

UNIVERSIDAD DE LOS ANDES
FACULTAD DE CIENCIAS
POSTGRADO DE FISICA FUNDAMENTAL



**Estrellas Herbig Ae/Be:
evolución del disco interno en estrellas
jóvenes de masa intermedia**

Jesús O. Hernández A.

Trabajo especial de grado para optar al título de
Doctor en Ciencias

Tutor: Dra. Nuria Calvet (CfA)
Co-tutor: Dr. Cesar Briceño (CIDA)

Mérida, Febrero 2005

DONACION

SERBIULA
Tulio Febres Cordero

bdigita.lula.ve

En memoria de:
Antonio Alarcón (Padre e Hijo)

C.C.COMPARTIR-NO COMERCIAL

AGRADECIMIENTOS

La realización y culminación de esta tesis fue posible gracias al apoyo de muchas personas, a las cuales quiero expresar mi más sincero agradecimiento. Quisiera agradecer especialmente a Nuria Calvet, Cesar Briceño y Lee Hartmann por sus acertadas asesorías y recomendaciones en la realización de esta tesis y por sus valiosos aportes a mi formación profesional. Quiero agradecer a Francisco Fuenmayor y a Ignacio Ferrín quienes me guiaron en los primeros pasos de mi carrera. También quisiera agradecer a Michael Bessell por enviarnos la dependencia de color de la longitud de onda central de los filtros ópticos; a Francesco Palla por proporcionarnos sus isocronas y camirlos evolutivos de estrellas pre secuencia principal; a Bruno Merín por enviarnos los espectros multi-época de las estrellas HIP26955 y V1686 Cyg; a Robert Wilson por proporcionarnos el mapa de ^{13}CO en la región de Orión; a Perry Berlind y Michael Calkins por obtener los espectros de las estrellas estudiadas en este trabajo; a Susan Tokarz del "SAO Telescope Data Center" quien realizó la reducción inicial de los espectros; y a Thomas Megeath, Charlie Lada, George Herbig, G. Meeus y Antonio Parravano por sus Útiles recomendaciones y sugerencias.

Agradezco al Centro de Investigaciones De Astronomía (CIDA) por brindarme el apoyo y la oportunidad de compartir gratas y frutíferas experiencias que alimentaron mi formación como investigador, en especial al Dr. Gustavo Bruzual, al Dr. Carlos Abad, a la Dra. Gladis Magris, a la Dra. Katherine Vivas y al Dr. Ángel Bongiovanni y demás personal técnico y administrativo. Quiero agradecer a la Universidad de Los Andes (ULA), en particular a la planta de profesores y personal administrativo del Postgrado de Física Fundamental (PFF). También quisiera agradecer al "Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics (CfA)" en donde desarrollé gran parte de esta tesis y compartí invalorables experiencias con los excelentes condísipulos, Sicilia-Aguilar

Aurora, Saucedo José Luis y Azevedo Rui. Finalmente, quisiera agradecer al Fondo Nacional de Ciencia Tecnología e Innovación (FONACIT) por el apoyo brindado a mi carrera doctoral.

Existen personas que han constituido un factor esencial en mi crecimiento personal, y que han compartido las dichas y los pocos sinsabores durante mi carrera. Especial agradecimiento a mi esposa Elvis Puro, a mis padres Ángel e Irma y demás familiares y amigos que influyeron directa o indirectamente en este logro. Finalmente quisiera agradecer al Grupo Andino de Rescate (GAR), organización formadora de voluntades.

Las publicaciones relacionadas directamente con esta tesis fueron apoyadas en parte por las subvenciones NAG5-9670 y NAG10545 de la NASA (USA), la subvención AST-9987367 de NFS (USA) y la subvención S1-2001001144 del FONACIT (Venezuela).

bdigita.lula.ve

Índice general

PREFACIO	V
AGRADECIMIENTOS	VII
1. Introducción	1
1.1. Tipo espectral y extinción visual de las HAeBe.....	2
1.2. Censo de HAeBe en asociaciones OB cercanas	4
2. Selección y observación de las muestras	7
2.1. Muestra de estrellas estándares	7
2.2. Muestra de estrellas Herbig Ae/Be	8
2.3. Muestra de estrellas en asociaciones OB cercanas	8
2.3.1. Upper Scorpius, Lacerta OB1, Perseus OB2	8
2.3.2. Orion OBI	9
2.4. Observaciones	12
3. Esquemas de clasificación espectral	15
3.1. Esquema para las estrellas HAeBe	15
3.2. Esquema para las estrellas T Tauri	22
3.3. Esquema para las estrellas IMTT	23
3.4. Código de clasificación espectral	25
4. Aplicación del esquema de clasificación espectral	27
4.1. Muestra de estrellas Herbig Ae/Be	27
4.1.1. Consideraciones generales	27
4.1.2. Estrellas confirmadas como HAeBe	29
4.1.3. Estrellas con estado evolutivo incierto.	31
4.1.4. Estrellas con tipo espectral más tardío que F5	34

