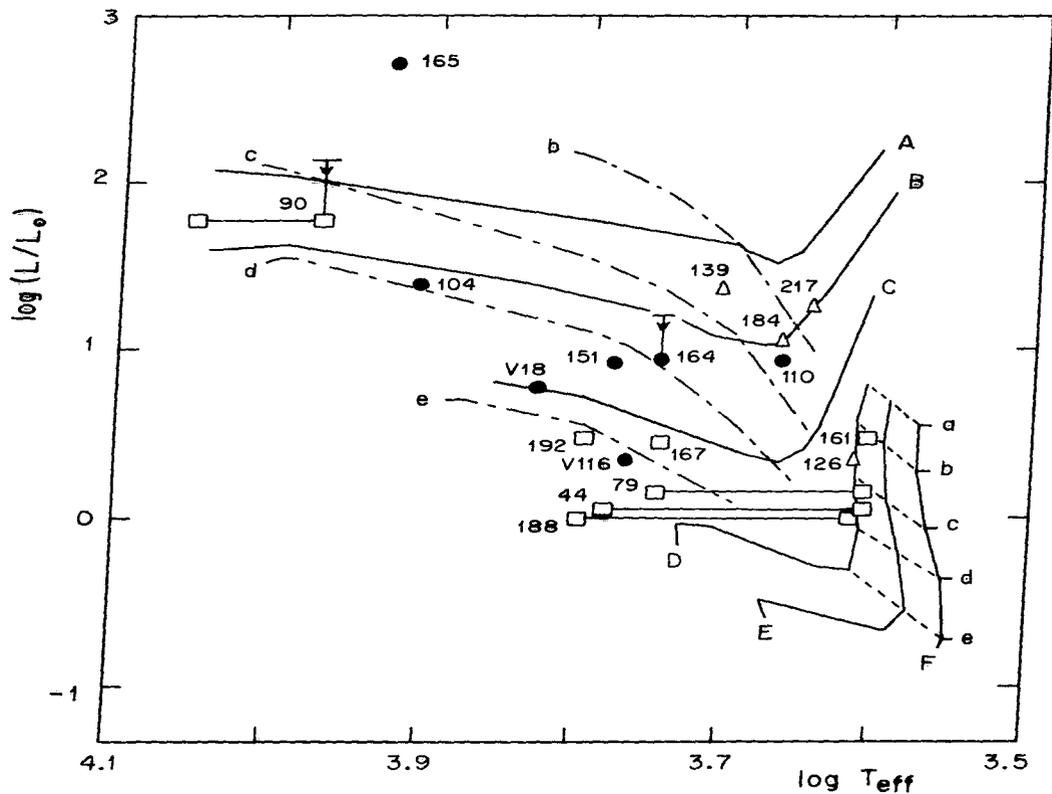


Figura 5.3 - Diagrama HR para las estrellas aparentemente subluminosas en NGC 2264. Los símbolos para las estrellas son los mismos que en la Fig. 5.1. Se presentan como líneas sólidas las trayectorias evolutivas pre - secuencia principal de Cohen y Kuhn (1979) para masas $M = 3, 2.25$ y $1.5 M_{\odot}$ (A, B y C, respectivamente), y de Vandenberg (1983) para $M = 1, 0.8$ y $0.6 M_{\odot}$ (D, E y F, respectivamente). Las líneas quebradas y las líneas quebradas con puntos corresponden a isocronas teóricas para edades de 0.1, 0.3, 1, 3 y 10×10^8 años (a, b, c, d y e, respectivamente).

factor extremo de sobreestimación de la luminosidad estelar ($L_{obs}/L_{\odot} = 5.5$; Sección V.A.3) se encuentra que la edad de estos objetos podría aumentar hasta $t \approx 10^7$ años. Por otra parte, no se espera un error grande en la determinación de la masa de estas estrellas causado por el efecto anterior, ya que las trayectorias evolutivas en esta parte del diagrama HR son prácticamente verticales.

(iv) W161.— Esta es la estrella más joven del grupo de las EBSF. Su posición en el diagrama HR (Fig. 5.3) indica una masa $M \approx 1 M_{\odot}$. Como W161 también está velada (Cap. VII), la luminosidad estelar puede ser considerablemente menor que la luminosidad observada, y consecuentemente, la edad inferida del diagrama HR puede ser menor que la edad verdadera de la estrella. Por lo tanto, estimamos que la edad de W161 es mayor que 3×10^5 , pudiendo ser hasta un orden de magnitud mayor. Al igual que en los casos anteriores, el error en la masa determinada de la posición en el diagrama HR no debe ser importante.

V.A.8. - Extinción Gris en el Óptico para W90 y Otras Estrellas en NGC 2264.

En esta sección presentamos algunas observaciones a favor de la hipótesis de extinción gris en el visible para W90 y otras estrellas jóvenes.

Sitko et al. (1984) encuentran evidencia de extinción cuasi-gris, $R \approx 7$, en W90, W46 y W100, a partir de un estudio espectroscópico en el UV en el intervalo $\lambda\lambda$ 1150 - 3200 Å, combinado con datos en el óptico de estas estrellas. Este valor del cociente de extinción total a selectiva es significativamente mayor que el correspondiente al medio interestelar normal, $R = 3.1$ (e.g. Savage y Mathis, 1979). Estos autores pueden reproducir la curva de extinción de W90, desde el UV hasta el cercano IR, con una distribución de partículas con tamaños mayores que los correspondientes a granos típicos del medio interestelar. En efecto, estos autores encuentran una distribución de partículas, $N = a^{-3.5}$, con tamaños "a" entre 0.04 y 0.5 μm para la envolvente circunestelar, y con tamaños entre 0.01 y 0.25 μm para el medio interestelar normal.

Por otra parte, Pérez et al. (1987, 1989) encuentran un valor de $R = 5.2$ (ó bien, $R_y \approx A_v / E(b-y) = 7.21$) para W90, que resulta de forzar la distribución de energía espectral en el óptico de esta estrella de tal manera que coincida con aquella de los modelos de Kurucz (1979) que le

corresponde según su tipo espectral adoptado O8V. Según estos autores, otras estrellas en NGC 2264 cuya extinción en el óptico es menos selectiva que la del medio interestelar normal ($R \approx 4$) son: W36, W50, W83, W88, W107, W136, W206, W231, y W86. Es interesante hacer notar que todas estas estrellas son de tipo espectral temprano (B - A), al igual que el caso de W90. Esto podría ser consecuencia del hecho de que la presión de radiación de estas estrellas más luminosas empuja en las cercanías de la estrella con más facilidad a las partículas pequeñas que a las de mayor tamaño, enriqueciendo en sus envolventes circunestelares la proporción de partículas grandes con relación a las pequeñas en comparación con las regiones más alejadas de la estrella (e.g. Strom et al., 1972a).

Por último, es conveniente señalar que, a partir de observaciones a 1.3 mm de objetos estelares jóvenes, Beckwith et al. (1990) encuentran evidencia de que las partículas en discos circunestelares son más grandes que las del medio interestelar. En este medio próximo a la estrella las partículas de polvo crecen en su dimensión fractal (i.e., el crecimiento de los granos no es esférico), creando estructuras similares a las partículas interplanetarias colectadas en la estratósfera.

V. A. 9. - Conclusiones.

En esta sección hemos demostrado cuantitativamente que es posible situar a las estrellas que aparecen debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud, por arriba de ésta en el diagrama HR si se integran sus curvas de distribución de energía espectral sobre el intervalo de longitudes de onda más amplio posible.

Debido al hecho de no mostrar excesos de emisión importantes en el UV, indicativo de la ausencia de un disco de acreción significativamente activo a su alrededor, y al gran exceso en el IR que presenta, la estrella W90 (y marginalmente W167) parece estar siendo vista a través de un disco circunestelar ancho y prácticamente pasivo de canto. El disco posee partículas grandes de polvo que producen extinción gris en la radiación visible de la estrella cuyo efecto es disminuir el flujo aparente en el visible, sin modificar apreciablemente el color (b-y) ó (B-V), y por lo tanto aparece localizada por debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud. La radiación absorbida por los discos es reemitida en el IR.

Por otra parte, en las estrellas tardías W44, W79 y W188 el "azulamiento" del índice (b-y) ó (B-V) causado por emisión de gas caliente

ionizado de la envolvente, posiblemente por un disco activo (aunque las observaciones no excluyen una cromósfera profunda), es el mecanismo más plausible para explicar su posición debajo de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud. Este efecto de velado simula estrellas más tempranas en dicho diagrama y consecuentemente las sitúa por debajo de la secuencia principal al hacerlas "más calientes" para un brillo dado. Sin embargo, hemos encontrado que estos objetos se localizan por encima de la SPEC en el diagrama HR aún cuando se les sustraen contribuciones a la luminosidad debidas a la probable emisión no estelar de la envolvente y a la reemisión de luz estelar en el infrarrojo, las cuales hemos estimado a partir de modelos teóricos de discos activos alrededor de estrellas T Tauri. Por otra parte, aún en el caso de que las estrellas W167 y W188 tuviesen compañeras infrarrojas con luminosidad comparable a la de la compañera "óptica", la componente primaria ó visible se situaría por encima de la secuencia principal en el diagrama HR. Por lo tanto, del estudio de esta sección se obtienen evidencias observacionales contrarias a la existencia de estrellas intrínsecamente subluminosas en el cúmulo NGC 2264, y apoyan las predicciones de las teorías estándares de formación estelar.

V.B. - LAS ESTRELLAS GIGANTES ROJAS SUBLUMINOSAS (GRS).

En el diagrama color-magnitud (Fig. 4.1) se muestran cuatro estrellas clasificadas espectroscópicamente como estrellas G-K de clase luminosa III-II por WSS, que sin embargo se sitúan 4 - 5^m por debajo de la rama de las gigantes rojas. Estas son: W184, W217, W139 y W126 (triángulos abiertos); nos referimos a estos objetos como las gigantes rojas subluminosas (GRS). Por otra parte, la región correspondiente a la clase de luminosidad II-III en el diagrama está poblada por las estrellas W177, W73, W239, W229, W238, W69 y W237 (cruces), a las cuales nos referimos como las gigantes rojas "normales", GR, aunque la membresía al cúmulo NGC 2264 de las mismas ha sido cuestionada por varios autores. Las GR se discutirán en la sección V.D de este capítulo. El hecho es que las GRS, clasificadas como gigantes espectroscópicamente, se localizan significativamente por debajo de la región de estrellas de clase luminosa II-III en el diagrama color-magnitud. En caso de ser así, la baja luminosidad aparente de estos objetos podría ser causada por extinción gris de sus envoltentes/discos circunestelares, de una manera análoga al caso de (algunas) estrellas bajo secuencia principal estudiadas en la sección anterior. Aquí trataremos de evaluar la hipótesis de extinción neutra en las GRS.

V.B.1. - Parámetros Físicos.

En la Tabla 5.2, se incluyen los principales parámetros y resultados para las GRS que se obtienen de las observaciones en el óptico e IR (c.f. Tablas 2.2 y 2.4). El análisis es similar al que se realizó para las EBSP (c.f. Sección V.A). En las columnas de la tabla se incluye lo siguiente. Col. (1): nombre de la estrella. Col. (2): tipo espectral adoptado (c.f. Tabla 3.1). Cols. (3), (4) y (5): las magnitudes promedio en las bandas V, K, y la magnitud visual desenojocida, V_K . Col. (6): luminosidad bolométrica, L_1 , calculada mediante el método (i) de la sección V.A. Col. (7): luminosidad bolométrica, L_2 , calculada mediante el método (ii) de la sección V.A. Columna (8): longitud de onda mayor usada en el cálculo de L_2 . Col. (9): algunas notas sobre las estrellas problema.

De manera análoga al caso de las EBSP, estimamos que la incertidumbre en L_1 es \approx del 20% para las GRS. Asimismo, el error en L_2 es \approx del 25% para W139 y W126; y \approx del 45% para W184 y W217, para las cuales las observaciones

Tabla 5.2.- Gigantes Rojas Subluminosas (GRS)

Est.	^(a) TE (adop)	V	K	V _K	L ₁ (L ₀)	L ₂ (L ₀)	λ _{max} (μm)	Notas
W139	G9IV	13.376	9.12	11.09	32	23	10 ^(b)	IPMon, LHα47, c, d, e, f, g
W184	K2IV	13.842	10.28	12.70	8.0	11	4.7	MMMon, LHα60, d, f, h
W126	K5IV	15.117	11.31	14.65	1.8	2.1	2.23	LUMon, LHα41, d, e, f, h
W217	K3IV	13.771	9.89	12.60	9.7	18	4.7	MOMon, LHα72, d, e, f, h

(a) TE(adoptado) de la Tabla 3.1.

(b) La magnitud en 10 μm (Rydgren y Vrba, 1987) se incluyó en el cálculo de L₂. Cohen (1974) da también un límite superior a la magnitud en 10 μm.

(c) Hα en emisión (Young, 1978).

(d) Estrella con líneas en emisión (Cohen y Kuhl, 1979).

(e) Hβ en emisión (Capítulo VII).

(f) Exceso en el IR cercano (Capítulo VII).

(g) Probabilidad de pertenencia al cúmulo p = 0.24 (Vasilevskis et al., 1965).

(h) Exceso en el UV intenso (Capítulo VII).

en M son más inciertas (ver también discusión en la Sección V.B.2).

De la Tabla 5.2 se puede ver que $L_1 \approx L_2$ para W184 y W126. Para W139 se encuentra que L_1 es mayor que L_2 , lo cual sugiere que este objeto tiene emisión significativa en la banda K. Por otra parte, L_1 es menor por un factor ≈ 2 que L_2 para W217, lo cual indica que este objeto tiene radiación importante a longitudes de onda mayores que $2.2 \mu\text{m}$.

V.B.2.- Distribuciones de Energía Espectral y Diagramas Color - Color.

De manera similar al caso de las EBSP, las distribuciones de energía espectral para las GRS, corregidas por extinción interestelar normal al cúmulo, se muestran en la Figura 5.4 (líneas sólidas). También se muestra, para cada estrella, la distribución de energía de una fotosfera normal (líneas quebradas) correspondiente al tipo espectral adoptado para la estrella (ver Col. (2), Tabla 5.2) y ajustada para que coincida con el flujo estelar en la banda y. Las barras de error típicas de nuestras observaciones en cada banda se muestran al pie de la figura. Como las observaciones en la banda M de W184, W217 y W139 tienen una incertidumbre mayor (ver también Cap. II), se presentan las barras de error correspondientes sobre sus distribuciones; asimismo, se incluye la incertidumbre a $10 \mu\text{m}$ de Rydgren y Vrba (1987) para W139. Nuestras observaciones en M deben tomarse con precaución. En efecto, extrapolando las curvas de distribución a $\lambda = \infty$ de W184 y W217, sin tomar en cuenta el flujo en M, se encuentra que $L_2 = 6.1$ y $7.6 L_0$, respectivamente. Asimismo, para W139 se encuentra $L_2 = 18 L_0$, si incluimos el flujo a $10 \mu\text{m}$ reportado por Rydgren y Vrba (1987) e ignoramos nuestra observación en M. En consecuencia, los valores de L_2 dados en la Tabla 5.2 probablemente representen un límite superior a la luminosidad observada de estos objetos. Son necesarias nuevas observaciones a $\lambda \approx 4.7 \mu\text{m}$ para confirmar los aumentos del flujo observados en la banda M de las curvas de distribución de energía espectral de estos objetos. En la Figura 5.4 puede apreciarse que las cuatro GRS tienen excesos importantes en el infrarrojo, y que, exceptuando a W139, estas estrellas tienen también excesos de emisión en la región ultravioleta - azul del espectro.

Los índices espectrales (ec. 1.1) de las distribuciones de energía espectral (DEE) de las GRS son:

(1) a ≈ -0.3 , -0.6 y -1.6 para W184, W217 y W139 en el intervalo espectral $\lambda\lambda \approx 2.2 - 3.8 \mu\text{m}$. En el esquema de clasificación de Lada (1987) las DEE de estas estrellas son de clase II. Estos índices espectrales son

típicos de estrellas T Tauri (e.g. Rydgren y Zak, 1987). El aumento de las DEE en la banda M ($\lambda = 4.7 \mu\text{m}$) es incierto en los tres casos, pero podría revelar la presencia de compañeras infrarrojas para las estrellas.

(ii) a ≈ -1.9 en el intervalo $\lambda\lambda \approx 1.65 - 2.2 \mu\text{m}$ para W126, lo cual corresponde a una DEE de clase II, y es también típico de estrellas T Tauri.

La posición de las GRS en los diagramas color-color (H-K, J-H), (K-L', H-K) y (L'-M, K-L') se muestran en las Figs. 4.3, 4.4 y 4.5, respectivamente (triángulos abiertos). Es claro que W139, W184 y W217 tienen excesos en el IR cuya magnitud aumenta con longitudes de onda mayores, lo cual confirma lo mencionado anteriormente en este sentido. W126 es la estrella más débil de la muestra y no pudimos observarla más allá de la banda K. Su posición en el diagrama (H-K, J-H) no revela la presencia de exceso de flujo intrínseco en K en relación a las bandas J y H, sino que sugiere una estrella extinguida con una ley normal por $4 - 5^m$. Si la estrella tiene una envoltura circunestelar, entonces ésta debe ser muy fría. Observaciones a longitudes de onda más largas (p. ej. $\lambda \geq 5 \mu\text{m}$) podrían ayudar a esclarecer este punto.

V.B.3. - Diagrama HR.

En la Figura 5.1 (diagrama HR) se muestran las posiciones de las GRS (triángulos abiertos), en donde se ha graficado la luminosidad L_2 y la temperatura efectiva de cada estrella gigante sublumínosa estudiada aquí. La temperatura efectiva es la correspondiente al tipo espectral adoptado para cada objeto (ver Schmidt - Kaler, 1982). W139, W217 y W184 se sitúan en la región de estrellas III-IV y W126 está ligeramente por debajo de la secuencia de estrellas de clase luminosa IV, la región de estrellas del tipo T-Tauri luminosas. Aun cuando las GRS son más luminosas que lo que sugiere su posición en el diagrama color-magnitud de la Figura 4.1, resulta que todavía están considerablemente por debajo de la región de clase de luminosidad II-III. Sólo en el caso de W217 las clases de luminosidad espectroscópica de WSS y la que se deriva de su posición en el diagrama HR coinciden. Las otras tres estrellas son muy sublumínicas intrínsecamente para ser objetos de clase II-III. El caso extremo es W126, para la cual su luminosidad bolométrica observada ($\approx 2 L_0$) es más de tres órdenes de magnitud que la que sugiere su clase luminosa espectroscópica (II). En consecuencia, las clases II-III reportadas por WSS para W139, W217 y W184 sobreestiman grandemente la luminosidad de las mismas. La luminosidad de estas estrellas es más similar a las observadas en estrellas T-Tauri

luminosas.

En el Capítulo VII se cuantifican los excesos que presentan las GRS en el IR y UV con respecto al visual (ver también Figs. 4.2, 4.3, 4.4, 4.5 y 5.4). Sus excesos en el UV son intermedios entre los encontrados para W90 y los de W44 y/o W79, mientras que los excesos en el IR son menores (c.f. Fig. 7.4). Si las estrellas poseen discos activos de acreción, lo anterior sugiere que las tasas de acreción de masa de los mismos son menores que en el caso de W79.

La luminosidad mayor en el diagrama HR que se infiere para el caso de las GRS en relación a la que sugiere el diagrama color-magnitud puede interpretarse de dos maneras: 1) La posición de las GRS en el diagrama color-magnitud no está seriamente afectada por extinción gris y, por lo tanto, la luminosidad de ellas en este diagrama se asemeja a la luminosidad estelar verdadera. En este caso, la luminosidad L_2 del diagrama HR reflejaría la emisión del sistema estrella + envolvente. 2) La posición en el diagrama color-magnitud está afectada por extinción gris en la envolvente circunestelar (probablemente en un disco visto de canto), lo cual produce una magnitud V muy débil para las estrellas. De ser así, L_2 sería la estimación más adecuada para la luminosidad estelar, por las mismas razones ya descritas para el caso de las estrellas bajo secuencia principal en la sección V.A. Notemos que el cociente L_2/L_V es una medida entre la luminosidad de origen no estelar y la luminosidad estelar, es decir, es un indicador de la presencia de envolventes circunestelares.

Con el objeto de discriminar entre estas dos posibilidades, evaluamos la luminosidad L_V que se infiere de la posición de los objetos en el diagrama color-magnitud y la comparamos con la luminosidad L_2 que se muestra en el diagrama HR. L_V se calcula corrigiendo la magnitud promedio visual observada V (Col. (3), Tabla 5.2) por extinción interestelar normal escalada con el exceso de color para la estrella E(b-y) dado en la Tabla 3.1 (si $E(b-y) < 0$ se adopta $E(b-y) = 0$), y luego se aplica la corrección bolométrica apropiada al tipo espectral adoptado (Tabla 5.2). A esta magnitud bolométrica aparente se le suma el módulo de distancia a NGC 2264, y a la magnitud bolométrica resultante se le convierte en luminosidad adoptando $(m_{b,01})_0 = 4.64$. Si el cociente L_2/L_V es mayor que el predicho por la teoría de discos activos, se puede pensar que la estrella sufre extinción gris en su envolvente, ya que L_V resultaría muy pequeña debida a este último efecto. En el caso contrario, cuando el cociente L_2/L_V puede ser explicado

por la emisión de un disco activo, entonces es más factible que L_1 represente en efecto la luminosidad estelar verdadera y L_2 sea el resultado de la emisión combinada del sistema estrella/disco.

Se encuentra que $L_2/L_V = 2.5, 3.9, 1.7$ y 5.4 para W139, W184, W126 y W217, respectivamente. En caso de que posean discos activos, de la posición de W126 y W139 en el diagrama $(U-B)_0$ vs. $(B-V)_0$ y de las trazas de los modelos de discos con acreción de Bertout et al. (1988) en ese mismo diagrama (Fig. 7.10 del Cap. VII), se infiere que las tasas de acreción para estas estrellas deben ser pequeñas, $\dot{M} \leq 1 \times 10^{-7} M_\odot/\text{año}$, lo cual está de acuerdo con sus valores (pequeños) de L_2/L_V . De manera similar, encontramos para W184 y W217 tasas de acreción de masa $\dot{M} \approx 2 \times 10^{-7}$ y $3 \times 10^{-7} M_\odot/\text{año}$, respectivamente, las cuales producen valores de $L_{\text{obs}}/L_* \approx 3.5 - 5$ (ver Sección V.A), consistentes éstos con los valores de L_2/L_V observados para estos objetos. En conclusión, la posición de las GRS en los diagramas color - magnitud y HR puede explicarse por la presencia de un disco de acreción activo.

Finalmente, es conveniente señalar que si los aumentos en las DEE de W184, W217 y W139 (Fig. 5.4) se deben a la presencia de compañeras infrarrojas, las luminosidades de las componentes "ópticas" solas son menores que las luminosidades observadas L_2 de estos sistemas. Esto refuerza la conclusión de esta sección en el sentido de que las GRS no son de clase de luminosidad II-III.

V.B.4. - Masas y Edades.

De manera similar al caso de las EBSP, las GRS se grafican en el diagrama HR (triángulos vacíos) presentado en la Figura 5.3 (ver descripción en la Sección V.A). Las masas (en masas solares) y edades (en años) que se infieren para las GRS son:

(i) <u>W139</u>	$M \approx 2 - 2.5$	$t \approx 5 \times 10^5 - 2 \times 10^6$
(ii) <u>W126</u>	$M \approx 1$	$t \approx 5 \times 10^5 - 2 \times 10^6$
(iii) <u>W217</u>	$M \approx 1.5 - 2.25$	$t \approx 3 \times 10^5 - 1 \times 10^6$
(iv) <u>W184</u>	$M \approx 1.5 - 2.25$	$t \approx 5 \times 10^5 - 2 \times 10^6$

Los límites superiores para la masa y los límites inferiores para la edad en estas determinaciones corresponden a la posición de las GRS en la Fig. 5.3 (i.e. a la luminosidad L_2 de la Tabla 5.2); asimismo, los límites inferiores para la masa y los límites superiores para la edad corresponden a

las posiciones que tendrían las GRS en el diagrama HR si usamos los valores de L_v .

V. B. 5. - Conclusiones.

En conclusión, en este trabajo encontramos que las propiedades fotométricas de las GRS son típicas de estrellas T Tauri, tales como variabilidad, H α y H β en emisión, así como con excesos en el IR y en el UV (consultar Herbig, 1954; Cohen y Kuhl, 1979, y Caps. II y VII de esta tesis). Las clases de luminosidad V-III que se encuentran aquí para estos objetos coinciden con las sugeridas por Cohen y Kuhl (1979) para estrellas T Tauri en las nubes del Toro, NGC 7000 / IC 5070, etc..., y están en contradicción con las clases luminosas II-III reportadas por WSS. Aunque no se descarta la posibilidad de que estos objetos sufran, en parte, de extinción gris en el visual causada por granos de polvo grande en sus envolventes, las luminosidades bolométricas que se encuentran en este trabajo, los índices espectrales en el intervalo $\lambda\lambda \approx 1.6 - 2.2 \mu\text{m}$, y en particular el cociente L_2 / L_v , sugieren la presencia de discos activos de acreción alrededor de estas estrellas. Por otra parte, las DEE a $\lambda \approx 5 \mu\text{m}$ de W217, W184 y W139 también pueden interpretarse mediante la presencia de compañeras infrarrojas para estos objetos. Esto parece ser común en estrellas T Tauri (e.g., Chelli et al., 1988, 1991). Si este es el caso, la luminosidad observada L_2 de los sistemas dobles debe ser mayor a la luminosidad de las componentes "ópticas" solas, lo cual apoya la conclusión mencionada antes.

V.C. - ESTRELLAS SUBLUMINOSAS ADICIONALES (ESA).

En esta sección estudiaremos un grupo de estrellas en NGC 2264 que, aún cuando no se encuentran por debajo de la secuencia principal en el diagrama color - magnitud del cúmulo, aparentemente son subluminosas cuando se les compara con otras estrellas asociadas al cúmulo del mismo color y que por su posición en el diagrama HR ó color - magnitud podemos suponer que son estrellas jóvenes en su trayectoria hacia la secuencia principal (círculos vacíos en la Fig. 4.1). Ejemplos de éstas son: W165, W104, W151, V18, W164, V116 y W110. De hecho, V116 se localiza por debajo de la secuencia principal en el diagrama (B-V, V) de Strom et al. (1972a) (ver Fig. 1.3). Estos autores (ver también WSS) han sugerido que este fenómeno pudiera ser debido a la extinción (gris) de la luz estelar visible por las envolventes de estos objetos, y/ó bien, al menos en algunos casos, al hecho simple de que estas estrellas son más evolucionadas y, en consecuencia, están más cerca de alcanzar su fase evolutiva en la secuencia principal. Con el objeto de discernir sobre su naturaleza evolutiva entre estas y otras posibilidades, en particular, el que la extinción gris en una envolvente circunestelar pueda ser responsable de su subluminosidad aparente en el diagrama color-magnitud, se decidió reexaminar este punto. Nos referiremos a estos objetos como estrellas subluminosas adicionales (ESA) para distinguirlas de las EBSP ó las GRS.

V.C.1.- Parámetros Físicos.

En la Tabla 5.3 se dan los resultados obtenidos de nuestra fotometría y de la búsqueda en la literatura para las estrellas subluminosas adicionales, donde las columnas tienen el mismo significado que para el caso de las estrellas bajo secuencia principal contemplado en la Tabla 5.1. Estimamos que las incertidumbres en L_1 son \approx del 20% para todas las ESA. Asimismo, los errores en L_2 son \approx del 25% en los casos de W110, W104, W151, V18 y V116, y \approx del 35% para W164 y W165. De la Tabla 5.3 se puede apreciar que $L_1 \leq L_2$ para W104, W151, V18 y W164, lo cual sugiere que estos objetos no tienen excesos importantes en la banda K, ésto es, su luminosidad no está afectada significativamente por la contribución de una envolvente circunestelar. En los casos de V116 y W110 $L_1 > L_2$, por lo tanto la emisión a $\lambda \approx 2.2 \mu\text{m}$ es

Tabla 5.3.- Estrellas Subluminosas Adicionales (ESA)

Est.	TE ^(a) (adop)	V	K	V _K	L ₁ (L ₀)	L ₂ (L ₀)	λ _{max} (μm)	Notas
W165	A4V	11.010	9.42	9.70	91	492 ^(b)	18 ^(b)	c, d, e
W104	A6V	11.480	10.97	11.37	19	25	3.8	d
W151	G0V	12.602	11.36 ^(g)	12.58	6.5	8.5 ^(g)	3.5 ^(g)	e
V18	F3V	13.077	11.87	12.83	4.9	6.1	3.8	
W164	G2IV	13.330	10.84	12.57	7.0	8.7 ^(h)	4.7	V360Mon, LHa53, c, e, i
V116	G1IV	14.378	11.74	13.42	3.1	2.2	3.8	e
W110	K3V	14.585	9.62	12.12	13.4	8.5	3.8	LHa33, d, e, f

(a) TE(adoptado) de la Tabla 3.1.

(b) Las magnitudes en 10, 11 y 18 μm (Cohen, 1973) se incluyeron en el cálculo de L₂.

(c) Hα en emisión (Young, 1978).

(d) Hβ en emisión (Capítulo VII).

(e) Exceso en el IR cercano (Capítulo VII).

(f) Exceso en el UV (Capítulo VII).

(g) Datos JHKL de Warner et al. (1977).

(h) Tomando en cuenta el límite inferior en 10 μm (Cohen, 1974) la luminosidad de la estrella es L ≤ 16 L₀.

(i) Estrella con líneas en emisión (Cohen y Kuhl, 1979).

importante en estos objetos, reflejando la presencia de una envolvente circunestelar relativamente cercana al objeto central. En el caso de W165, por otra parte, $L_1 \ll L_2$ lo cual sugiere que este objeto tiene una distribución de energía espectral que crece a longitudes de onda mayores que $2.2 \mu\text{m}$. De hecho, se tienen observaciones de esta estrella a $\lambda \geq 10 \mu\text{m}$ (ver Tabla 5.3), ésto es, tiene una envolvente/disco de polvo extendida.

V.C.2.- Diagramas Color - Color.

Hemos graficado este grupo de estrellas como círculos abiertos en los diagramas (H-K, J-H) y (K-L', H-K) (Figs. 4.3 y 4.4). Se puede ver en la Figura 4.3 que W165 y W110 presentan un exceso importante de emisión en K con respecto a J y H, mientras que en los casos de V116 y W164 éste es pequeño. Por otra parte, V18 y W104 tienen posiciones normales en este diagrama, lo cual indica la ausencia de envolventes circunestelares, apoyando lo que se mencionó antes. La posición de W151 en este diagrama indicaría una deficiencia significativa ($\geq 1^m$) en H, ó un exceso de esta misma magnitud en J (como se muestra posteriormente), pero ésto se debe posiblemente a un error en los datos de WSS.

En el diagrama (K-L', H-K) (Fig. 4.4) vemos que W165 y W110 muestran un fuerte exceso en L', en apoyo a la interpretación de que estas estrellas tienen distribuciones de energía espectral que crecen en el cercano IR. W164 muestra un exceso en L' en dicho diagrama consistente con una envolvente muy fría ($T \approx 500 \text{ K}$), sin embargo, hay que tomar en cuenta que nuestras observaciones de esta estrella en esta banda son inciertas. W104 y W151 también tienen indicaciones de un exceso en L', pero las observaciones de estos objetos asimismo son inciertas. En efecto, en este trabajo se observó a W104 sólo una vez, con $\sigma_L \approx 0^m3$. WSS reportan $\sigma(K-L) \approx 0^m5$ para la misma. Por otra parte, V18 y V116 no muestran excesos en L'.

V.C.3.- Distribuciones de Energía Espectral.

En la Figura 5.5 se muestran las curvas de distribución de energía espectral para las ESA como líneas sólidas. De manera similar a las EBSF y las GRS (Sec. A y B de este capítulo), hemos graficado también como líneas quebradas las distribuciones de energía espectral de las fotosferas correspondientes al tipo espectral adoptado para cada objeto, ajustadas al mismo flujo en la banda y. Al pie de la figura se muestran las barras de error típicas de nuestras observaciones en cada banda (ver también Cap. II).

En particular destacan las incertidumbres en nuestras observaciones en L' y M para W164, así como barras de error y límites superiores de las observaciones a $\lambda \geq 8 \mu\text{m}$ para W164 y W165 de Cohen (1973, 1974). De la Figura 5.4 puede verse que: i) W165 (y posiblemente W164) tiene un gran exceso en el infrarrojo que se extiende hasta $\lambda \approx 20 \mu\text{m}$, indicando la presencia de una envoltente de polvo fría alrededor de esta estrella; la luminosidad en el infrarrojo de este objeto es muy superior a su luminosidad en el óptico; ii) W110 tiene también un exceso de emisión importante hasta $\lambda \approx 3.8 \mu\text{m}$; iii) V116 muestra excesos en el intervalo $\lambda \approx 1 - 3.8 \mu\text{m}$ moderados; iv) W151 posee excesos de emisión en las bandas J y L, aunque los flujos en las bandas H y K son consistentes con los de la fotosfera estelar; y v) las curvas de distribución de energía espectral en los casos de W104 y V18 son muy similares a las de las fotosferas que fueron adoptadas para estas estrellas. Asimismo, se puede apreciar que, a diferencia de algunas EBSP y GRS, ninguna de las ESA posee excesos importantes en el UV, lo cual implica que, en caso de poseer discos, lo más probable es que éstos sean pasivos.

Los índices espectrales de las distribuciones de energía espectral (DEE) en el infrarrojo de las ESA son:

(i) a ≈ -0.6 para W110 en el intervalo $\lambda \approx 1.65 - 3.8 \mu\text{m}$. La DEE de esta estrella es de clase II en el esquema de Lada (1987), y similar a la de las estrellas T Tauri (e.g. Rydgren y Zak, 1987).

(ii) a ≈ -0.9 en el caso de W165 en el intervalo $\lambda \approx 1.25 - 3.8 \mu\text{m}$, lo cual indica una DEE de clase II. El rápido aumento de la DEE a $\lambda \geq 5 \mu\text{m}$ podría revelar la presencia de una compañera infrarroja luminosa. Es necesario observar a este objeto en el intervalo espectral de 5 a $20 \mu\text{m}$ para confirmar dicha posibilidad.

(iii) a ≈ -1.7 en $\lambda \approx 1.65 - 2.2 \mu\text{m}$ para W164, lo cual implica una DEE de clase II. De manera similar al caso de W165, el aumento de la DEE de la estrella para $\lambda \geq 3.8 \mu\text{m}$ puede también indicar la existencia de una compañera infrarroja. Como las observaciones de la estrella en este último intervalo espectral son inciertas, se recomiendan nuevas observaciones para confirmar esta posibilidad.

(iv) a ≈ -3 para V116 en el intervalo $\lambda \approx 2.2 - 3.8 \mu\text{m}$, y para W151 en el intervalo $1.65 - 2.2 \mu\text{m}$. Las DEE de estos objetos serían por lo tanto de clase III. La DEE de V116 es ligeramente más ancha que la de un cuerpo negro, y el índice espectral de la DEE de W151 cambia a -1.6 para λ entre

2.2 y 3.4 μm .

(v) a ≈ -2.7 para $\lambda \approx 1.65 \mu\text{m}$ en los casos de W104 y V18, lo cual indica que sus DEE son muy parecidas a la de un cuerpo negro, de clase III en el esquema de Lada.

En el Capítulo VII se muestra que sólo W110 posee un exceso de emisión en el UV muy moderado, (ver Figura 7.5), lo cual indica que los discos circunestelares de estas estrellas deben considerarse como pasivos, como se mencionó anteriormente. En consecuencia, la luminosidad observada, L_2 , a lo más puede sobreestimar la luminosidad estelar por un factor de ≈ 2 (ver la discusión en la Sección V.A). En efecto, la posición de W110 en el diagrama $[(U-B)_0, (B-V)_0]$ de la Fig. 7.10 sugiere una tasa de acreción de masa del disco a la estrella despreciable. Por lo tanto, sugerimos que la presencia de un exceso UV moderado en W110, de $H\alpha$ y $H\beta$ en emisión en W110 y W165, y de $H\beta$ en emisión en W104 (ver Tabla 5.3), podría ser explicada principalmente en términos de una cromósfera activa como se discutirá en el Capítulo VII.

V.C.4.- Diagrama HR.

En el diagrama HR de la Fig. 5.1 se grafican las ESA como círculos vacíos, en donde se utilizaron las temperaturas efectivas correspondientes al tipo espectral adoptado, así como los valores de L_2 de las Cols. (2) y (7) de la Tabla 5.3.

Las posiciones de W104, V18, V116 (y en menor grado W151) en los diagramas HR de la Fig. 5.1 y color-magnitud de la Fig. 4.1 son similares. Lo anterior sugiere que estas estrellas no poseen envolventes circunestelares importantes, y en consecuencia, se trata de objetos más evolucionados que las estrellas del mismo color (b-y) del cúmulo en el diagrama color - magnitud.

Por otra parte, W165, W164 y W110 son más luminosas en el diagrama HR que en el diagrama color-magnitud. Para W164 se muestra también en el diagrama 5.1 la luminosidad que corresponde al límite superior al flujo en $\lambda = 10 \mu\text{m}$, $L_2 = 16 L_0$ (ver también Tabla 5.4). Como ninguna de estas estrellas está fuertemente velada, sus discos pueden considerarse como pasivos y, por lo tanto, la posición de las mismas en el diagrama color-magnitud puede interpretarse de dos maneras:

- (i) es debida a extinción gris en el óptico en sus envolventes, y/ó,
- (ii) es la esperada para la estrella, dentro de las variaciones normales observadas para otras estrellas. En este caso, la alta luminosidad

bolométrica observada, L_2 , podría ser consecuencia de la emisión extra en el infrarrojo debida a fuentes adicionales a la estrella principal como, por ejemplo, la causada por compañeras infrarrojas ó frías cuya luminosidad bolométrica puede exceder a la de la componente "óptica" (los casos de W164 y W165). Es conveniente mencionar aquí que un disco puramente pasivo y visto de cara no puede reproducir valores de L_{obs}/L_* (ó equivalentemente de L_2/L_v) mayores que 2 (ver Sec. V.A).

Para evaluar estas hipótesis hemos calculado la luminosidad que se infiere de la posición en el diagrama color - magnitud, L_v , y la comparamos con la luminosidad bolométrica observada, L_2 , de manera análoga al análisis para las GRS en la Sección V.B. Se obtiene $L_2/L_v = 15.3, 2.3$ y 6.0 para W165, W164 y W110, respectivamente. Estos cocientes muestran que, en efecto, el flujo en el visible es mucho menor que el flujo en el infrarrojo. El caso más dramático es W165 para la cual $L_2 = 492 L_0$ (vs. $L_v = 32 L_0$), luminosidad típica para estrellas del tipo Ae/Be de Herbig (ver Finkenzeller y Mundt, 1984). Para esta estrella el exceso en el IR se extiende hasta $\lambda \approx 20 \mu m$. Como $L_2/L_v > 2$ para las tres estrellas, y por otra parte sus discos son pasivos aparentemente, entonces los valores altos de L_2/L_v pueden deberse a la presencia de compañeras infrarrojas. En efecto, las DEE de W164 y W165 apoyan esta posibilidad. Desafortunadamente, mediante datos fotométricos solamente no podemos determinar de manera directa si las envolventes de estas estrellas producen extinción gris en el óptico. Para explorar esta última posibilidad se necesitan observaciones espectroscópicas en el visible/UV, como en el caso de W90 y otras estrellas en NGC 2264 (e.g. Sitko et al., 1984), con el fin de estudiar con mayor detalle la extinción debida a sus envolventes. Por otra parte, y de ser ésto posible, es necesario realizar en el IR observaciones interferométricas de motas ó "speckle" de alta resolución espacial para detectar la presencia de posibles compañeras infrarrojas. (e.g., Chelli et al., 1988, 1991)

V.C.5. - Masas y Edades.

De manera similar al caso de las EBSP y GRS, en esta sección determinamos las masas (en masas solares) y edades (en años) de las ESA a partir de su posición en el diagrama HR (Fig. 5.3). Para W165, W164 y W110 se presentan intervalos para los valores de estas cantidades, los cuales

corresponden a los valores de L_2 y de L_v . L_2 nos dá los límites superiores a la masa y los inferiores a la edad de las estrellas, mientras que L_v proporciona los límites inferiores y superiores, respectivamente, de estas cantidades.

(i)	W165	$M \approx 1.5 - 4$	$t \approx 0.3 - 3 \times 10^6$
(ii)	W164	$M \approx 1.5 - 2.25$	$t \approx 2 - 5 \times 10^6$
(iii)	W110	$M \approx 1.25 - 2.25$	$t \approx 0.5 - 5 \times 10^6$
(iv)	W151	$M \approx 1.8$	$t \approx 4 \times 10^6$
(v)	V116	$M \approx 1.25$	$t \approx 10^7$
(vi)	W104	$M \approx 2.25$	$t \approx 3 \times 10^6$
(vii)	V18	$M \approx 1.5$	$t \approx 7 \times 10^6$

V. C. 6. - Conclusiones.

El análisis de esta sección sugiere que las estrellas W104, V18, V116 y W151 son objetos que han alcanzado a disipar en gran medida sus envolventes circunestelares y se encuentran cerca de su fase evolutiva final hacia la secuencia principal.

Por otra parte, la posición de W165, W164 y W110 aparentemente sublumina en el diagrama color-magnitud puede deberse: (i) a la extinción gris de una envolvente circunestelar, y/ó (ii) al hecho de que estas estrellas aparentemente son más evolucionadas que las otras estrellas del mismo color en NGC 2264, y por lo tanto se encuentran próximas a la secuencia principal. Estas aseveraciones se basan en el hecho de que estos objetos no presentan excesos significativos en el UV, y en consecuencia, no poseen discos de acreción activos circunestelares; por lo tanto, las envolventes de las estrellas deben ser de carácter pasivo.

En la primera interpretación, la luminosidad observada no debe contener contribuciones importantes debidas a la presencia del disco ya que éste es pasivo y, por lo tanto, L_2 debe ser una estimación adecuada de la luminosidad estelar. El valor alto del cociente L_2/L_v (> 2) reflejaría el hecho de que la luminosidad en el óptico de estos objetos, L_v , está muy disminuida, ésto es, la envolvente / disco produce extinción cuasi-gris en la radiación estelar en el visible. Si éste es el caso, entonces sugerimos que una fracción apreciable de estrellas en NGC 2264, y muy probablemente en otros cúmulos jóvenes, tienen en sus envolventes partículas de polvo en promedio más grandes las del medio interestelar (ver Sección V.A.8). Aún más, proponemos que estos objetos probablemente están siendo vistos a través

de sus discos pasivos de canto, de tal manera que las estrellas estén siendo "eclipsadas" por los mismos. Esto explica el bajo flujo en el visual que estos objetos presentan. Los discos circunestelares de estas estrellas, por lo tanto, deben estar "ensanchados" como los propuestos por Kenyon y Hartmann (1987).

Con relación a la segunda interpretación, la presencia de compañeras frías "infrarrojas" también podría explicar los valores altos del cociente L_2/L_V (> 2) (ver también Capítulo VII). En este caso L_2 reflejaría la luminosidad del sistema estelar múltiple, mientras que L_V sería principalmente una medida de la luminosidad de la componente "óptica" del sistema.

Mediante el análisis de esta sección no se puede distinguir entre las dos posibilidades mencionadas: la presencia de compañeras infrarrojas, por una parte, ó de discos anchos con partículas grandes que produzcan extinción gris en el visible de la luz estelar. Debido al hecho de que una gran fracción de las estrellas en general forman parte de sistemas múltiples, para discriminar entre estas posibilidades sugerimos hacer observaciones espectrofotométricas en el óptico/UV (e.g. Sitko et al., 1984) así como interferométricas de alta resolución espacial (p. ej. ver Chelli et al., 1988, 1991).

V.D. - GIGANTES ROJAS EN NGC 2264 (GR).

Con propósitos de comparación hemos usado en esta tesis, para el caso de las gigantes rojas normales aparentemente asociadas a NGC 2264 (ver Figura 4.1), los mismos procedimientos que se utilizaron para calcular la luminosidad bolométrica de las GRS (Sección V.B).

V.D.1. - Parámetros Físicos.

Los parámetros físicos de las GR se presentan en la Tabla 5.4, en forma análoga al caso de las GRS. De manera similar al caso de las estrellas aparentemente subluminosas en NGC 2264 (EBSP, GRS y ESA), estimamos que las incertidumbres en L_1 de las GR son \approx del 20%, y en L_2 están entre el 25 y el 30%. De la Tabla 5.4 se puede apreciar que L_1 y L_2 son aproximadamente iguales para este grupo de estrellas, y corresponden efectivamente a objetos de clase de luminosidad II-III situados a la distancia de NGC 2264.

V.D.2. - Diagramas Color - Color. Diagrama HR. Curvas de Distribución de Energía Espectral.

La posición de las GR en los diagramas color-color en el cercano IR (cruces en las Figs. 4.3, 4.4 y 4.5) muestra que no tienen excesos de emisión en estas longitudes de onda, y por lo tanto, que no poseen envolventes circunestelares. Asimismo, en el Capítulo VII se muestra que estas estrellas tampoco tienen excesos en el UV ni evidencia de H β en emisión, lo cual indica que no están veladas. Esto es, las observaciones en el óptico y cercano IR sugieren que las GR tienen fotosferas de estrellas tardías G-K normales sin envolventes circunestelares. Por otra parte, estas estrellas ocupan aproximadamente la misma posición en los diagramas color-magnitud (Fig. 4.1) y HR (Fig. 5.1), en la región correspondiente a estrellas de clase luminosa II-III. Estos resultados nos dan confianza sobre los métodos usados en este trabajo para calcular la luminosidad de las EBSP, GRS y ESA, ya que esperamos que la posición de estrellas sin evidencia de poseer envolventes circunestelares sea aproximadamente la misma en ambos diagramas color - magnitud y HR.

En la Fig. 5.6 presentamos las DEE de las GR (líneas sólidas), junto con las DEE de fotosferas correspondientes al tipo espectral adoptado para

Tabla 5.4. - Gigantes Rojas (GR)

Est.	TE ^(a) (adop)	V	K	V _K	L ₁ (L ₀)	L ₂ (L ₀)	λ_{\max} (μm)	Notas
W177	G1V	9.365	7.94	9.25	142	168	3.8	b, c
W73	G5III	9.379	7.31 ^(d)	9.42	139	169 ^(d)	3.5 ^(d)	e, f
W239	K2III	9.399	6.71 ^(g)	9.30	199	186	4.7	c
W229	K2III	8.531	5.94	8.53	406	409	4.7	b, c, f
W238	K2-3III	9.969	7.29	10.05	108	121	4.7	c
W69	K4IV	8.242	5.00	8.00	742	850	4.7	e, f
W237	K0III	9.456	6.21	8.56	356	459	4.7	

(a) TE(adoptado) de la Tabla 3.1.

(b) No miembro ó posiblemente no miembro de NGC 2264 (Pérez et al. 1989).

(c) Fuera del área central del cúmulo (Walker, 1956).

(d) Datos JHKL de Warner et al. (1977).

(e) Probabilidad de pertenencia al cúmulo $p = 0.0$ (Vasilevskis et al., 1965).

(f) No miembro del cúmulo (Clariá, 1985).

(g) Magnitud K de Warner et al. (1977).

cada GR (líneas quebradas), y ajustadas al mismo flujo en la banda y. Además de las barras de error típicas en nuestras observaciones en cada banda (Cap. II), en la figura se muestran las incertidumbres observacionales en la banda M. Se puede apreciar que, como se mencionó antes, las GR no poseen excesos significativos de emisión en ninguna longitud de onda, con respecto a la emisión de las fotosferas normales.

V.D.3.- Membresía a NGC 2264.

Ahora comentamos sobre la membresía de las GR a NGC 2264.

Varios autores han sugerido que las GR observadas en la dirección de NGC 2264 son estrellas de campo no asociadas físicamente al cúmulo (ver notas en la Tabla 5.4). En un estudio de movimientos propios en NGC 2264, Vasilevskis et al. (1965) encuentran una probabilidad muy baja de pertenencia al cúmulo para W73 y W69. WSS mencionan que W73, W229, W237, W238 y W239 podrían no ser miembros del cúmulo ya que no presentan anomalías espectroscópicas ó fotométricas en el óptico ni en el IR, y por lo tanto, es poco probable que las GR representen objetos en una fase evolutiva pre-secuencia principal extraordinaria. Clariá (1985) concluyó que W69, W73 y W229 no son miembros, W237 y W239 son miembros posibles, y sólo W238 podría ser miembro de NGC 2264, basándose en la comparación entre las clases de luminosidad que se predicen para que las estrellas sean miembros del cúmulo y aquéllas que él deriva usando fotometría DDO. En el mismo trabajo Clariá hace notar el hecho de que la edad (nuclear) asignada al cúmulo de $T_E \approx 5 \times 10^6$ es muy corta y, por lo tanto, las estrellas más masivas no han tenido tiempo suficiente para alcanzar la fase evolutiva de los gigantes. Pérez et al. (1989) han señalado que para determinar con certidumbre la membresía de estrellas a un cúmulo dado es necesario, además de estudios de movimientos propios y velocidades radiales, un análisis cuidadoso de la evidencia fotométrica. Estos autores sugieren que W177, W229 y W46 podrían no ser miembros de NGC 2264 basándose en un estudio fotométrico uvby- β de estrellas en la dirección de este cúmulo. Por otra parte, a partir de la alta densidad aparente de gigantes proyectada en el cielo en la dirección de NGC 2264, comparada con las de otras regiones vecinas, Walker (1956) sugiere que las GR W73, W229, W69, W37 y W237 pueden en efecto ser miembros del cúmulo. En el caso particular de W237, corrigiendo su posición en el diagrama color - magnitud con el valor de enrojecimiento que encuentra (ver

también Tabla 3.1), Walker puede colocar a la estrella sobre la misma secuencia en el diagrama en la que se localizan W73, W229, W69 y W37 (ver Fig. 1.1), lo cual interpreta como evidencia a favor de la membresía de W237 a NGC 2264. Asimismo, las clases de luminosidad II-III espectroscópicas que Walker deriva para estos objetos (Tabla 3.1) son consistentes con su posición en el diagrama (B-V, V) (ver Figs. 1.1 y 4.1). Underhill (1958) obtuvo velocidades radiales para W69, W73, W229 y W237 y concluye que W73 podría ser miembro del cúmulo debido a que su velocidad radial ($v_r = 13 - 15 \text{ km s}^{-1}$) es similar a la velocidad promedio del cúmulo (22 km s^{-1} , Trumpler, 1956, según menciona Walker, 1956; 10 km s^{-1} , Strom et al., 1971). Para los otros objetos de su muestra (W37, W69, W229 y W237) esta autora no deriva conclusión alguna.

A continuación discutiremos los resultados de nuestro estudio.

De nuestras clases luminosas fotométricas para las GR (ver Fig. 3.1b y Tabla 3.1) se puede apreciar que W73 es una estrella gigante, y por lo tanto pudiera ser miembro de NGC 2264. La posición de los otros objetos en el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$) indica que son estrellas de clase de luminosidad IV-V y en consecuencia no deben ser miembros de NGC 2264. Este es en efecto el caso de W177 cuya posición en dicho diagrama indica que se trata de un objeto de secuencia principal. En los casos de W239, W229, W238, W69 y W237 no se puede concluir con certeza lo mismo, ya que el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$) es poco sensible a gravedad para estrellas K-M (ver discusión en Cap. III), de tal forma que los errores fotométricos en c_1 pueden alterar fácilmente en una categoría la clase de luminosidad fotométrica de la estrella. Por otra parte, debido a la ausencia de observaciones en este sistema publicadas en la literatura, no se conoce adecuadamente la posición de estrellas más luminosas que las gigantes en dicho diagrama (i.e., estrellas de clases de luminosidad II y I). En efecto, con este propósito seleccionamos estrellas de tipo espectral G-M y clases luminosas II y I del Catálogo de Estrellas Brillantes de Hoffleit y Jaschek (1982) con fotometría uvby en el catálogo de Hauck y Mermilliod (1980). Se escogieron estrellas del Catálogo de Estrellas Brillantes ya que éstas se encuentran relativamente cerca de nuestro sistema solar y están poco afectadas por la extinción interestelar. La muestra es muy pobre, sin embargo algunas de las estrellas K - M I-II caen en la misma región que las estrellas K - M de clase de luminosidad III-V en dicho diagrama, sugiriendo que esta región del diagrama podría ser

bivaluada. En consecuencia, no podemos descartar la posibilidad de que las clases de luminosidad fotométricas para las GR sean incorrectas por este hecho, y que en efecto sean objetos más brillantes que estrellas de clase de luminosidad V-III.

Por otra parte, el hecho de que las luminosidades bolométricas que derivamos aquí para las GR a la distancia del cúmulo correspondan a clase de luminosidad II-III no implica necesariamente que estos objetos sean en efecto estrellas gigantes. Esto puede ser el resultado (artificial) de adoptar la distancia a NGC 2264 para las estrellas que aquí señalamos como GR. Sin embargo, el enrojecimiento de estas estrellas sugiere que se encuentran a la distancia (ó enfrente) del cúmulo.

En el caso de que algunas GR perteneciesen a NGC 2264, ésto implicaría que la formación estelar en el cúmulo se ha venido dando en una escala de tiempo $T_E \approx 10^8$ años. Por ejemplo, de las trazas evolutivas en el diagrama HR dadas por Cox y Giuli (1984), deducimos que una estrella de $5M_{\odot}$ puede alcanzar la rama asintótica de las gigantes rojas en una escala de tiempo de $\approx 7-8 \times 10^7$ años. Por cierto, esta escala de tiempo es consistente con la edad $T_E \approx 6.5 \times 10^7$ que Iben y Talbot (1966) derivan para la formación de las primeras estrellas en el cúmulo, comparando las posiciones de las estrellas de NGC 2264 en el diagrama HR con trayectorias evolutivas teóricas. Asimismo, Adams et al. (1983) determinan que la formación estelar en el cúmulo se ha dado en una escala de tiempo mayor que 10^7 años, a partir de la dispersión de las posiciones de las estrellas en el diagrama HR.

En la Figura 5.7 se reproduce el diagrama HR para las GR, en el cual hemos superpuesto las trayectorias evolutivas post - secuencia principal de Cox y Giuli (1984) para estrellas de 3 y $5M_{\odot}$. Los tiempos evolutivos (en años) correspondientes a los puntos sobre las trayectorias están dados en la Tabla 5.5. Los valores entre paréntesis en las Columnas (2) y (3) de la tabla indican el exponente de 10. Se encuentra que W69, W237 y W229 se localizan sobre ó cerca de la trayectoria evolutiva correspondiente a $5M_{\odot}$, sugiriendo edades evolutivas $t \approx 7 \times 10^7$ años, las cuales son consistentes con las estimaciones de Iben y Talbot (1966) para la edad del cúmulo. De ser correcto, ésto implicaría que estas estrellas podrían ser las representantes de una primera generación de estrellas en NGC 2264. Por otra parte, las edades evolutivas que se derivan para W73, W177, W238 y W239 son $t \approx 2 \times 10^8$ años, lo que aparentemente las descarta como miembros de una generación

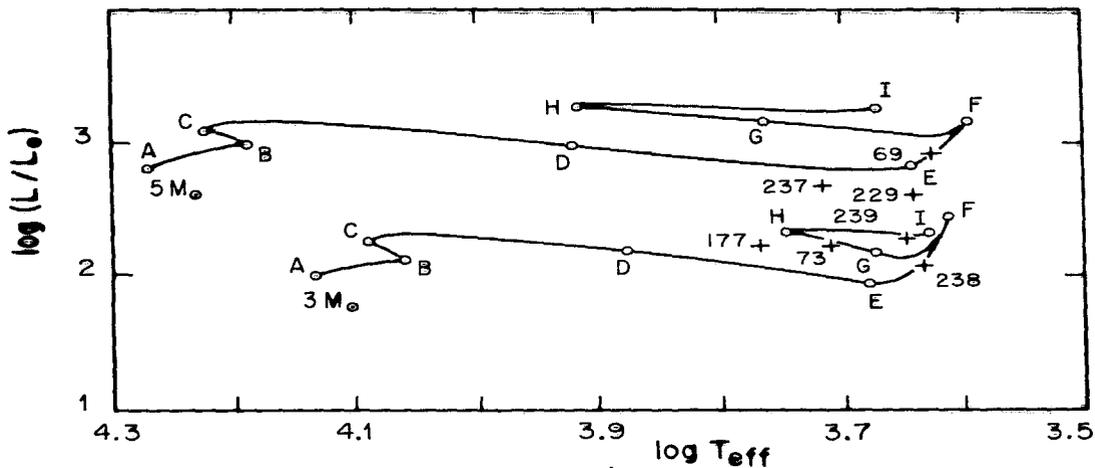


Figura 5.7.- Diagrama HR para las estrellas gigantes rojas. Se muestran las trayectorias evolutivas post - secuencia principal de Cox y Giuli (1984) para estrellas de 3 y 5 M_{\odot} . Los tiempos evolutivos correspondientes a los puntos marcados sobre las trayectorias están dados en la Tabla 5.5.

primaria de estrellas en NGC 2264. Por último, se debe señalar que tanto Iben y Talbot como Adams et al. (1983) encuentran que la formación estelar en el cúmulo ha sido secuencial con respecto a la masa de las estrellas formadas, siendo las de baja masa las que se formaron primero, y que las estrellas con masa entre 3 y 5 M_{\odot} empezaron a formarse hace apenas $\approx 1.4 \times 10^6$ años.

V.D.4. - Conclusiones.

Del estudio en esta sección se concluye que:

(i) W177 no es miembro de NGC 2264. Las clases de luminosidad de esta estrella determinadas fotométricamente en este trabajo y espectroscópicamente por Pérez et al. (1989) (ver Tabla 3.1), indican que W177 es un objeto de secuencia principal, en contradicción con su posición en el diagrama color - magnitud del cúmulo (Fig. 4.1), y por lo tanto, no pertenece a NGC 2264.

(ii) Aunque W73, W239 y W238 son de clase de luminosidad III (Tabla

Tabla 5.5

	3 M_{\odot}	5 M_{\odot}
A	2.510 (6)	5.760 (5)
B	2.273 (8)	6.549 (7)
C	2.394 (8)	6.823 (7)
D	2.478 (8)	7.019 (7)
E	2.488 (8)	7.035 (7)
F	2.531 (8)	7.084 (7)
G	2.887 (8)	7.844 (7)
H	3.095 (8)	8.524 (7)
I	3.262 (8)	8.782 (7)

3.1), se localizan sobre ó cerca de la trayectoria evolutiva post - secuencia principal para estrellas de tres masas solares en el diagrama HR (Fig. 5.7). Esto sugiere edades evolutivas $t \approx 2 \times 10^8$ años para estas estrellas, las cuales son considerablemente mayores que la edad asignada al

cúmulo por Iben y Talbot (1966) $t \approx 7 - 8 \times 10^7$ años. En consecuencia, sugerimos que estas estrellas no sean consideradas como miembros de NGC 2264.

(iii) Las clases luminosas espectroscópicas asignadas por Walker (1956) para W69, W237 y W229 (II-III) (Tabla 3.1) corresponden efectivamente a la posición de estos objetos en el diagrama color - magnitud (Fig. 4.1). Según su posición en el diagrama HR (Fig. 5.7) estas estrellas tienen masas $\approx 5 M_{\odot}$ y edades $\approx 7 \times 10^7$ años, lo cual es consistente con la edad del cúmulo obtenida por Iben y Talbot (1966). Por lo tanto, sugerimos que estas estrellas podrían ser representantes de una primera generación estelar en NGC 2264.

Debido a que existen argumentos válidos e importantes a favor y en contra de la membresía de las GR al cúmulo, creemos que la respuesta definitiva a este punto se dará en base a un análisis de movimientos propios para todas las GR aparentemente asociadas a NGC 2264, así como en base a un estudio espectroscópico cuidadoso de estos objetos, con el fin de determinar con precisión su clase de luminosidad por una parte, y sus velocidades radiales, por la otra.

CAPITULO VI
LAS ESTRELLAS DEFICIENTES EN EL INFRARROJO (EDIR).

Strom et al. (1972a) y WSS han señalado a un grupo de estrellas en NGC 2264 que caen significativamente por debajo de la relación promedio para estrellas de secuencia principal y/o gigantes en los diagramas (B-V, V-K) y (B-V, V-L) (ver por ejemplo la Fig. 1.4). Estrellas pertenecientes a este grupo particular son W181, W104, W177, V2 y V18. En el caso de W181, la curva de distribución de energía espectral de WSS muestra flujos en el IR cercano muy bajos en relación a los flujos en el visible, si se ajusta la distribución de energía espectral de una estrella estándar del mismo tipo espectral (A0) a sus flujos en las bandas B y V en el óptico (Fig. 1.5). La deficiencia en el IR es $\approx 0^m4$ en la banda H ($\lambda = 1.6\mu\text{m}$) y aumenta a cerca de 1^m2 en la banda L ($\lambda = 3.5\mu\text{m}$). WSS se refieren a los miembros de este grupo como estrellas deficientes en el IR (EDIR), y sugieren como posible explicación a esta anomalía la variabilidad intrínseca de las estrellas, en el sentido de que los datos en el óptico y en el IR se tomaron en épocas muy distintas (más de 10 años de diferencia). De manera adicional, WSS mencionan el hecho de que dos estrellas, W83 y W187, muestran un índice (K-L) significativamente azul, aún cuando el resto de sus colores son normales ("azulamiento" en (K-L), ó (K-L) "bluing"). Estos autores han propuesto que el "azulamiento" podría deberse a un comportamiento anómalo en la extinción en dirección de estos objetos. Sin embargo, y en base a sus datos fotométricos, es interesante hacer notar aquí el hecho de que un número considerable de estrellas A-B de la muestra de WSS, además de W83 y W187, parecen tener también colores (K-L) muy azules (ver su Tabla 1), sin que estos autores se percataran de ello ó hicieran algún hincapié al respecto.

VI.A.- Deficiencia en la Banda L con respecto a las Bandas H y K.

Por lo tanto, como una primera prueba de la sugerencia de WSS, hemos construido con los datos de estos autores para las estrellas que muestran "azulamiento" los diagramas color - color infrarrojos (H-K, J-H) y (K-L, H-K). Debido a que los datos en el infrarrojo fueron tomados en la misma época, la variabilidad intrínseca de las estrellas no debe afectar, al menos en una primera aproximación, sus posiciones en los diagramas. En las Figuras 4.7 y 4.8 se muestran estos diagramas, respectivamente, en donde las

observaciones de WSS están indicadas con círculos llenos (ver Capítulo IV). Es aparente de la gráfica (K-L, H-K) (Fig. 4.8) que estas estrellas muestran colores (K-L) muy azules para sus tipos espectrales según los datos de WSS, aún tomando en cuenta sus incertidumbres observacionales. En efecto, todas ellas caen significativamente a la izquierda de las relaciones para estrellas de secuencia principal y/o gigantes, sugiriendo que estos objetos tienen una deficiencia en la banda L en comparación con los flujos en H y K. También hemos incluido nuestras propias observaciones en el diagrama (K-L, H-K) para el mismo conjunto de estrellas (ver círculos vacíos en la Fig. 4.8). Inmediatamente resalta el hecho de que nuestras observaciones difieren sistemáticamente de las de WSS: el centroide de nuestros datos se localiza $\approx 1^m$ hacia el rojo en (K-L) del centroide de los datos de WSS. Aún cuando nuestras incertidumbres de una sola medición ó estrella son grandes (las barras de error en la figura), el error del centroide es mucho menor ($\approx n^{-1/2}$, donde n es el número de estrellas). Por lo tanto nuestras observaciones no confirman la deficiencia en flujo en L aparente en los datos de WSS. Por otra parte, no parecen existir diferencias sistemáticas apreciables entre las observaciones de WSS (círculos llenos) y las nuestras (círculos vacíos) para los objetos con "azulamiento" en el diagrama (H-K, J-H) (c.f. Fig. 4.7). En consecuencia, sugerimos que la discrepancia en el diagrama (K-L, H-K) proviene de las observaciones en la banda L.

En las Figuras 6.1, 6.2, 6.3 y 6.4 hemos graficado nuestras observaciones en J, H, K y L contra los datos de WSS en cada una de estas bandas, respectivamente, para todas las estrellas en común. Las estrellas que poseen deficiencias en los flujos en el infrarrojo, según los datos de WSS, se representan con cuadrados llenos. Se puede apreciar que los datos de WSS y los nuestros en las bandas J, H y K son, en promedio, muy similares. Las estrellas en común, incluyendo a las EDIR, se encuentran muy cerca de la recta de pendiente unidad que pasa por el origen. Por otra parte, hay una discrepancia notable en las observaciones en L para estrellas en común con L $> 9^m$, la mayoría de las cuales son EDIR. Excluyendo a las estrellas W90, W188 y W110, las cuales son probablemente variables en el IR (Cap. II), se obtienen las siguientes relaciones (lineales) y coeficientes de correlación para cada banda:

$$\begin{array}{ll}
 J_{WSS} = 0.986 J_{SPM} + 0.003 & r = 0.995 \\
 H_{WSS} = 1.000 H_{SPM} - 0.047 & r = 0.995 \\
 K_{WSS} = 1.002 K_{SPM} - 0.025 & r = 0.995
 \end{array}$$

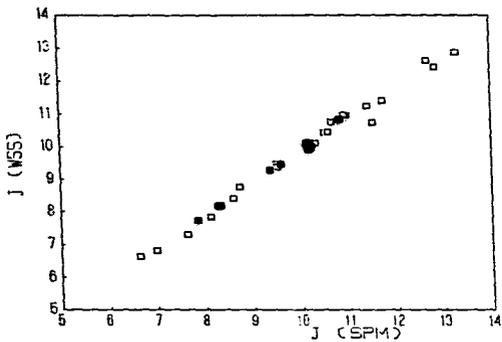


Figura 6.1.-Diagrama J(WSS) vs. J(SPM)
Los cuadrados llenos representan a las EDIR.

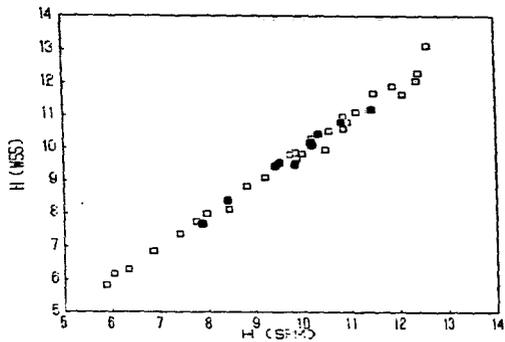


Figura 6.2.-Diagrama H(WSS) vs. H(SPM)
Los cuadrados llenos representan a las EDIR.

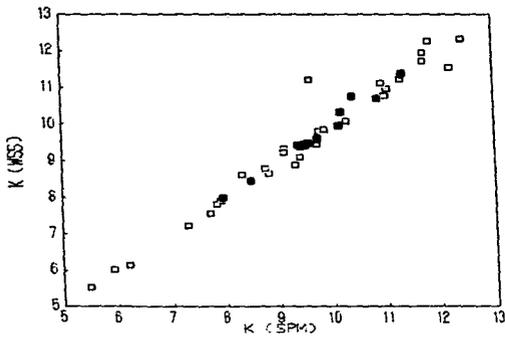


Figura 6.3.-Diagrama K(WSS) vs. K(SPM)
Los cuadrados llenos representan a las EDIR.

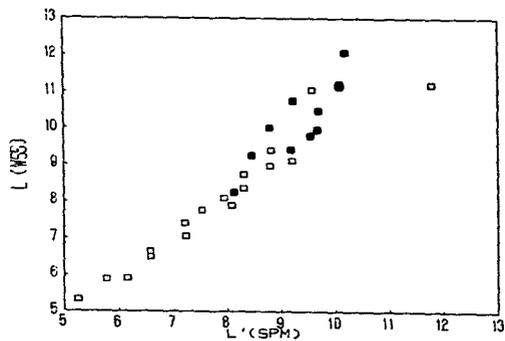


Figura 6.4.-Diagrama L(WSS) vs. L(SPM)
Los cuadrados llenos representan a las EDIR.

$$L_{WSS} = 1.165 L'_{SPM} - 0.982 \quad r = 0.953$$

Si se omiten las EDIR en la relación para L se encuentra:

$$L_{WSS} = 1.028 L'_{SPM} - 0.097 \quad r = 0.966,$$

ésto es, la relación mejora significativamente, lo cual confirma la existencia de un problema en las observaciones en L mencionada antes.

Como nuestra banda L' tiene una longitud de onda efectiva $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$ (Roth et al., 1984) y la banda L de WSS tiene $\lambda = 3.5 \mu\text{m}$, se decidió cuantificar por este efecto sistemático la desviación en el índice (K-L) en nuestros resultados. Con este propósito se comparó, para estrellas en común, la fotometría IR de las estrellas estándares de San Pedro Mártir (una versión revisada de la de Tapia et al., 1986) con la fotometría de otros observatorios: el Instituto de Tecnología de California (CIT, Elias et al., 1982), el Observatorio Europeo Austral (ESO, Engels et al., 1981), el Observatorio Astronómico de Sudáfrica (SAAO, Glass, 1974) y el Observatorio Astronómico Anglo-australiano (AAO, Allen y Cragg, 1983). No se encontraron diferencias significativas entre nuestra fotometría y la de estos observatorios: $\delta(K-L) = \langle(K-L)(\text{otros}) - (K-L)(\text{nosotros}) \rangle \leq 0.01$, donde $\langle \rangle$ indica el promedio para las estándares en común. Por lo tanto, concluimos que la deficiencia en L en los datos de WSS no se confirma según nuestras observaciones, y se sugiere que el fenómeno "bluing" encontrado en varias estrellas de la muestra de WSS se debe posiblemente a un problema de calibración en la banda L de estos autores.

VI.B. - Deficiencia en el Infrarrojo con respecto al Óptico.

Por otra parte, hemos estudiado el problema de la deficiencia del flujo estelar en la banda K, con respecto al flujo en la banda V, para el grupo de estrellas reportado por Strom et al. (1972a) y por WSS, y que según estos últimos podría deberse a que las observaciones en el óptico y en el IR que ellos usaron no fueron tomadas en la misma época. Es preciso enfatizar el hecho de que nuestras observaciones no tienen este problema, ya que las observaciones en las dos regiones espectrales se hicieron casi simultáneamente (ver Capítulo II). En la Figura 4.6, diagrama (b-y, V-K), mostramos nuestras observaciones para estas estrellas. Se puede apreciar en esta figura que, dentro de los errores esperados en (V-K), la posición de las estrellas es consistente con su tipo espectral (ver Tabla 3.1), si se toma en cuenta el enrojecimiento promedio al cúmulo E(b-y) ≈ 0.05 (Capítulo IV). En consecuencia, nuestros datos tampoco confirman la deficiencia en K

con relación al flujo en V.

Con el objeto de investigar en más detalle este punto, hemos graficado las curvas de distribución de energía espectral derivadas de nuestra fotometría para las estrellas deficientes en el IR (Figs. 6.5 y 6.6). Se usaron los valores promedio de nuestras observaciones de las Tablas 2.2 y 2.4. Las curvas se ajustaron de tal manera que el flujo en V sea el mismo para todas las estrellas incluidas en cada figura. Con propósitos de comparación también mostramos en las figuras las distribuciones de energía de los modelos de atmósferas estelares de Kurucz (1979) para $\log g = 4.0$ y $T_{\text{eff}} = 22500, 12500, 8000, 6500$ y 5500 . Asimismo, se incluye la distribución de energía absoluta de una estrella AOV combinando los datos en el óptico de Lamla (1982) y en el IR de Neri (1984). Se puede apreciar en las Figuras 6.5 y 6.6 que no hay evidencia de deficiencia en los flujos infrarrojos de estos objetos, en contradicción con los resultados previos de WSS. Por el contrario, nuestros datos sugieren excesos infrarrojos en L' para la mayoría de las estrellas. Más aún, las observaciones de este trabajo sugieren que W83 y W187 pueden tener excesos en M.

VI.C. - Conclusiones.

En conclusión, las observaciones cuasi-simultáneas en el óptico y cercano IR reportadas en esta tesis no confirman la deficiencia en el IR con respecto al visual, ni tampoco la deficiencia en L con respecto a los flujos en longitudes de onda menores, para ninguna de las estrellas estudiadas. Por el contrario, se encuentran pequeños excesos en el IR para la mayoría de estos objetos. Creemos que la deficiencia en el IR encontrada por WSS se debe probablemente a un problema de calibración de su filtro L y que, en consecuencia, las EDIR deben ser descartadas como tales.

Las distribuciones de energía espectral de estas estrellas son consistentes con las de fotosferas de estrellas normales, sin excesos de emisión apreciables ni en el UV ni en el IR (Figs. 4.5, 4.6; ver también Cap. VII). Asimismo, a excepción de W104 las estrellas no muestran exceso en el índice β (Cap. VII). Esto sugiere que las envolventes / discos circunestelares ya se han disipado prácticamente; por lo tanto, las estrellas están en ó cerca de la etapa evolutiva en la secuencia principal. En efecto, W212, W83, W109, W187, W181, W157, W132 y W112 se sitúan sobre ésta en el diagrama color - magnitud; mientras que W222, V20, V1, V2, V18 y W104 están cerca pero arriba de la misma (Fig. 4.1) (de hecho, W104 y V18

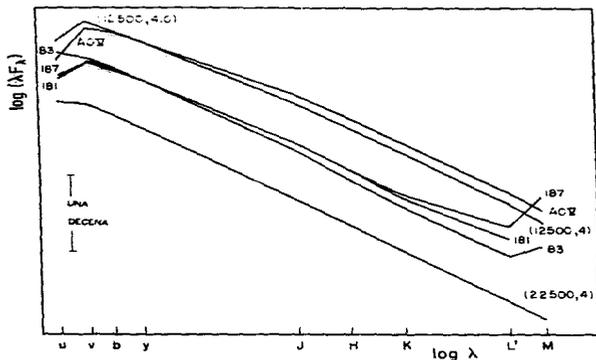


Figura 6.5.- Curvas de distribución de energía espectral para las estrellas deficientes en flujo en el infrarrojo W83, W187 y W181, ajustadas al mismo flujo en la banda y. Se muestran asimismo las distribuciones para una estrella AOV, y para los modelos de atmósferas de Kurucz (1979) con $(T_{\text{eff}}, \log g) = (12500, 4)$ y $(22500, 4)$, desplazadas arbitrariamente en el eje vertical.

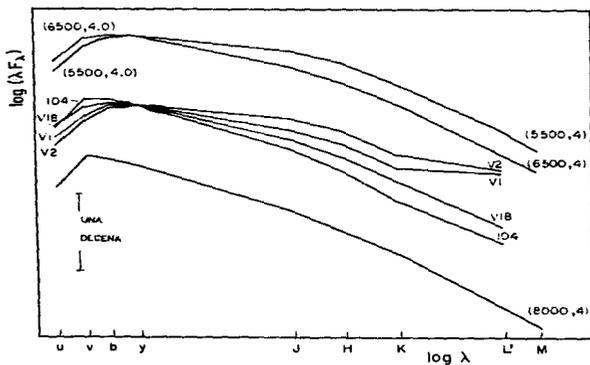


Figura 6.6.- Curvas de distribución de energía espectral para las estrellas deficientes en flujo en el infrarrojo V1, V2, V18 y W104, ajustadas al mismo flujo en la banda y. Se muestran asimismo las distribuciones para los modelos de atmósferas de Kurucz (1979) con $(T_{\text{eff}}, \log g) = (5500, 4)$, $(6500, 4)$ y $(8000, 4)$, desplazadas arbitrariamente en el eje vertical.

fueron estudiadas en la Sección V.C). Finalmente, W177 es un objeto de secuencia principal que no pertenece a NGC 2264 (Sección V.D).

CAPITULO VII

EL VELADO EN LAS ESTRELLAS PECULIARES DE NGC 2264.

En el Capítulo III se mencionó a un grupo de estrellas que se sitúan fuera de los dominios de las mallas teóricas y/ó empírica en los diagramas $[m_1]-[c_1]$ (véanse las Figs. 3.1 a, b). Miembros de este grupo son las estrellas W77, W79, W189, W184, W217, W161, W90, W126, W166 y W110. Estas estrellas presentan valores de c_1 y/ó m_1 muy azules ó numéricamente pequeños para sus tipos espectrales. Este fenómeno es consecuencia de una emisión en el continuo azul-UV y en líneas que se superponen a la distribución de energía espectral de la fotosfera estelar, supuestamente de origen circumestelar. Este efecto es común en estrellas pre - secuencia principal y se le conoce como "velado espectral" ("blue veiling", e.g. Rydgren et al., 1976; Cohen y Kuhl, 1979). En este capítulo evaluamos la intensidad de este fenómeno mediante el cálculo de los excesos de color en el UV-azul y en el índice β que presentan las estrellas de nuestra muestra, con respecto a los colores de una estrella normal del mismo tipo espectral. Asimismo, también evaluamos los excesos en el IR de estos objetos con el fin de buscar correlaciones entre los excesos a diferentes longitudes de onda que sugieren algunos modelos teóricos del fenómeno. En particular, nos interesa examinar de una manera simple los resultados de nuestras observaciones fotométricas en el visual y en el IR a la luz de los modelos de discos de acreción activos alrededor de estrellas del tipo T Tauri (ver Bertout et al., 1988).

VII.A. - Distribuciones de Energía Espectral de las Estrellas Veladas.

Las distribuciones de energía espectral (DEE) de algunas estrellas veladas fueron presentadas y analizadas anteriormente (Cap. V): W90, W44, W188, W79 y W161 (Fig. 5.2); W184, W139, W217 y W126 (Fig. 5.4); W110 (Fig. 5.5). Con propósitos de completez, en la Fig. 7.1 se presentan las DEE de W166, W189 y W77, corregidas por enrojecimiento interestelar (líneas sólidas). De manera similar a las DEE presentadas anteriormente en este trabajo, en la Fig. 7.1 se incluyen las distribuciones de fotosferas correspondientes al tipo espectral adoptado para la estrella (Tabla 3.1), ajustadas al mismo flujo en la banda y (líneas quebradas). Las barras al pie de la figura muestran las incertidumbres típicas de nuestras observaciones en cada banda (Cap. II). En los casos de W166 y W77 se incluyen además las

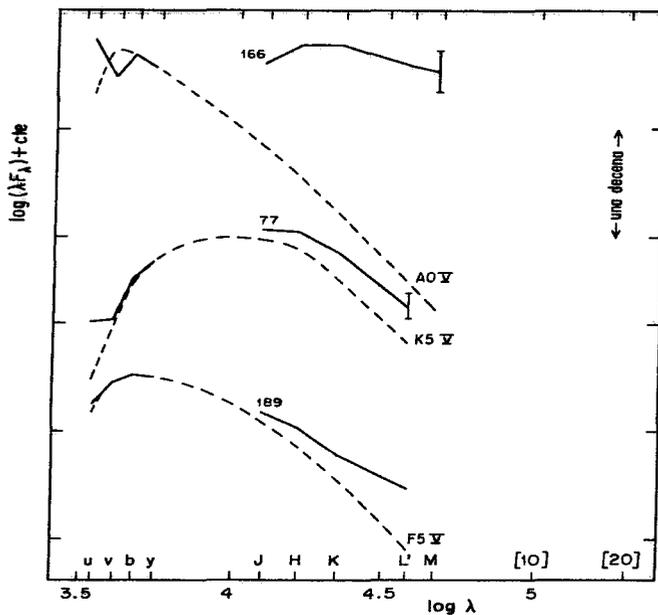


Figura 7.1. - Distribución de Energía Espectral de Estrellas Veladas, que no fueron presentadas en figuras previas: Figs. 5.2, 5.4 y 5.5. La descripción es análoga a la de la Fig. 5.2.

barras de incertidumbre que les corresponden en la banda M, por ser éstas mayores que los valores típicos.

De la Fig. 7.1 se encuentra que los índices espectrales de las DEE son:

(i) a ≈ -0.9 para W166, en el intervalo $\lambda\lambda \approx 2.2 - 4.7 \mu\text{m}$. La DEE de la estrella se clasifica como de clase II en el esquema de Lada (1989). La "deficiencia" en flujo que se observa en la banda "v" puede deberse a que el tipo espectral adoptado para la estrella, y consecuentemente el valor de E(b-y), es incierto (Tabla 3.1; ver adelante).

(ii) a ≈ -1.3 y -2.1 para W189 y W77, respectivamente, en el intervalo $\lambda\lambda \approx 2.2 - 3.8 \mu\text{m}$; por lo tanto las DEE son de clase II y III en el esquema evolutivo de Lada (1987), respectivamente.

Se puede apreciar que las DEE de las estrellas veladas están caracterizadas por excesos de emisión en el UV (i.e., en la banda "u"). Asimismo, nótese que todos estos objetos también muestran excesos en el IR.

El exceso de emisión promedio calculado para las estrellas veladas de nuestra muestra, en el intervalo $\lambda\lambda \approx 1.65 - 3.8 \mu\text{m}$, está descrito por una ley de potencias de la forma:

$$\lambda F_{\lambda} \sim \lambda^{-0.97 \pm 0.25},$$

donde el índice espectral de -0.97 ± 0.25 es consistente con los valores promedio encontrados para estrellas T Tauri por Rydgren y Zak (1987) en el intervalo $\lambda\lambda 3.5 - 20 \mu\text{m}$, a ≈ -0.75 , y por Rucinski (1985) en el intervalo $\lambda\lambda 12 - 100 \mu\text{m}$, a ≈ -1 . Esto implica que la ley de potencias que describe el exceso en el IR disminuye más lentamente que aquélla predicha tanto por un disco delgado puramente reprocesador (e.g. Adams et al., 1988), como por un disco de acreción delgado kepleriano (e.g. Lynden - Bell y Pringle, 1974), dada por la expresión:

$$\lambda F_{\lambda} \sim \lambda^{-4/3}.$$

VII.B. - Cálculo de Excesos de Color.

Se calcularon los excesos de color de las estrellas programa en los índices (u-b), c_1 , m_1 , β , (V-K), (J-K), (K-L') y (K-M) como se explica a continuación. El exceso de color, Δc , en el índice de color c está dado por:

$$\Delta c = c_o - c_{TE} \quad (7.1),$$

donde c_o es el color del objeto observado y corregido por extinción interestelar y c_{TE} es el color intrínseco que corresponde al tipo espectral adoptado para el mismo (ver Tabla 3.1). El color c_o se encuentra de la relación:

$$c_o = c_* - \alpha E(b-y) \quad (7.2),$$

donde c_o es el color observado promedio de la estrella (i.e. de los datos fotométricos de cada estrella dados en las Tablas 2.2 y 2.4), $E(b-y)$ es el valor del enrojecimiento de la estrella: $E(b-y) = (b-y)_* - (b-y)_{TE}$, y α es el cociente de enrojecimientos entre el índice c y $(b-y)$ dado por la ley de extinción adoptada para la región:

$$\alpha = E(c)/E(b-y) \quad (7.3)$$

donde $E(c)$ es el enrojecimiento en el índice c y está dado por la expresión

$$E(c) = c_* - c_o \quad (7.4).$$

En este cálculo se considera a $E(b-y)$ de puro origen interestelar y que, por lo tanto, no está afectado por la extinción / emisión circunestelar (ver discusión adelante).

Los coeficientes de enrojecimiento, α , que se adoptaron fueron: 1.648, 0.20, -0.30, 3.811, 0.730, 0.189 y 0.270 para (u-b), c_1 , m_1 , (V-K), (J-K), (K-L') y (K-M), respectivamente (ver Chavarría et al., 1988; Crawford y Mandwewala, 1976; Koornneef, 1983).

La emisión en el índice β se calculó mediante la relación:

$$\Delta\beta = \beta_* - \beta_{TE} \quad (7.5),$$

donde β_* es el valor observado promedio de la estrella (ver Tabla 2.2) y β_{TE} es el valor correspondiente al tipo espectral adoptado (ver Tabla 3.1). $\Delta\beta$ es una medida de la emisión en la línea H β . Es conveniente hacer notar aquí que el índice β no está afectado por enrojecimiento interestelar (Strömgren, 1966).

Los colores intrínsecos c_{TE} y β_{TE} se tomaron de los modelos de Kurucz (1988) para estrellas correspondientes a la malla temprana y a la malla intermedia en el diagrama [m_1] vs. [c_1] (ver Fig. 3.1 a), y de las calibraciones empíricas para estrellas de secuencia principal de Olsen (1984) y gigantes de este trabajo (Cap. III) para los tipos espectrales G, K y M (ver Fig. 3.1 b). Para el infrarrojo cercano se usaron los colores intrínsecos de Koornneef (1983), complementados con los de Kurucz (1988). Por último, se interpoló linealmente entre modelos y/o clases espectrales y se transformó el tipo espectral adoptado a T_{eff} , log g cuando se consideró necesario.

Los excesos de color resultantes de cada estrella se presentan en la Tabla 7.1; donde se incluye en la Col. (1) el nombre de la estrella, y en las Cols. (2), (3), (4), (5), (6), (7), (8) y (9) los excesos $\Delta\beta$, $\Delta(u-b)$, Δm_1 , Δc_1 , $\Delta(V-K)$, $\Delta(J-K)$, $\Delta(K-L')$ y $\Delta(K-M)$, respectivamente.

Tabla 7.1.- Excesos de Color para las Estrellas Peculiares en NGC 2264.

Est.	$\Delta\beta$	$\Delta(u-b)$	Δm_1	Δc_1	$\Delta(V-K)$	$\Delta(J-K)$	$\Delta(K-L')^{(a)}$	$\Delta(K-M)^{(a)}$
W33	0.034	0.282	0.350	-0.380	0.058	0.073	-0.046	-0.025
W44	---	-1.574 ^(d)	---	---	1.400	0.800	---	---
W44 ^(c)	---	0.016 ^(d)	---	---	3.265	1.287	---	---
W46	-0.022	0.009	0.004	0.007	1.051	0.746	1.109	1.014
W69	0.009	0.042	0.099	-0.145	-0.087	-0.097	-0.235	-0.121
W73	0.016	-0.037	-0.036	0.069	-0.040 ^(e)	-0.100 ^(e)	0.090 ^(e)	---
W77	-0.179	-1.467	-0.158	-1.150	0.405	0.296	0.283	---
W79	---	-3.348	-1.044	-0.631	1.180	0.990	---	---
W79 ^(b)	---	-2.065	-0.591	-0.881	2.540	1.359	---	---
W83	-0.011	-0.029	0.000	-0.022	-0.088	-0.087	0.028	1.062:
W84	-0.054	-0.020	-0.036	0.056	0.878	0.577	0.524:	---
W90	-0.319	-0.614	-0.086	-0.352	2.583	2.051	1.751	2.275
W100	-0.071	0.003	-0.009	0.028	1.361	1.111	1.105	2.158:
W104	-0.103	-0.100	0.008	-0.108	-0.088	-0.108	0.250:	---
W108	-0.036	-0.082	-0.050	0.029	0.830 ^(e)	0.607 ^(e)	0.638 ^(e)	---
W109	0.018	0.010	0.001	0.015	-0.062	-0.049	-0.218:	---
W110	-0.190	-0.195	0.007	-0.208	2.459	0.708	1.249:	---
W112	0.006	0.025	0.002	0.026	-0.041	-0.033	---	---
W126	-0.293	-1.155	-0.359	-0.439	0.481	0.506	---	---
W131	-0.014	0.004	-0.013	0.034	0.023	0.044	-0.049	---
W132	0.027	-0.023	-0.008	0.001	0.174	0.105	0.418:	---
W139	-0.062	-0.234	-0.106	-0.010	1.448	0.819	0.708	2.910:
W151	0.042	0.014	0.020	0.037	-0.050	-0.560	0.520	---
W157	0.000	-0.002	-0.002	0.010	0.033	0.004	0.931:	---
W158	-0.028	0.083	0.034	0.025	0.435	0.471	0.847	0.797
W159	-0.022	-0.014	-0.002	-0.004	0.529	0.312	0.815:	---
W161	-0.120	-2.047	-0.922	-0.198	0.954 ^(g)	0.615 ^(g)	0.528 ^(g)	---
W163	0.013	-0.164	0.042	-0.224	-0.305	0.081	---	---
W164	-0.001	0.064	0.006	0.078	0.697	0.460	1.565:	3.373:
W165	-0.048	-0.026	0.024	-0.068	1.146	1.009	1.072	---

W166	---	-1.549	0.541	-2.583	3.799	1.971	1.299	1.751:
W167	-0.203	-0.029	0.017	0.016	1.080	0.030	---	---
W177	-0.027	0.064	0.027	0.016	-0.010	-0.005	-0.206	---
W178	-0.012	0.022	-0.032	0.091	-0.056	-0.190	-0.118	---
W179	0.015	-0.016	-0.002	-0.005	0.065	0.117	---	---
W181	-0.005	0.014	0.003	0.015	-0.183	-0.086	0.303:	---
W184	0.002	-1.031	-0.291	-0.278	1.140	0.810	1.410	3.430:
W187	0.010	0.000	-0.005	0.014	0.007	0.025	0.571	---
W188	---	---	---	---	0.680	0.330	---	---
W189	-0.064	-0.311	-0.010	-0.282	0.299	0.282	0.855	---
W192	-0.102	-0.017	0.014	-0.039	0.178	0.147	0.904:	---
W193	-0.101	0.040	0.017	0.010	---	---	---	---
W206	0.026	-0.021	-0.017	0.011	0.172	0.003	0.016	---
W212	0.010	0.002	0.003	0.002	0.007	-0.026	-0.087	---
W217	-0.270	-1.532	-0.367	-0.651	1.170	0.810	1.220	3.810:
W222	0.021	-0.052	0.038	-0.123	-0.010	-0.016	0.418	---
W224	0.003	0.077	0.028	0.026	1.306 ^(e)	---	0.022 ^(e)	---
W229	-0.031	-0.069	0.051	-0.080	-0.046	-0.029	0.048	-0.383:
W237	-0.027	0.179	0.167	-0.138	-0.175	-0.076	-0.083	0.704:
W238	-0.014	0.080	0.144	-0.162	-0.229	0.032	-0.047	0.759:
W239	-0.048	-0.134	-0.004	-0.036	0.077 ^(f)	0.196 ^(f)	0.039 ^(f)	0.388:
V1	-0.013	0.010	0.026	-0.022	0.050	0.040	---	---
V2	-0.005	0.026	0.035	-0.013	0.210	0.095	0.084:	---
V18	-0.024	-0.056	-0.002	-0.045	0.052	0.002	0.180:	---
V20	-0.047	0.069	0.015	0.044	-0.017	0.094	0.173:	---
V116	0.023	0.093	0.021	0.055	0.752	0.658	-0.118	---

Notas:

- (a) Los (:) indican valores inciertos.
 (b) Se usó el tipo espectral G7 (Sección V.A.6).
 (c) Se usó el tipo espectral G0 (Sección V.A.6).
 (d) (U-B) de Walker (1956), transformado a (u-b).
 (e) Fotometría JHKL de Warner et al. (1977).
 (f) Magnitud K de Warner et al. (1977).
 (g) Fotometría JHKL de Rydgren y Vrba (1981).

VII.C. - Diagramas de Excesos de Color.

Hemos graficado los excesos de color en las Figuras 7.2 a 7.8 de la siguiente manera: Fig. 7.2, $\Delta(u-b)$ vs. $\Delta\beta$; Fig. 7.3, $\Delta(u-b)$ vs. Δm_1 ; Fig. 7.4, $\Delta(u-b)$ vs. Δc_1 ; Fig. 7.5, $\Delta(u-b)$ vs. $\Delta(V-K)$; Fig. 7.6, $\Delta(u-b)$ vs. $\Delta(J-K)$; Fig. 7.7, $\Delta(u-b)$ vs. $\Delta(K-L')$; y Fig. 7.8, $\Delta(u-b)$ vs. $\Delta(K-M)$. Los posibles errores de los excesos de color encontrados dependen principalmente de la precisión del tipo espectral adoptado para la estrella y de los colores intrínsecos que se adoptan para un tipo espectral dado. La concordancia entre el tipo espectral fotométrico y los tipos espectrales en la literatura para las estrellas problema en general nos da confianza sobre la validez de los tipos espectrales adoptados (ver Tabla 3.1). Como se mencionó en el Cap. III, estimamos que los tipos espectrales adoptados señalados con los números 1, 2, y 3 en la Tabla 3.1, son correctos dentro de una, dos y tres subclases espectrales, respectivamente, mientras que los marcados con el número 4 podrían ser todavía más inciertos. Por otra parte, la incertidumbre en las clases de luminosidad es pequeña para estrellas O - F ($\leq 1/2$ clase), pero puede ser igual ó mayor a una clase para estrellas G-M, debido al hecho de que el sistema de Strömgen no es sensible a luminosidad en estos casos en el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$). De manera similar, los colores intrínsecos uvby- β son muy confiables para estrellas O - F, pero más inciertos para estrellas tardías ya que las calibraciones empíricas que se usaron en este intervalo espectral son preliminares, en particular aquella para estrellas gigantes (ver Cap. III). Por otra parte, los colores intrínsecos en el infrarrojo cercano de Koornneef (1983) y de Kurucz (1988) parecen ser adecuados.

Para las estrellas veladas las incertidumbres en los excesos de color pueden ser todavía mayores, ya que además de lo mencionado antes, el velado es tal que puede afectar la banda b más que a la banda y, haciendo al color (b-y) más azul que el correspondiente a su clase espectral, y simulando en consecuencia a una estrella más temprana. Esto se traduce en un valor $E(b-y)$ más pequeño (en algunos casos se vuelve negativo), subestimando los excesos en el UV y sobreestimando aquéllos en el IR (ver ecuaciones 7.1 y 7.2). Como la extinción interestelar promedio a NGC 2264 es pequeña ($E(b-y) = 0.04$) y como hemos adoptado $E(b-y) = 0$ si $E(b-y) < 0$, esperamos no introducir grandes errores en los excesos de color por este efecto. Es interesante hacer notar aquí que los tipos espectrales fotométricos para varias

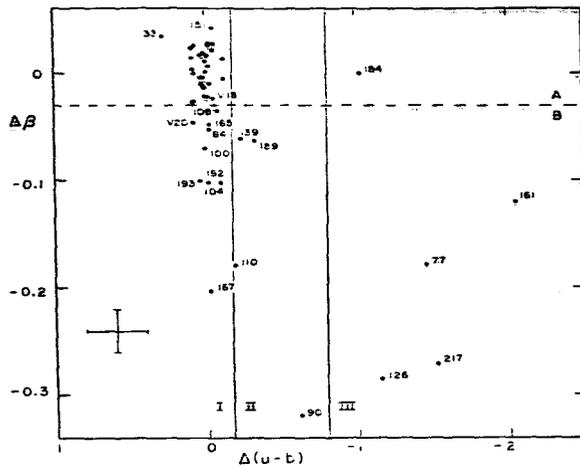


Figura 7.2.- Diagrama de excesos de color $\Delta\beta$ vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las líneas sólidas verticales separan las regiones de estrellas sin velado (I), moderadamente veladas (II) y fuertemente veladas (III). Las líneas quebradas horizontales separan las regiones de estrellas sin exceso en β (A) y con exceso en β (B). Las barras de error corresponden a una incertidumbre de dos subclases espectrales en el tipo espectral para una estrella K5. Ver texto.

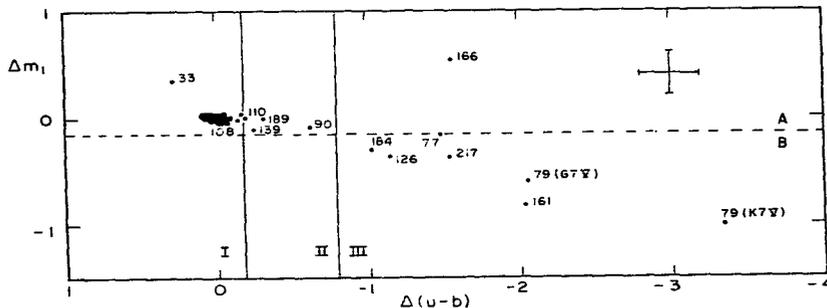


Figura 7.3.- Diagrama de excesos de color Δm_1 vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas sin exceso y con exceso en m_1 , respectivamente. Notar que se han graficado dos posiciones para W79, correspondientes a tipos espectrales G7V y K7V. Ver texto.

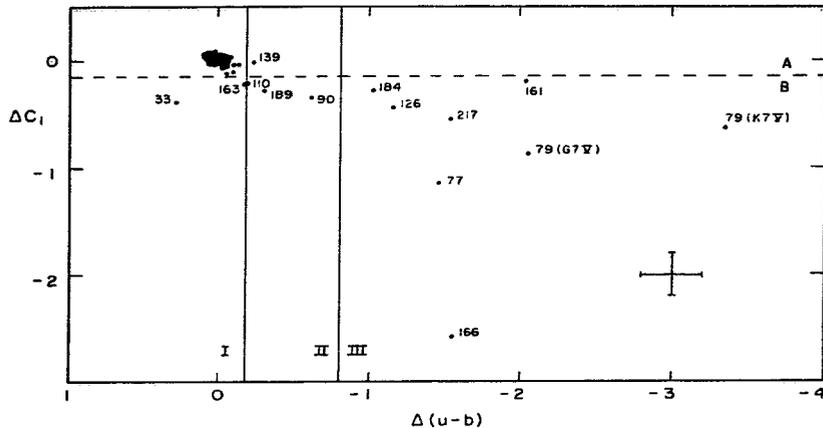


Figura 7.4. - Diagrama de excesos de color ΔC_1 vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas sin exceso y con exceso en C_1 , respectivamente. Notar que se han graficado dos posiciones para W79, correspondientes a tipos espectrales G7V y K7V. Ver texto.

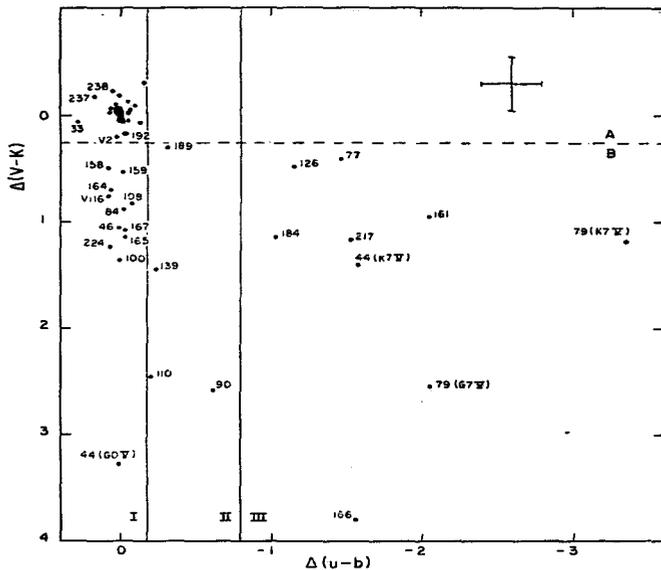


Figura 7.5. - Diagrama de excesos de color $\Delta(V-K)$ vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas con exceso y sin exceso en $(V-K)$, respectivamente. Notar que se incluyen dos posiciones para W79 (correspondientes a tipos espectrales G7V y K7V) y para W44 (correspondientes a tipos espectrales G0V y K7V). Ver texto.

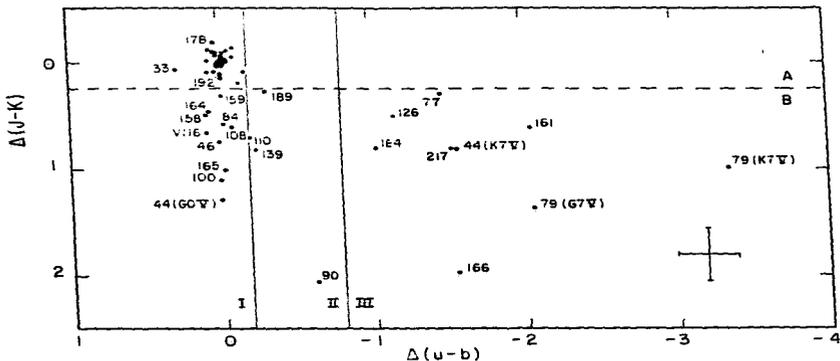


Figura 7.6.- Diagrama de excesos de color $\Delta(J-K)$ vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas sin exceso y con exceso en (J-K). Notar que se incluyen dos posiciones para W79 (correspondientes a tipos espectrales G7V y K7V) y para W44 (correspondientes a tipos espectrales GOV y K7V). Ver texto.

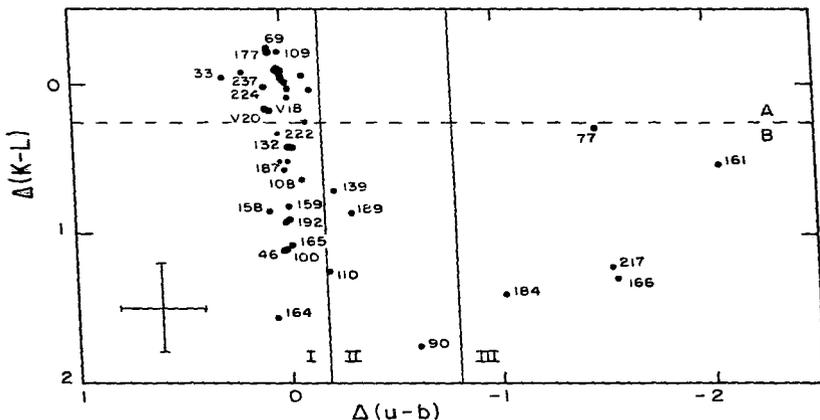


Figura 7.7.- Diagrama de excesos de color $\Delta(K-L)$ vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas sin exceso y con exceso en (K-L'), respectivamente. Ver texto.

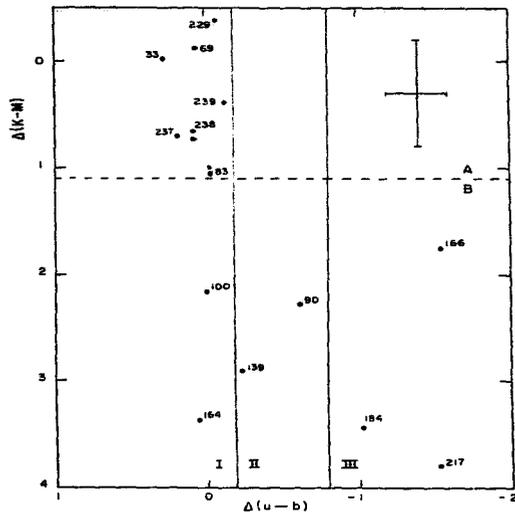


Figura 7.8.- Diagrama de excesos de color $\Delta(K-M)$ vs. $\Delta(u-b)$ para todas las estrellas de la muestra. Las regiones I, II y III corresponden a las ESV, EMV y EFV, respectivamente, y las regiones A y B a estrellas sin exceso y con exceso en (K-M), respectivamente. Algunas estrellas están señaladas por su nombre. Ver texto.

estrellas veladas (W77, W126, W161, W184 y W217) los cuales se derivaron de su color observado (b-y), coinciden dentro de tres subclases espectrales con los tipos espectrales publicados por Cohen y Kuhl (1979), indicando que, en general, este color no se encuentra muy contaminado por ese efecto. Sin embargo, para las estrellas cuyo espectro no muestra líneas en absorción, W44 y W79, el tipo espectral que se obtiene solamente en base al color (b-y) puede ser incorrecto (Sección V.A). Por otra parte, mediante ensayos con tipos espectrales diferentes en una ó dos subclases espectrales y/ó clases de luminosidad a los tipos espectrales fotométrico y de la literatura, se adoptaron aquéllos para los cuales los excesos que se calculan fuesen mínimos (Tabla 3.1). Es reconfortante el hecho de que los excesos mínimos coincidiesen en su mayoría con nuestros tipos espectrales fotométricos.

En la Tabla 7.2 se incluye una estimación de los errores máximos esperados en los excesos de color de las estrellas problema. Estas incertidumbres se infieren de la dispersión de los datos alrededor del origen en las figuras para cada intervalo de tipo espectral y para estrellas que no muestran evidencia de poseer envolventes circunestelares; asimismo, pensamos que toman en cuenta los efectos mencionados en la discusión anterior. Las barras de error en los diagramas de excesos de color (Figs. 7.2 a 7.8) representan las incertidumbres de la Tabla 7.2 correspondientes a las estrellas veladas (i.e. representan, en principio, las incertidumbres más grandes esperadas).

Tabla 7.2.- Incertidumbres Estimadas en los Excesos de Color.

Intervalo Espectral	$\delta(u-b)$ $\delta c_1, \delta m_1$	$\delta\beta$	$\delta(V-K)$ $\delta(J-K)$	$\delta(K-L')$	$\delta(K-M)$
O - F	≤ 0.05	≤ 0.010	≤ 0.20	≤ 0.20	≤ 0.30
G	≤ 0.05	≤ 0.015	≤ 0.20	≤ 0.20	≤ 0.40
K - M	≤ 0.10	≤ 0.020	≤ 0.25	≤ 0.30	≤ 0.50
Estrellas Veladas	≤ 0.20	≤ 0.020	≤ 0.25	≤ 0.30	≤ 0.50

En las Figuras 7.3 y 7.4 puede verse que, excluyendo a W166 y W33 (que discutiremos adelante), los excesos $\Delta(u-b)$, Δm_1 y Δc_1 son más negativos

mientras más "velada" es la estrella. De la Figura 7.2 podemos ver, asimismo, que (la mayoría de) las estrellas con valores negativos de $\Delta(u-b)$ tienen también valores negativos de $\Delta\beta$. La existencia de valores negativos de Δc_1 y/o $\Delta(u-b)$ implican emisión en longitudes de onda menores a la discontinuidad de Balmer ($\lambda = 3646 \text{ \AA}$). Valores negativos de Δm_1 implican principalmente exceso de emisión en la banda v con respecto a la banda b (y en menor medida y); ésto también puede producirse ó interpretarse en términos de emisión fuerte en la línea $H\delta$ ($\lambda = 4102 \text{ \AA}$), ya que ésta cae dentro de la banda v (ver Tabla 2.1). Por otra parte, la emisión en $H\delta$, sin emisión significativa en la discontinuidad de Balmer pueden producir, asimismo, $\Delta c_1 \geq 0$ (ver Pérez et al., 1989). De las Figs. 7.3 y 7.4 se aprecia que el exceso en m_1 es sistemáticamente menor que los excesos en c_1 y/o $(u-b)$, lo cual indica que los excesos de color aumentan (es decir, son más negativos) conforme la longitud de onda disminuye. Esto es, la intensidad del velado aumenta del visual al UV. Este resultado lo predicen cualitativamente los modelos de discos activos de acreción de Bertout et al. (1988), así como los modelos de cromósferas activas para estrellas T - Tauri de Calvet et al. (1984). Por último, $\Delta\beta < 0$ implica exceso de emisión en el índice β y, de su definición (ec. 2.7, Cap. II), es un indicativo de "velado" en la línea $H\beta$ (ésto es, "llenado" ó emisión en la línea). Por lo tanto, en este trabajo escogeremos los valores de $\Delta(u-b)$ y de $\Delta\beta$ como indicadores de la intensidad del velado en el continuo y en líneas, respectivamente.

Por otra parte, en las Figuras 7.5 a 7.8 se puede apreciar una relación cualitativa entre los excesos de color en el infrarrojo cercano $\Delta(J-K)$, $\Delta(K-L')$ y $\Delta(K-M)$, y con el exceso en el IR con respecto al visible, $\Delta(V-K)$, en el sentido de que las estrellas que presentan exceso en alguno de estos colores también presentan excesos en los demás. En consecuencia, aquí adoptaremos el valor de $\Delta(V-K)$ como el indicador de la intensidad del exceso en el IR para las estrellas de nuestra muestra.

Excesos de Color de W166 y W33. - Los excesos de color en m_1 y c_1 para W33 y W166, y en $(u-b)$ para W33, parecen ser anómalos (ver p. ej. Figs. 7.3 y 7.4). Esto puede deberse, en parte, a que los tipos espectrales adoptados para estos objetos son inciertos (Cap. III). Mendoza y Gómez (1980) sugieren que W33 es probablemente una estrella de carbón, debido a que su posición en el diagrama (B-V, V-R) es similar a la de este tipo de estrellas. Si éste es el caso, el bloqueo por líneas metálicas en la región

azul-violeta sería responsable del valor positivo en Δm_1 , así como de los valores negativos en Δc_1 y $\Delta(u-b)$ que este objeto muestra. Por otra parte, la extinción a W166 es muy alta y sus excesos anómalos pudieran ser causados por una corrección inadecuada por este último efecto. Esta estrella muy probablemente es un objeto del tipo Ae/Be de Herbig y está posiblemente asociada con una fuente bipolar de CO (Mendoza et al., 1990b).

VII.D. - Clasificación de Estrellas por Exceso en el Ultravioleta.

Según la intensidad del exceso en el UV podemos clasificar en tres grupos a las estrellas de nuestra muestra: i) estrellas con excesos importantes en el continuo UV ($\Delta(u-b) < -0^m8$), que llamaremos "estrellas fuertemente veladas" (EFV), las cuales ocupan la región III en los diagramas 7.2 a 7.8; ii) estrellas con excesos moderados en el UV ($-0^m8 \leq \Delta(u-b) \leq -0^m18$), que llamaremos "estrellas moderadamente veladas" (EMV), y se localizan en la región II de los diagramas; y iii) estrellas para las cuales los excesos de emisión en el UV son mínimos ($\Delta(u-b) > -0^m18$), ésto es "estrellas sin velado" (ESV), las cuales se sitúan en la región I de los diagramas de excesos de color. A su vez a este grupo se le puede dividir en objetos con excesos en β ($\Delta\beta < -0^m03$) y objetos que no presentan excesos en β ($\Delta\beta \geq -0^m03$) (situados en las regiones A y B, respectivamente, de la Fig. 7.2). Es interesante hacer notar que todas las estrellas que presentan excesos en el UV también poseen excesos en el IR importantes ($\Delta(V-K) > 0^m25$) (i.e. las estrellas en las regiones IIB y IIIB de la Fig. 7.5), mientras que lo contrario no es cierto: en efecto, en nuestra muestra hay varias estrellas que muestran excesos significativos en el IR y que sin embargo no tienen excesos de emisión en el UV. Lo anterior es aparente en la Fig. 7.5, en donde no hay estrellas en las regiones IIA y IIIA.

Hemos calculado los excesos de color promedio para los grupos de estrellas anteriores. Los resultados se muestran en la Tabla 7.3. Se encuentra que las estrellas veladas (EFV y EMV) presentan, además de excesos en el UV, excesos en el IR y en el índice β mayores que los de las estrellas sin velado (ESV), lo cual sugiere un mecanismo común para explicar, al menos en parte, el origen de estos fenómenos, p. ej. un disco de acreción activo (ver p. ej. Bertout et al., 1988; Hartmann, 1990). En este sentido cabe señalar que Cabrit et al. (1990) han encontrado para estrellas T Tauri correlaciones entre los excesos en el IR, por una parte, y la emisión en la

Tabla 7.3.- Excesos de Color Promedio.

Grupo	$\langle \Delta\beta \rangle$	$\langle \Delta(u-b) \rangle$	$\langle \Delta m_1 \rangle$	$\langle \Delta c_1 \rangle$	$\langle \Delta(V-K) \rangle$	$\langle \Delta(J-K) \rangle$	$\langle \Delta(K-L') \rangle$
EFV ⁽¹⁾	-0.172 ^(a)	-1.713 ^(b)	-0.524 ^(c)	-0.558 ^(c)	0.926 ^(c)	0.645 ^(c)	0.948
	± 0.054	± 0.257	± 0.149	± 0.140	± 0.129	± 0.088	± 0.227
N ⁽²⁾	(5)	(8)	(6)	(6)	(8)	(8)	(5)
EMV	-0.159	-0.339	-0.049	-0.213	1.697 ^(d)	0.965 ^(d)	1.016 ^(d)
	± 0.061	± 0.095	± 0.028	± 0.074	± 0.531	± 0.380	± 0.307
N ⁽²⁾	(4)	(4)	(4)	(4)	(4)	(4)	(4)
E β IR ⁽³⁾	-0.082	-0.031	-0.011	0.012	1.059	0.826 ^(e)	0.825
	± 0.031	± 0.014	± 0.014	± 0.021	± 0.096	± 0.137	± 0.149
N ⁽²⁾	(5)	(5)	(5)	(5)	(5)	(4)	(4)
E β ⁽⁴⁾	-0.084	-0.016	0.012	-0.034	0.024	0.044	0.442
	± 0.018	± 0.049	± 0.002	± 0.044	± 0.080	± 0.078	± 0.232
N ⁽²⁾	(3)	(3)	(3)	(3)	(3)	(3)	(3)
EIR ⁽⁵⁾	-0.008	0.052	0.015	0.031	0.795	0.529	1.084 ^(f)
	± 0.008	± 0.018	± 0.006	± 0.012	± 0.134	± 0.172	± 0.174
N ⁽²⁾	(6)	(6)	(6)	(6)	(6)	(5)	(4)

Notas:

- (1) Para W44 y W79 se tomaron los valores correspondientes al tipo espectral K7 (Tabla 7.1) en los promedios de excesos de color.
(2) Número de estrellas usadas para calcular los promedios de los excesos en cada color.
(3) Estrellas con excesos en β y en el IR.
(4) Estrellas con exceso en β solamente.
(5) Estrellas con excesos en el IR solamente.
(a) $\langle \Delta\beta \rangle = -0.216 \pm 0.040$ excluyendo a W184.
(b) $\langle \Delta(u-b) \rangle = -1.479 \pm 0.124$ excluyendo a W79.
(c) Se excluyó a W166.
(d) Excluyendo a W90: $\langle \Delta(V-K) \rangle = 1.402 \pm 0.624$, $\langle \Delta(J-K) \rangle = 0.603 \pm 0.164$ y $\langle \Delta(K-L') \rangle = 0.937 \pm 0.162$.
(e) Se excluyó a W167.
(f) W224 y V116 fueron excluidas.

línea prohibida [OI] λ 6300 y en $H\alpha$, por la otra, lo cual han interpretado como evidencia a favor de que la pérdida de masa de la estrella en forma de vientos preferentemente por los polos está estimulada de alguna forma por la acreción de materia del disco ecuatorial a la estrella. Por otro lado, Hartigan et al. (1990) han encontrado una correlación entre los excesos en el IR y el velado en la región óptica del espectro de estrellas T Tauri, sugiriendo la presencia de discos de acreción en estos objetos.

Sin embargo, existen varias estrellas en nuestra muestra que tienen excesos en el IR y en β importantes, pero sin mostrar evidencia de excesos en el UV; asimismo, se tienen estrellas con excesos en el IR solamente, ó bien en β solamente. Lo anterior implica que en estos casos los mecanismos que producen los excesos en el IR y en β son diferentes, por una parte, y que no se explican dentro del esquema de discos activos, por la otra. Sugerimos que los discos circunestelares de estos objetos deben ser principalmente pasivos y, por lo tanto, el exceso en el IR es debido principalmente a la reemisión de la radiación estelar por el disco (e.g. Adams et al., 1987, 1988) y/o a la presencia de compañeras infrarrojas (e.g. Chelli et al., 1988); y que el exceso en β , por otra parte, está relacionado con la presencia de una cromósfera activa y/o de un viento estelar (e.g. Calvet et al., 1984).

A continuación se discuten en más detalle cada uno de los grupos estelares que hemos identificado.

VII.E.- Estrellas Fuertemente Veladas (EFV).

Estas son W161, W77, W79, W217, W126, W44, W184 y W166. Como se mencionó antes todas ellas tienen también excesos en el IR importantes ($\Delta(V-K) > 0.^m25$). Asimismo, la mayoría (exceptuando a W44 y W79 que no fueron observadas en β , y a W184 la cual no muestra exceso significativo en este índice) también presenta excesos en el índice β ($\Delta\beta < -0.^m03$) (ver Tablas 7.1 y 7.3).

Desde el punto de vista teórico, Bertout et al. (1988) y Basri et al. (1989) han estudiado el papel desempeñado por los discos activos alrededor de estrellas T Tauri, considerados como los causantes de los excesos en el UV y en el IR que (algunos) de estos objetos muestran. Los dos parámetros principales en sus modelos son el ángulo de inclinación del plano del disco con respecto a la línea de la visual, i , y la tasa de acreción de masa del

disco hacia la estrella, M . Para un ángulo de inclinación dado, los excesos en el UV y en el IR serán mayores mientras más grande sea la tasa de acreción de masa (ver Sección V.A). Por otra parte, Calvet et al. (1984) explican los excesos en el UV y en líneas en estrellas T Tauri mediante modelos de atmósferas estelares profundas y activas alrededor de estos objetos. Sin embargo, estos modelos no pueden explicar los excesos en el IR. Por lo tanto, aquí estudiaremos los excesos de color en el UV y en el IR de las EFV en el contexto de los modelos de discos de acreción.

Hemos graficado las EFV en los diagramas $[(U-B)_0, (K-L)_0]$ y $[(U-B)_0, (B-V)_0]$ de Bertout et al. (1988) (Figs. 7.9 y 7.10, respectivamente). En estas figuras se muestran los colores teóricos combinados para sistemas estrella / disco en función de la tasa de acreción de masa para ángulo de inclinación $i = 45^\circ$ fijo. En estos diagramas, las líneas conectan los colores de fotosferas sin disco (G2, M0 y K0 IV) con los colores calculados para sistemas estrella/disco para cinco valores distintos del parámetro M (entre 5×10^{-8} y $5 \times 10^{-7} M_\odot \text{ año}^{-1}$, para incrementos en M igualmente espaciados). Los colores promedio $(u-b)$ y $(b-y)$ desrojados de las estrellas de nuestra muestra se transformaron a los colores $(U-B)$ y $(B-V)$ usando los diagramas $(B-V)$ vs. $(b-y)$ y $(U-B)$ vs. $(u-b)$ de Crawford y Barnes (1970). Se usaron los valores de enrojecimiento $E(b-y)$ dados en la Tabla 3.1 (se adoptó $E(b-y) = 0$ si $E(b-y) < 0$), así como los cocientes de enrojecimiento que se mencionaron al principio de este capítulo. Además, se añadieron a los diagramas las posiciones de fotosferas de tipos espectrales A0, F0 y G0 y luminosidad IV, según los colores intrínsecos de FitzGerald (1970), y se muestra el vector de enrojecimiento correspondiente a una ley normal para $A_v = 1^m$. Para W79 y W44 se usó el tipo espectral K7V (ver Capítulo V). Desafortunadamente no tenemos observaciones de estos dos objetos ni de W126 en la banda L'. Las barras en las Figuras 7.9 y 7.10 representan las incertidumbres correspondientes a un error de tres subclases espectrales para una estrella de tipo espectral K5.

La Fig. 7.9 muestra que la teoría de discos de acreción de Bertout et al. (1988) no puede explicar todo el exceso IR que se observa en L para W217, W166, y W184. Estas estrellas se sitúan en la región III de Bertout et al. (1988), con colores similares a los de las estrellas T Tauri extremas T Tau, RY Tau, DE Tau y DG Tau. Por otra parte, los modelos predicen correctamente los flujos observados de W161. En el caso de W77, el exceso

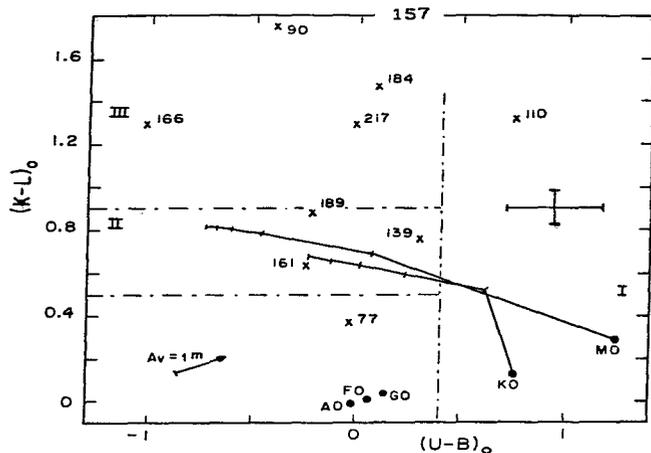


Figura 7.9.- Diagrama [(U-B)₀, (K-L)₀] para las estrellas veladas de la muestra (EFV y EMV) (adaptado de Bertout et al., 1988). Las líneas sólidas conectan los colores de fotosferas KO y MO IV sin disco activo de acreción, con los colores que resultan para el sistema fotosfera + disco activo correspondientes, a cinco valores de M igualmente espaciados entre 5×10^{-5} y $5 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. El ángulo de inclinación del disco con respecto a la línea de la visión es de 45° . También se muestran en el diagrama las regiones I, II y III de Bertout et al. Los colores intrínsecos de FitzGerald (1970) para estrellas AO, FO y GO IV, y el vector de enrojecimiento interestelar para una ley normal con $A_v = 1^m$ se incluyen también en la figura. Ver texto.

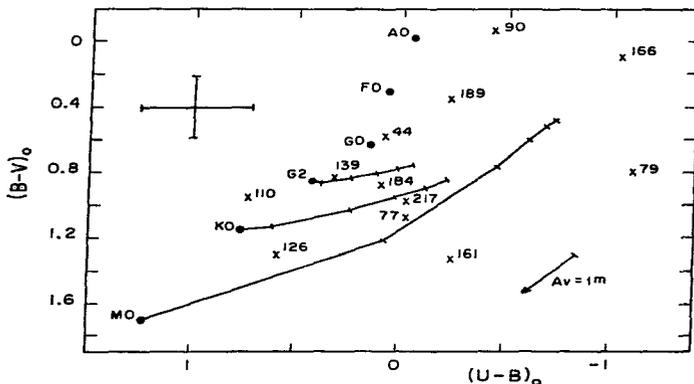


Figura 7.10.- Diagrama [(U-B)₀, (B-V)₀] para las estrellas veladas de la muestra (EFV y EMV). Los símbolos y figuras son análogos a los de la Figura 7.9. Notar que ha añadido la familia de modelos para una fotosfera G2 IV. Las posiciones para W79 y W44 corresponden a tipo espectral K7V en ambos casos. Ver texto.

observado en (K-L) es menor al que predicen los modelos, pero esto probablemente se deba a que nuestra fotometría en L para la estrella es incierta (± 0.5) (ver Tabla 2.4).

Por otra parte, puede verse en el diagrama (U-B, B-V) para discos activos de la Fig. 7.10, que la mayoría de las EFV se explican satisfactoriamente en este esquema. Conforme al mismo, W126 tiene una tasa de acreción de masa pequeña, $\dot{M} \approx 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, mientras que $\dot{M} \approx 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ para W217, W77 y W184. Por otra parte, W161 y W79 tienen un color (U-B) más azul que el que se predice de los modelos, lo cual no puede explicarse mediante efectos de extinción interestelar. Asimismo, la posición en este diagrama de W44 sugiere un tipo espectral más temprano ($\approx G0$) que el adoptado para la estrella (K7), y con poca pérdida de masa. W79 y W44 son estrellas cuyo espectro no muestra líneas en absorción (ver Cohen y Kuhl, 1979), y por lo tanto, el tipo espectral adoptado K7 puede ser erróneo. En el caso de W161 los tipos espectrales fotométrico (este trabajo) y espectroscópico (Cohen y Kuhl, 1979) coinciden (Tabla 3.1). Del promedio de las observaciones de Walker (1956) para W161 y W79 se obtiene (B-V, U-B) = (0.67, -0.61) y (0.59, 0.07), respectivamente. Usando estos valores, la posición de estas estrellas en la Fig. 7.10 es más cercana a la trayectoria correspondiente a los colores del modelo de disco de acreción para la estrella M0, sugiriendo valores de $\dot{M} \approx 2$ y $4 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}$, respectivamente. Como las observaciones y los tipos espectrales asignados a W79 y W44, así como las observaciones de W161, pueden ser inciertas, sugerimos obtener nuevas observaciones fotométricas y espectrofotométricas de estas estrellas antes de emitir conclusiones definitivas.

De la discusión anterior se puede concluir que los modelos de discos de acreción para estrellas T Tauri explican, en primera aproximación, el exceso UV observado en la mayoría de las EFV. Sin embargo, los modelos no pueden reproducir los excesos en el IR de las estrellas W217 y W184. Bertout et al. (1988) han sugerido que este hecho puede ser causado por la presencia de posibles compañeras infrarrojas frías. Otra posibilidad es que el área reradiadora de los discos alrededor de estos objetos sea mayor que la correspondiente a discos planos y delgados; esto es, que los discos estén "ensanchados" ó "flared", como los propuestos por Kenyon y Hartmann (1987), de tal forma que puedan eclipsar a la estrella para ángulos de inclinación del eje de simetría del disco cercanos a 90° , de manera similar al caso de

W90 (Cap. V). En efecto, de los modelos de estos autores se puede calcular la distancia, R_H , a la cual el ancho del disco es igual al diámetro de la estrella (ver ec. 5.10, Sección V.A.3): se encuentra que $R_H \approx 6 - 15 R_*$, para los valores típicos de H_0 y de z que Kenyon y Hartmann adoptan (0.05 - 0.1 R_* y 9/8 - 5/4, respectivamente). Imágenes directas en el IR de muy alta resolución espacial y/o interferometría de motas "speckle" en el IR (ver por ejemplo Chelli et al., 1988, 1991) podrían ayudar a entender el origen del flujo en exceso en L'.

VII.F. - Estrellas Moderadamente Veladas (EMV).

Estas son W90, W110, W139 y W189. W90 y W110 presentan emisión en H β muy alta ($\Delta\beta \approx -0.^m2$), mientras que la emisión en esta línea para W139 y W189 es menor ($\Delta\beta \approx -0.^m06$). Por otra parte, los excesos en el cercano IR para W90 y W110 son muy grandes ($\Delta(V-K) \approx 2.^m5$), son importantes para W139 ($\Delta(V-K) \approx 1.^m5$), y pequeños para W189 ($\Delta(V-K) \approx 0.^m3$). Es importante señalar aquí que W90 ha sido detectada hasta $\lambda \approx 20 \mu\text{m}$ por Cohen (1973) así como por Rydgren y Vrba (1987).

Hemos graficado, de forma similar al caso de las EFV, las estrellas moderadamente veladas en las Figuras 7.9 y 7.10. Los modelos de discos activos no pueden explicar el exceso en flujo en la banda L que muestran W110 y W90, aunque esta última tiene tipo espectral fuera del intervalo considerado por los modelos. Es interesante hacer notar que éstos son dos de los objetos para los cuales se sugirió la hipótesis de extinción gris circunestelar para explicar su posición singular (aparentemente sublumínosa) en el diagrama color-magnitud (ver Capítulo V). Sugerimos que, en consecuencia, el exceso adicional en L se debe al hecho de que estas estrellas están siendo vistas a través de material circunestelar, probablemente en un disco visto de canto. Por otra parte, los modelos de discos activos son capaces de explicar los colores de W189 y W139 en este diagrama, aunque la estrella W189 también está fuera del intervalo de tipos espectrales considerados en los modelos de Bertout et al. (1988).

Finalmente, las posiciones de W110 y W139 en la Figura 7.10 sugieren que las tasas de acreción de masa para estas estrellas son pequeñas $M \leq 10^{-7} M_\odot \text{ año}^{-1}$, lo cual está de acuerdo con sus pequeños excesos en el UV, comparados con los observados para las EFV.

VII.G. - Estrellas Sin Velado (ESV).

VII.G.1. - Estrellas con Exceso en β .

En esta categoría de estrellas con exceso en β podemos mencionar a W167, W104, W193, W192, W100, W84, V20, W165 y W108. Algunas de ellas presentan también excesos importantes en el IR ($\Delta(V-K) \geq 0.8$): W167, W100, W165, W108 y W84. Como el exceso en el UV no es importante para estas estrellas, la capa límite del disco de acreción debe haberse disipado y sus discos deben ser principalmente pasivos. En consecuencia, el exceso en el infrarrojo probablemente se origina como reemisión en el disco de la radiación estelar en el IR y/o por la presencia de compañeras infrarrojas. En efecto, W84, W100, W108 y W165 han sido detectadas a longitudes de onda grandes ($\lambda \geq 10 \mu\text{m}$; Cohen 1973, 1974; Rydgren y Vrba, 1987). En el caso de estas estrellas el exceso de emisión observado en el índice β es causado (en su mayor parte) por una cromósfera y/o viento estelar, como ya se mencionó antes.

En este grupo de estrellas sin velado también existen estrellas que no tienen excesos en el IR significativos: W192, W104 y V20. Es probable en estos casos que las envoltentes / discos ya se hayan también disipado. Por lo mismo, es posible que algunas estrellas miembros de este grupo, aunque de tipo espectral más temprano, sean similares a las estrellas T Tauri "débiles" ó "desnudas" ("weak" ó "naked", ver Walter, 1987; Walter et al., 1988; Strom et al., 1989), ó bien a las estrellas del tipo Ae/Be de Herbig moderadas (ver p. ej. Finkenzeller y Mundt, 1984).

VII.G.2. - Estrellas sin Exceso en β .

Estas estrellas no poseen excesos en β significativos: ($\Delta\beta \geq -0.03$). Podemos identificar dos subgrupos: estrellas con y sin excesos en el IR significativos.

En las Figuras 7.2 a 7.8 se pueden identificar estrellas que no presentan emisión en $H\beta$, sin excesos en el UV, pero mostrando excesos en el IR significativos ($\Delta(V-K) \geq 0.5$): W224, W164, V116, W46, W159 y W158. Debido a la ausencia de excesos en el UV y en β , sugerimos que las envoltentes / discos de estos objetos son pasivas, y que la emisión en una cromósfera y/o viento estelares se han desvanecido prácticamente. En efecto, W46, W158 y W164 tienen flujos significativos en longitudes de onda grandes ($\lambda \geq 10 \mu\text{m}$) (Gezari et al., 1987; Cohen, 1973, 1974).

Por otra parte, en el grupo de estrellas sin exceso en β hay también

objetos sin signos de emisión ó excesos en alguna región espectral, los cuales se localizan en las regiones IA de todos los diagramas de excesos de color. Estas estrellas ya han disipado sus envolventes y/ó sus manifestaciones y son probablemente las más evolucionadas de la muestra. Algunas de ellas son variables en el óptico (por ejemplo, V1, V2, V18, ver Capítulo II). Entre este grupo también se encuentran las estrellas gigantes rojas "normales" (ver sección V.D).

VII.H. - Esquema Evolutivo para las Estrellas Peculiares en NGC 2264.

El estudio observacional de los excesos de color de este capítulo nos indica que las estrellas programa poseen envolventes circumstelares con propiedades distintas. La intensidad de las envolventes (medida a través de la magnitud de los excesos de color) podría ser un indicador de la juventud de estos objetos, y las distintas manifestaciones de éstas en las estrellas de nuestra muestra sugieren distintos estados evolutivos de las mismas. Sin embargo, es importante señalar que existe evidencia de que las escalas de tiempo para la disipación de las envolventes dependen de las condiciones locales en los alrededores inmediatos de las estrellas. Esto es, estrellas de la misma edad pueden tener envolventes con propiedades muy distintas. Por ejemplo, los estudios de Walter et al. (1988) y de Strom et al. (1989) muestran que la posición de las estrellas T Tauri y de las estrellas T Tauri "desnudas" ó "débiles" (cuyas manifestaciones de sus envolventes son muy distintas) en las constelaciones del Toro y Auriga es aproximadamente la misma en el diagrama HR, y en consecuencia, no es posible distinguir las edades de estos grupos estelares mediante la comparación con isocronas teóricas. En consecuencia, proponemos el siguiente esquema evolutivo para las estrellas de nuestra muestra, basado únicamente en los excesos de color observados a distintas longitudes de onda, sin intentar obtener sus edades a partir de su posición en el diagrama HR.

Las estrellas en la fase evolutiva más temprana de la muestra son las estrellas con excesos en el UV (i.e. las estrellas veladas). Estos objetos también poseen grandes excesos en el IR, y la mayoría de ellas muestra emisión en la línea H β . Estas estrellas veladas (EFV y EMV) tienen propiedades fotométricas similares a de las estrellas del tipo T Tauri "extremas" ó "clásicas" (e.g. Strom et al., 1988, 1989; Walter et al., 1988; Bertout et al., 1988). Estos objetos poseen discos de acreción activos a su alrededor, con tasas de acreción de material del disco a la estrella

importantes, $M \approx 1 \times 10^{-7} M_{\odot}$ /año.

En un estado evolutivo posterior, podemos mencionar a las estrellas con emisión en H β y con excesos en el IR. Estos son objetos en los cuales la capa límite del disco de acreción debe haberse disipado, pero retienen aún las partes externas del mismo. En estas estrellas la emisión en H β tiene lugar posiblemente en una cromósfera activa y/o viento estelar (Calvet et al., 1984).

Siguiendo este esquema, las estrellas con exceso en el IR solamente, ésto es, sin exceso en β , probablemente representen un estado evolutivo más avanzado, en las cuales el mecanismo que da origen al viento estelar y/o a la actividad cromosférica ha desaparecido. Estas estrellas podrían representar objetos en los cuales el proceso de formación planetaria empieza a desarrollarse (e.g. Strom et al., 1989, 1990).

La siguiente etapa evolutiva estaría representada por las estrellas que no presentan excesos en el IR, en las cuales el material (polvo) cercano a la estrella presumiblemente se ha agrupado en cuerpos de dimensiones similares a planetas, y/o se ha disipado en el medio interestelar. Algunos de estos objetos podrían tener propiedades similares a las de las estrellas T-Tauri desnudas (Walter et al., 1988; Strom et al., 1989). Es interesante señalar que, debido a que existen estrellas sin excesos en el IR pero con excesos en β , los procesos que dan lugar a la disipación del viento y/o actividad cromosférica son independientes de aquéllos que dan origen a la disipación del polvo en el disco y/o a la aglomeración del polvo en cuerpos grandes.

Finalmente, sugerimos que las estrellas sin evidencia de anomalías en sus distribuciones de energía espectral son objetos que han disipado sus envoltentes, y se encuentran cerca de la fase evolutiva en la secuencia principal. En este grupo se encuentran las gigantes "normales", las cuales, en caso de pertenecer al cúmulo, estarían en una etapa post - secuencia principal, ésto es, serían los objetos más evolucionados de la muestra.

VII.I. - Conclusiones.

Las principales conclusiones de este capítulo son:

(1) El índice espectral encontrado para las estrellas veladas de la muestra en el intervalo $\lambda\lambda \approx 1.65 - 3.8 \mu\text{m}$, -0.97 ± 0.25 , es consistente con el observado a longitudes de onda mayores en el IR para estrellas tipo T Tauri (≈ -1 en $\lambda\lambda 3.5 - 100 \mu\text{m}$, Rucinski, 1985; Rydgren y Zak, 1987).

(ii) Todas las estrellas con exceso en el UV (EFV y EMV) consideradas en este estudio poseen excesos en el IR, y la mayoría de ellas también muestra exceso en el índice β . Asimismo, los excesos promedio en el IR y en β de estas estrellas son mayores que los observados para estrellas sin velado (i.e., sin exceso en el UV).

(iii) La coexistencia de los excesos en el UV y en el IR en las estrellas veladas sugiere la presencia de discos de acreción activos a su alrededor. Los modelos de Bertout et al. (1988) predicen correctamente, en una primera aproximación, los colores (U-B) observados. Sin embargo, en algunos casos el color observado (K-L) es mayor al predicho por los modelos. Como explicación para el exceso adicional observado en L, se sugiere la presencia de: (a) compañeras en el IR (ver también Bertout et al., 1988), como podría ser el caso de las estrellas W217, W184 y W139 (Cap. V); y/o (b) discos "ensanchados" ó "flared" del tipo de Kenyon y Hartmann (1987) asociados a la estrella de tal forma que puedan "eclipsar" a ésta desde una geometría adecuada, de manera similar al caso de W90 (Cap. V).

(iv) La presencia de excesos importantes en β en la mayoría de las estrellas veladas sugiere que la pérdida de masa mediante vientos estelares está relacionada, al menos en parte, con la acreción de material en las etapas más tempranas de la evolución pre-secuencia principal.

(v) Existen en nuestra muestra estrellas sin excesos en el UV pero con excesos en el IR y/o en β . Para estas estrellas se sugiere que la capa límite del disco de acreción se ha disipado, y en consecuencia, el disco es principalmente pasivo. Como no existe correlación entre la presencia del exceso en β y en el IR, estos fenómenos deben originarse mediante mecanismos distintos: una cromósfera activa y/o viento estelar, y reemisión del disco pasivo y/o compañeras infrarrojas, respectivamente. En las estrellas con excesos en el IR los procesos de disipación del disco y/o de formación planetaria deben haber comenzado.

(vi) Las estrellas sin excesos en el IR (con ó sin exceso en β) deben ser objetos donde la mayor parte del material circunestelar se ha disipado en el medio interestelar y/o se ha aglomerado en planetas. Sugerimos que estos objetos son análogos de las estrellas T Tauri "desnudas" ó "débiles".

(vii) Las estrellas que no presentan excesos de emisión en ningún color ni en el índice β son los objetos en las etapas evolutivas más avanzadas de la muestra: son objetos cuyos discos, actividad cromosférica y vientos se han disipado. En consecuencia, se encuentran cerca ó en la etapa evolutiva

en la secuencia principal. Finalmente, las gigantes de NGC 2264 pertenecen a este grupo y, en caso de ser miembros del cúmulo, son objetos post - secuencia principal representantes de una primera generación de estrellas que se formaron hace $\approx 10^8$ años.

CAPITULO VIII

CONCLUSIONES.

A continuación mencionamos las principales conclusiones de esta tesis.

(i) Se presentan observaciones fotométricas en el cercano ultravioleta / visible (sistema uvby- β) y cercano infrarrojo (sistema JHKL'M) de más de cincuenta estrellas asociadas al cúmulo joven abierto NGC 2264 que presentan peculiaridades en sus distribuciones de energía espectral. Una fracción importante de las observaciones en el UV / visible e IR cercano (44%) fueron tomadas cuasi - simultáneamente.

(ii) El 70% de las estrellas de la muestra son variables en el UV/óptico, y aproximadamente la mitad de ellas (36%) también son variables en el índice β . Asimismo, se encuentra evidencia de variabilidad en el IR para el 14% de las estrellas.

(iii) Se proporciona un método para determinar temperaturas efectivas y gravedades superficiales y/ó tipos espectrales fotométricos para estrellas observadas en el sistema de Strömgen, mediante calibraciones teóricas y/ó empíricas de los índices de color en este sistema, en el cual se usa principalmente el diagrama $([m_1], [c_1])$. Asimismo, en este trabajo se incluye una calibración empírica preliminar de los colores $[m_1]$ y $[c_1]$ para estrellas gigantes de tipos espectrales G, K y M.

(iv) Se confirma que el diagrama $([m_1], [c_1])$ es bivaluado para estrellas con tipos espectrales dentro del intervalo aproximado A2 - A5 (Relyea y Kurucz, 1978), y por lo tanto, en esta región espectral se usaron los diagramas $((b-y)_0, [m_1])$ ó $((b-y)_0, [c_1])$ para obtener los parámetros físicos de las estrellas.

(v) Mediante la comparación de los valores de T_{eff} y $\log g$ que se obtienen de las mallas teóricas en el diagrama $([m_1], [c_1])$ con aquéllos determinados de maneras más directas para estrellas estándar y/ó de campo, se encuentra que los valores fotométricos de estos parámetros: a) son adecuados para estrellas con $8500^{\circ}\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 35000^{\circ}\text{K}$ y $\log g \geq 3.0$, usando los modelos de Kurucz (1988); y b) son ambos sistemáticamente menores para estrellas con $5000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 8500 \text{ K}$, usando los modelos de Kurucz (1988), los modelos de Relyea y Kurucz (1978), ó bien, los de VandenBergh y Bell (1985). Los modelos de Relyea y Kurucz (1988) reproducen mejor los valores de T_{eff} , y los de Kurucz (1988) los valores de $\log g$. De manera similar,

para las estrellas en la región bivaluada del diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$), se encuentra que los valores de T_{eff} y $\log g$ obtenidos del diagrama $\{(b-y)_0, [m_1]\}$ usando los modelos de Kurucz (1988) son ambos mayores que los encontrados mediante los métodos directos.

(vi) Combinando los tipos espectrales fotométricos determinados para las estrellas de la muestra con los publicados en la literatura se adoptó un tipo espectral para cada objeto. Se estima que las incertidumbres en los tipos espectrales adoptados son de 1, 2 y 3 subclases espectrales para el 35, 29 y 29%, respectivamente, de las estrellas incluidas en este estudio, y pueden ser mayores que tres subclase solamente para el 4% de las estrellas de la muestra.

(vii) Las estrellas veladas caen fuera del intervalo de validez de las mallas teóricas y/o empíricas en el diagrama ($[m_1]$, $[c_1]$), confirmando los resultados de Mendoza et al. (1990a). Asimismo, se encuentra que el color $(b-y)$ de las estrellas veladas que muestran líneas en absorción en espectros de baja resolución no está afectado significativamente por el velado.

(viii) Mediante el ajuste de la secuencia principal de Crawford (1979b) a las estrellas B del cúmulo, se deriva una distancia de 910 ± 50 pc y un enrojecimiento promedio a NGC 2264 de 0.05 ± 0.01 , los cuales son consistentes con determinaciones previas de estas cantidades.

(ix) Se demuestra cuantitativamente que es posible colocar a las estrellas bajo secuencia principal (EBSP) sobre ó arriba de la secuencia principal en el diagrama HR (T_{eff} vs. L_{bol}), integrando para ello bajo la curva la de distribución de energía espectral de estos objetos, considerando el intervalo más amplio de longitudes de onda disponible. Este resultado sugiere que las EBSP no son intrínsecamente subluminosas. Se encuentra que las EBSP permanecen por arriba de la secuencia principal en el diagrama HR aún en los casos adversos tales como la presencia de un disco de acreción activo y/o de una compañera infrarroja con luminosidad similar a la de la componente "óptica". Un disco activo extremo con una tasa de acreción de masa de $4 \times 10^{-7} M_{\odot}$ /año, y visto de cara, puede producir una luminosidad para el sistema estrella + disco 5.5 veces mayor que la luminosidad de la estrella solamente.

(x) La posición de W90 (y posiblemente W167) en el diagrama color - magnitud se puede explicar mediante extinción gris circunestelar en el visual causada por granos de polvo mayores en promedio a los del medio

interestelar (Poveda, 1965), con tamaños entre 0.04 y 0.5 μm (Sitko et al., 1984). Los excesos en emisión en el UV de la estrella son pequeños en comparación con los excesos en el IR, indicando que su disco circunestelar es prácticamente pasivo. A partir de la distribución de excesos de flujos en el IR, se concluye que el disco circunestelar debe estar ensanchado ("flared", Kenyon y Hartmann, 1987), de tal forma que la estrella es vista a través del disco de canto, como sugieren Strom et al. (1972b) y Rydgren y Vrba (1987).

(xi) Para las EBSF de la muestra más tardías que tipo espectral $\approx F$ (W188, W44 y W79), se encuentra que el velado circunestelar que presentan hace que el color (B-V) ó (b-y) observado sea significativamente más azul que el que les corresponde por su tipo espectral. Esto simula objetos más tempranos en el diagrama color magnitud y, en consecuencia, los coloca debajo de la secuencia principal del mismo, como también lo han sugerido WSS.

(xii) Las luminosidades bolométricas para las gigantes rojas subluminosas (GRS) (W217, W126, W139 y W184) que se encuentran en este trabajo indican que se trata de objetos de clase de luminosidad V-III, lo cual está en contradicción con las clases III-II reportadas por WSS. Sólo en el caso de W217 hay coincidencia entre las clases de luminosidad de WSS y nuestra. Estas estrellas (exceptuando a W139) tienen excesos de emisión significativos en el UV, en el IR y en el índice β , similares a los de las estrellas T Tauri "clásicas", sugiriendo la presencia de discos de acreción a su alrededor. En efecto, el cociente entre la luminosidad observada y aquélla que se predice de la magnitud en la banda V, L_2/L_V , puede explicarse con los modelos de discos de acreción de Bertout et al. (1988). Por otra parte, las distribuciones de energía espectral de W217, W139 y W184 sugieren que estas estrellas podrían tener compañeras infrarrojas.

(xiii) Se encuentra que algunas estrellas aparentemente subluminosas en el diagrama color - magnitud, identificadas aquí como estrellas subluminosas adicionales (ESA), han disipado la mayor parte de sus envolventes circunestelares y se encuentran simplemente al final de su etapa evolutiva hacia la secuencia principal (W104, V18, V116 y W151). Por otra parte, se sugiere que W165, W110 (y posiblemente W164) están siendo vistas a través de una envolvente circunestelar que produce extinción aproximadamente gris en el óptico, probablemente un disco circunestelar visto de canto. Estos

objetos poseen grandes excesos en el infrarrojo, sin mostrar evidencia de excesos en el ultravioleta cercano, lo cual descarta la posibilidad de que sus discos sean activos. Sin embargo, las distribuciones de energía espectral de estas estrellas y el valor grande del cociente de L_2/L_V que presentan pueden también explicarse con la presencia de compañeras infrarrojas frías, las cuales producirían los grandes flujos en el infrarrojo que se observan. En el presente trabajo no podemos decidir entre las dos posibilidades.

(xiv) A partir de las clases de luminosidad fotométrica y espectroscópica de W177 llegamos a la conclusión de que la estrella no pertenece a NGC 2264, sino que es una estrella de campo enfrente de la región. De las escalas de tiempo evolutivas teóricas necesarias para que estrellas de $3 - 5 M_{\odot}$ lleguen a la rama de las gigantes en el diagrama HR, comparada con la edad asignada al cúmulo ($7 - 8 \times 10^7$ años; Iben y Talbot, 1966) se propone que W73, W239 y W238 no son miembros de NGC 2264, pero que W69, W237 y W229 podrían, en efecto, serlo. Se recomienda, sin embargo, hacer un análisis espectroscópico cuidadoso de las estrellas situadas en la región de las gigantes en el diagrama color - magnitud del cúmulo, con el fin de confirmar sus clases de luminosidad dadas en la literatura, y obtener velocidades radiales confiables para esclarecer definitivamente su membresía al cúmulo.

(xv) Nuestras observaciones cuasi-simultáneas en el óptico y cercano IR no confirman la existencia de estrellas con deficiencia en sus flujos en el IR con respecto a los observados en el visual, así como tampoco de estrellas con deficiencia en L con respecto a J, H y K, en NGC 2264. Lo anterior está en contradicción con las observaciones de WSS. Por el contrario, se encuentran pequeños excesos en el IR para estos objetos. Por lo tanto, sugerimos que este fenómeno es consecuencia de un error en la calibración principalmente en el filtro L de estos autores.

(xvi) Se encuentra una ley de potencias de la forma $\lambda F_{\lambda} \approx \lambda^{-0.97 \pm 0.25}$ para las estrellas veladas de la muestra en el intervalo espectral $1.65 - 3.8 \mu\text{m}$, la cual es consistente con la encontrada a longitudes de onda mayores para estrellas T Tauri (Rucinski, 1985; Rydgren y Zak, 1987).

(xvii) El estudio de los excesos de color de nuestras estrellas programa muestra que poseen envolventes circunestelares con propiedades diversas. Se encuentra que las estrellas con grandes excesos en el UV

también poseen grandes excesos en el IR, y la mayoría asimismo tiene a la línea H β en emisión, lo cual sugiere un mecanismo común para explicar estos fenómenos. Los modelos de discos activos de acreción alrededor de estrellas T Tauri (Bertout et al., 1988) pueden explicar satisfactoriamente en la mayoría de los casos los colores observados de estas estrellas. Sin embargo, existen casos en los cuales el color (K-L') que se observa es mayor que el predicho por los modelos. Esto puede deberse: a) a la presencia de compañeras infrarrojas, como sugieren Bertout et al. (1988); y/ó b) a que los discos alrededor de las estrellas están ensanchados ó "flared" (Kenyon y Hartmann, 1987), de tal forma que interceptan una mayor fracción de la radiación de la fotosfera en comparación con discos delgados, como sugerimos en este trabajo.

(xviii) Sin embargo, existen estrellas con excesos importantes en el IR y/ó en β sin evidencia de emisión en el UV. Esto implica que sus envolventes circunestelares son pasivas, lo cual no excluye la posibilidad de que éstas puedan ser discos. En este grupo no se encuentra correlación entre los excesos en el IR y en β , lo cual sugiere mecanismos distintos para estas anomalías. Proponemos la reradiación de la luz estelar por el disco y/ó la presencia de compañeras infrarrojas para explicar el exceso en el IR, y la presencia de una cromósfera profunda y/ó de vientos estelares para explicar el exceso en β observado.

(xix) Concluimos que las estrellas que no presentan excesos en ningún color ni en β no poseen envolventes circunestelares, y son objetos al final de la fase evolutiva hacia la secuencia principal.

Pensamos que para confirmar los resultados anteriores sería muy importante hacer observaciones fotométricas (cuasi-simultáneas) cubriendo un intervalo de longitudes de onda mayor al nuestro (por lo menos hasta $\lambda \approx 10 \mu\text{m}$). Asimismo, se necesitan observaciones espectrofotométricas en el azul y rojo de las estrellas de la muestra para hacer una clasificación espectral y de luminosidad más detalladas de las mismas, y que de preferencia se extiendan en el UV para así poder cuantificar con más precisión el efecto del velado, por una parte, y la extinción circunestelar, por la otra. Estas observaciones serían claves para hacer una comparación más detallada con los modelos de envolventes circunestelares, en particular de discos de acreción activos. Asimismo, sería muy importante obtener espectros CCD de alta resolución con el fin de tratar de detectar líneas en absorción en los

espectros de aquellas estrellas clasificadas como veladas en base a espectros de baja dispersión, y así poder estimar el efecto del velado espectral en las mismas (e.g. Hartigan et al., 1989). Por otra parte, con el propósito de evaluar el papel que puedan desempeñar compañeras infrarrojas frías en las distribuciones de energía de las estrellas peculiares, sería crucial obtener imágenes directas infrarrojas de muy alta resolución espacial de estos objetos, así como datos de interferometría de motas para los mismos (e.g. Chelli et al., 1988).

REFERENCIAS.

- Adams, F.C., Lada, C.J., Shu, F.H.: 1987, *Astrophys. J.*, **312**, 718.
- Adams, F.C., Lada, C.J., Shu, F.H.: 1988, *Astrophys. J.*, **326**, 865.
- Adams, M.T., Strom, K.M., Strom, S.E.: 1983, *Astrophys. J. Suppl.*, **53**, 893.
- Allen, D.A., Cragg, T.A.: 1983, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **203**, 777.
- Ambartsumian, V.A., Mirzoyan, L.V.: 1982, *Astrophys. Spa. Sci.*, **84**, 317.
- Arellano-Ferro, A., Parrao, L.: 1988, Reporte Técnico N° 57, Instituto de Astronomía de la UNAM.
- Appenzeller, I., Mundt, R.: 1989, *Astron. Astrophys. Rev.*, **1**, 291.
- Blaauw, A.: 1964, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **2**, 213.
- Barry, D.C., Cromwell, R.H., Schoolman, S.A.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, **41**, 119.
- Basri, G., Bertout, C.: 1989, *Astrophys. J.*, **341**, 340.
- Beckwith, S.V.W., Sargent, A.I., Chini, R.S., Güsten, R.: 1990, *Astron. J.*, **99**, 924.
- Beichman, C.A., Neugebauer, G., Habing, H.J., Clegg, P.E., Chester, T.J.: 1988, "Infrared Astronomical Satellite" (IRAS), 2^{da} ed., NASA RP-1190.
- Bell, R.A.: 1988, *Astron. J.*, **95**, 1484.
- Bell, R.A., Gustafsson, B.: 1978, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **34**, 229.
- Bertout, C.: 1989, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **27**, 351.
- Bertout, C., Basri, G., Bouvier, J.: 1988, *Astrophys. J.*, **330**, 350.
- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, S.E., Strom, K.M.: 1990, *Astrophys. J.*, **354**, 150.
- Calvet, N., Basri, G., Kuki, L.: 1984, *Astrophys. J.*, **277**, 725.
- Castelaz, M.W., Grasdalen, G.: 1988, *Astrophys. J.*, **325**, 150.
- Chavarría-K., C.: 1981, *Astron. Astrophys.*, **101**, 105.
- Chavarría-K., C., de Lara, E., Hasse, I.: 1987, *Astron. Astrophys.*, **171**, 216.
- Chavarría-K., C., Terranegra, L., Alcalá, J.M., Neri, L.: 1989a, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **18**, 178.
- Chavarría-K., C., de Lara, E., Finkenzeller, V., Mendoza, E.E., Ocegueda, J.: 1988, *Astron. Astrophys.*, **197**, 151.
- Chavarría-K., C., de Lara, E., Hernández, H., Moreno, M.A., Terranegra, L.: 1989b, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **18**, 178.
- Chelli, A., Cruz-González, I., Reipurth, B.: 1991, preprint.
- Chelli, A., Zinnecker, H., Carrasco, L., Cruz-González, I., Perrier, C.: 1988, *Astron. Astrophys.*, **207**, 46.

- Clariá, J.J.: 1985, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **59**, 195.
- Code, A.D.: 1975, in "Multicolor Photometry and the Theoretical H-R Diagram"; eds. A.G.D. Philip y D.S. Hayes, *Dudley Obs. Rept. N° 9*, p.221.
- Code, A.D., Davis, J., Bless, R.C., Hanbury Brown, R.: 1976, *Astrophys. J.*, **203**, 417.
- Cohen, M.: 1973, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **161**, 85.
- Cohen, M.: 1974, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **169**, 257.
- Cohen, M., Kuhl, L.V.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, **41**, 743.
- Cohen, M., Harvey, P.M., Schwartz, R.D.: 1985, *Astrophys. J.*, **296**, 633.
- Cox, J.P., Giuli, R.T.: 1984, "Principles of Stellar Structure", Gordon & Breach, New York, 2^{da} imp.
- Crawford, D.L.: 1975, *Astron. J.*, **80**, 955.
- Crawford, D.L.: 1978, *Astron. J.*, **83**, 48.
- Crawford, D.L.: 1979a, *Astron. J.*, **84**, 1858.
- Crawford, D.L.: 1979b, in "Problems of Calibrations of Multicolor Photometric Systems", Philip, A.E. (ed.), *Dudley Obs. Rep. N° 14*.
- Crawford, D.L., Barnes, J.V.: 1970, *Astron. J.*, **75**, 978.
- Crawford, D.L., Mandwewala, N.: 1976, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **88**, 917.
- Crutcher, R.M., Hartkopt, W.I., Giguere, P.T.: 1978, *Astrophys. J.*, **226**, 839.
- Elias, J.H., Frogel, J.A., Matthews, K., Neugebauer, G.: 1982, *Astron. J.*, **87**, 1029.
- Engels, D., Sherwood, W.A., Wamstecker, W., Schultz, G.V.: 1981, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **45**, 5.
- Finkenzeller, U., Mundt, R.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **55**, 109.
- Fitzgerald, M.P.: 1970, *Astron. Astrophys.*, **4**, 234.
- Franco, J.: 1984, *Astron. Astrophys.*, **137**, 85.
- Frank, J., King, A.R., Raine, D.J.: 1985, "Accretion Power in Astrophysics", Cambridge: Cambridge University Press.
- Fukui, Y.: 1989, en "Low Mass Star Formation and Pre-Main Sequence Objects", ESO Conference and Workshop Proceedings N° 33, B. Reipurth (ed.).
- Gehren, T.: 1981, *Astron. Astrophys.*, **100**, 97.
- Gezari, D.Y., Schmitz, M., Jaylee, M.M.: 1987, NASA Reference Publication 1196, 2^a ed.
- Glass, I.S.: 1974, *Monthly Notices Astron. Soc. South Africa*, **33**, 53.
- Gray, R.O.: 1988, *Bull. Am. Astron. Soc.*, **20**, 996.
- Hardie, R.H.: 1962, "Astronomical Techniques", en "Stars and Stellar Systems", Vol. II, cap. 8, p.178, W.A. Hiltner (ed.), University of

Chicago Press.

- Haro, G.: 1989, *Astrophysics*, **29**, 414.
- Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S., Hewett, R.: 1989, *Astrophys. J. Suppl.*, **70**, 899.
- Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S.J., Strom, S.E., Skrutskie, M.F.: 1990, *Astrophys. J.*, **354**, L25.
- Hartmann, L.: 1990, en "*Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*", 6th Cambridge Workshop, *Astron. Soc. Pacific Conference Ser.*, Vol. **9**, G. Wallerstein (ed.).
- Hartmann, L.W., Kenyon, S.J.: 1990, *Astrophys. J.*, **349**, 190.
- Hauck, B., Mermilliod, M.: 1980, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **40**, 1.
- Herbig, G.H.: 1954, *Astrophys. J.*, **119**, 483.
- Herbig, G.H.: 1962, *Adv. Astron. Astrophys.*, **1**, 47.
- Hoffleit, D., Jaschek, C., 1982.: "The Bright Star Catalogue", Yale University Observatory, 4^a ed.
- Iben, I., Talbot, R.J.: 1966, *Astrophys. J.*, **144**, 968.
- Iriarte, B.: 1969, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*, **5**, 101.
- Johnson, H.L.: 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **4**, 193.
- Johnson, H.L., Morgan, W.W.: 1953, *Astrophys. J.*, **117**, 313.
- Joy, A.H.: 1945, *Astrophys. J.*, **102**, 168.
- Joy, A.H.: 1949, *Astrophys. J.*, **110**, 424.
- Kenyon, S.J., Hartmann, L.: 1987, *Astrophys. J.*, **323**, 714.
- Kenyon, S.J., Hartmann, L.: 1990, *Astrophys. J.*, **349**, 197.
- Koornneef, J.: 1983, *Astron. Astrophys.*, **128**, 84.
- Kurucz, R.L.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, **40**, 1.
- Kurucz, R.L.: 1988, comunicación privada, modelos no publicados.
- Lada, C.J.: 1987, en "*Star Forming Regions*", eds. M. Peimbert y J. Jugaku (Dordrecht: D. Reidel), p. 1.
- Lamla, E.: 1982, en "*Landolt-Börnstein, New Series*", Group VI, Vol. 2b, eds. R. Schaifers, H.H. Voight, Springer-Verlag, Berlin Heidelberg New York, p. 57.
- Lapicz, D.: 1984, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **70**, 607.
- Lee, T.A.: 1968, *Astrophys. J.*, **152**, 913.
- Lester, J.B., Kurucz, R.L.: 1988, modelos no publicados.
- Lester, J.B., Gray, R.O., Kurucz, R.L.: 1986, *Astrophys. J. Suppl.*, **61**, 509.
- López-Molina, M.G., Nerl, L., Chavarría-K., C.: 1990, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **20**, 113.
- Lynden-Bell, D., Pringle, J.E.: 1974, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*,

- Magain, P.: 1987, *Astron. Astrophys.*, **184**, 173.
- Margulis, M., Lada, C.J.: 1986, *Astrophys. J.*, **309**, L87.
- Margulis, M., Lada, C.J., Snell, R.L.: 1988, *Astrophys. J.*, **333**, 316.
- Mendoza, E.E.: 1966, *Astrophys. J.*, **143**, 1010.
- Mendoza, E.E.: 1968, *Astrophys. J.*, **151**, 977.
- Mendoza, E.E., Gómez, T.: 1980, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **190**, 623.
- Mendoza, E.E., Firmani, C., Haro, G.: 1985, *Inf. Bull. Var. Stars*, N°2817.
- Mendoza, E.E., Rolland, A., Rodríguez, E.: 1990a, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **84**, 29.
- Mendoza, E.E., Rodríguez, L.F., Chavarría-K., C., Neri, L.: 1990b, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **246**, 518.
- Mermilliod, J.: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **24**, 159.
- Mihalas, D.: 1972, *Astrophys. J.*, **176**, 139.
- Mitchell, R.I.: 1960, *Astrophys. J.*, **132**, 68.
- Moreno, M.A., Chavarría-K., C., de Lara, E., Wagner, S.: 1989, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **18**, 179.
- Mundt, R.: 1979, *Astron. Astrophys.*, **74**, 21.
- Myers, P.C., Fuller, G.A., Mathieu, R.D., Beichman, C.A., Benson, P.J., Schild, R.E., Emerson, J.P.: 1987, *Astrophys. J.*, **319**, 340.
- Neri, L.: 1984, Tesis de Licenciatura, UNAM.
- Neri, L., Chavarría-K., C.: 1989, *ESO Preprint* N° 673.
- Neri, L., Chavarría-K., C., de Lara, E.: 1989, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **18**, 179.
- Nissen, P.E.: 1981, *Astron. Astrophys.*, **97**, 145.
- Nissen, P.E.: 1984, "Description and Data for the Danish 6-Channel uvby- β Photometer".
- Olsen, E.H.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **57**, 443.
- Olsen, E.H.: 1988, *Astron. Astrophys.*, **189**, 173.
- Pérez, M.R., Thé, P.S., Westerlund, B.E.: 1987, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **99**, 1050.
- Pérez, M.R., Joner, M.D., Thé, P.S., Westerlund, B.E.: 1989, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **101**, 195.
- Poveda, A.: 1965, *Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya*, **4**, 15.
- Pringle, J.E.: 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **19**, 137.
- Relyea, L.J., Kurucz, R.L.: 1978, *Astrophys. J. Suppl.*, **37**, 45.
- Rodríguez, L.F.: 1989, en "Structure and Dynamics of the Interstellar Medium"; *Proceedings of IAU Colloquium N°120; Lectures Notes in*

- Physics 350; G. Tenoglio-Tagle, M. Moles, J. Melnick (eds.); Springer-Verlag, p. 197.
- Rodriguez, L.F., Curiel, S.: 1989, *Rev. Mexicana Astron Astrofis.*, **17**, 115.
- Roth, M., Iriarte, A., Tapia, M., Reséndiz, G.: 1984, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, **9**, 25.
- Roth, M., Iriarte, A., Tapia, M., Reséndiz, G., Rico, R.: 1983, Reporte Técnico N° 12, Instituto de Astronomía, UNAM.
- Rucinski, S.M.: 1985, *Astron. J.*, **90**, 2321.
- Rydgren, A.E.: 1977, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **89**, 823.
- Rydgren, A.E., Vrba, F.J.: 1981, *Astron. J.*, **86**, 1069.
- Rydgren, A.E., Vrba, F.J.: 1987, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **99**, 482.
- Rydgren, A.E., Zak, D.S.: 1987, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **99**, 141.
- Rydgren, A.E., Schmelz, J.T., Vrba, F.J.: 1982, *Astrophys. J.*, **256**, 168.
- Rydgren, A.E., Strom, S.E., Strom, K.M.: 1976, *Astrophys. J. Suppl.*, **30**, 307.
- Sagar, R., Joshi, U.C.: 1983, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **205**, 747.
- Savage, B.D., Mathis, J.S.: 1979, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **17**, 73.
- Saxner, M., Hammarbäck, G.: 1985, *Astron. Astrophys.*, **151**, 372.
- Schmidt-Kaler, Th.: 1982, in "Landolt-Börnstein New Series", Group VI, Vol. 2b, eds. K. Schaifers, H.H. Voigt, Springer Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, pp 1, 449.
- Schuster, W.J., Nissen, P.E.: 1988, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **73**, 225.
- Shu, F.H., Adams, F.C., Lizano, S.: 1987, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **25**, 23.
- Sitko, M.L., Simon, T., Meade, M.R.: 1984, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **96**, 54.
- Skrutskie, M.F., Dutkevitch, D., Strom, S.E., Edwards, S., Strom, K.M.: 1990, *Astron. J.*, **99**, 1187.
- Stahler, S.W.: 1983, *Astrophys. J.*, **274**, 822.
- Stahler, S.M.: 1988, *Astrophys. J.*, **332**, 804.
- Strom, K.M., Strom, S.E., Yost, J.: 1971, *Astrophys. J.*, **165**, 479.
- Strom, S.E., Edwards, S., Skrutskie, M.F.: 1990, en "Cool Stars, Stellar Systems and the Sun", *Astron. Soc. Pacific Conference Ser.*, G. Wallerstein (ed.), Vol. **9**, p. 275.
- Strom, K.M., Strom, S.E., Kenyon, S.J., Hartmann, L.: 1988, *Astron. J.*, **95**, 534.
- Strom, K.M., Strom, S.E., Edwards, S., Cabrit, S., Skrutskie, M.F.: 1989, *Astron. J.*, **97**, 1451.
- Strom, S.E., Strom, K.M., Brooke, A.L., Bregman, J., Yost, J.: 1972a,

- Astrophys. J.*, 171, 267.
- Strom, S.E., Strom, K.M., Yost, J., Carrasco, L., Grasdalen, G.: 1972b, *Astrophys. J.*, 173, 353.
- Strömngren, B.: 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 4, 433.
- Tapia, M., Neri, L., Roth, M.: 1986, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 13, 115.
- Tjin A Djie, H.R.E., Remijn, L., Thé, P.S.: 1984, *Astron. Astrophys.*, 134, 273.
- Uchida, Y.: 1989, en "Star Forming Regions", eds. M. Peimbert y J. Jugaku (Dordrecht: D. Reidel), p. 1.
- Underhill, A.B.: 1958, *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, 70, 607.
- VandenBerg, D.A., Bell, R.A.: 1985, *Astrophys. J. Suppl.*, 50, 561.
- VandenBerg, D.A., Bridges, T.J.: 1984, *Astrophys. J.*, 278, 679.
- VandenBerg, D.A., Hartwick, F.D.A., Dawson, P., Alexander, D.R.: 1983, *Astrophys. J.*, 266, 747.
- Vasilevskis, S., Sanders, W.L., Balz, A.G.A.: 1965, *Astron. J.*, 70, 797.
- Walker, M.F.: 1956, *Astrophys. J. Suppl.*, 2, 365.
- Walsh, J.R.: 1980, *Astrophys. Spa. Sci.*, 69, 287.
- Walter, F.M.: 1987, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 99, 31.
- Walter, F.M., Brown, A., Mathieu, R.D., Myers, P.C., Vrba, F.J.: 1988, *Astron. J.*, 96, 297.
- Warner, J.W., Strom, S.E., Strom, K.M.: 1977, *Astrophys. J.*, 213, 427, (WSS).
- Wilking, B.A.: 1989, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 101, 229.
- Young, A.: 1978, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 90, 144.