4.1.5. Estrellas de continuo	36
4.1.6. Estrellas con tipo espectral incierto	39
4.2. Muestra de estrellas en asociaciones OB	42
4.3. Muestras en otros proyectos	42
5. Estrellas Herbig Ae/Be	45
5.1. Rasgos originados fuera de la fotosfera.....	48
5.2. Extinción visual en HAeBe	53
5.3. Diagrama Hertzsprung-Russell	58
5.4. Estrellas HAeBe en el diagrama color-color JHK	60
5.4.1. Análisis de las observaciones	60
5.4.2. Modelo del disco interno de las HAeBe	65
5.5. Excesos de colores en el infrarrojo medio	70
5.6. Catálogo interactivo de estrellas HAeBe	72
6. Análisis de estrellas en asociaciones OB	75
6.1. Distancias y análisis de observaciones.....	76
6.2. Upper Scorpius	81
6.3. Perseus OB2	84
6.4. Lacerta OB1	85
6.5. Orion OB1a	87
6.6. Orion OB1bc	90
6.7. Trumpler 37	91
6.8. Censo de estrellas HAeBe en asociaciones OB	95
7. Discos en estrellas de masa intermedia	97
8. Síntesis de resultados y conclusiones	103
Apéndices	120
A. Estrellas en Asociaciones OB cercanas	121

B. Publicaciones	133
B.1. Resultados de esta tesis publicados en revistas arbitradas	133
B.2. Publicaciones arbitradas relacionadas con esta tesis	133
Índices de Figuras y Tablas	134

bdigita.lula.ve

PREFACIO

Uno de los retos de mayor importancia en la astrofísica moderna es conocer cómo las estrellas y planetas se forman a partir de una nube molecular primigenia y cómo es su evolución en el tiempo. Debido a que las condiciones de origen y evolución de estos objetos no pueden ser reproducidos en laboratorios terrestres, debemos apoyar nuestros modelos físicos en observaciones realizadas en regiones suficientemente jóvenes para detectar los fenómenos propios mostrados por objetos en las primeras etapas de su vida. Progresos significativos han sido hechos en esta dirección como resultado del gran mejoramiento de las técnicas observacionales, que conllevan a su vez un mejoramiento del conocimiento teórico de los procesos que rigen la formación y evolución de planetas y estrellas. A pesar que estamos inmersos en una época en donde la tecnología para captar la información más tenue proveniente de la esfera celeste avanza de manera impresionante, y en donde los trabajos relacionados a los procesos de origen y formación de sistemas planetarios poseen una marcada proliferación, existen aun muchas preguntas que no poseen una respuesta contundente, específicamente preguntas relacionadas con la presencia, duración y evolución de discos circumestelares, los cuales evolucionarán eventualmente en sistemas planetarios.

Este trabajo esta dirigido a entender mejor la naturaleza de un subgrupo de estrellas jóvenes de masas entre 2 y 10 M_{\odot} , las estrellas Herbig Ae/Be, las cuales muestran fuertes indicios que están rodeadas de discos. Para ello, hemos:

1. Diseñado un esquema de clasificación espectral, el cual evita rasgos originados fuera de la fotosfera que pueden contaminar el valor de tipo espectral. Frecuentemente, este tipo de rasgos están presentes en estrellas jóvenes, de allí la importancia de este esfuerzo.
2. estudiado una fracción apreciable de las Herbig Ae/Be conocidas, lo que nos ha permitido analizar ciertas características de este tipo de objetos, tales como:

- Presencia de rasgos espectrales originados fuera de la fotosfera;
- Extinción anómala. Hemos caracterizado la extinción producida por el material circu-mestelar, y hemos encontrado que esta extinción difiere de la conocida para el medio interestelar, evidenciando crecimiento en los granos de polvo localizados alrededor de estrellas Herbig Ae/Be. Este resultado tiene implicaciones en el cálculo de luminosidad, masa, edad, y excesos de color.
- Excesos de radiación infrarroja, lo cual, evidencia la presencia de discos en estrellas Herbig Ae/Be. Particularmente, el cercano infrarrojo es compatible con la existencia de una pared interna en estos discos.

3. Explorado la frecuencia de estrellas de masas intermedias con discos (estrellas Herbig Ae/Be) en diferentes grupos estelares con diferentes estados evolutivos, hemos encontrado que las Herbig Ae/Be constituyen una, pequeña fracción en estos grupos estelares, en relación a la fracción de estrellas con discos encontrada previamente para objetos de menor masa ($<1M_{\odot}$). Esto indica que la escala de tiempo de evolución del disco es dependiente de la masa estelar, dispersándose el disco más rápidamente en estrellas con mayor masa, debido a una mayor eficiencia de los mecanismos que deterioran el disco (eg . evolución viscosa, crecimiento de granos de polvo, asentamiento del polvo en la región media del disco)

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas Herbig Ae/Be (HAeBe) son objetos con líneas en emisión, de tipos espectrales B, A y en algunos casos F, relacionadas en su gran mayoría con nubes oscuras o nebulosas brillantes (Herbig, 1960; Finkenzeller & Mundt, 1984; Waters & Waelkens, 1998). Comparando su temperatura efectiva (T_{eff}) y luminosidad con caminos evolutivos teóricos (Strom et al., 1972; Cohen & Kuhi, 1979; van den Ancker et al., 1998; Palla & Stahler, 1991) se observa que estos objetos son jóvenes, todavía aproximándose a la secuencia principal (MS, del inglés Main Sequence). Las HAeBe abarcan un rango de masas entre 2-10 M_{\odot} . Similar a sus contrapartidas pre-secuencia principal (PMS, del inglés Pre-Main Sequence) de menor masa, las estrellas T Tauri (TTS: tipo espectral más tardío que K5) y las estrellas T Tauri de masa intermedia (IMTTS: F tardío, G y K temprano), estos objetos son ópticamente visibles antes de alcanzar la secuencia principal y de esta forma, su evolución PMS puede ser estudiada en detalle. Por el contrario, se esperan que las estrellas más masivas que $10M_{\odot}$ estén altamente oscurecidas en el óptico en su fase PMS.

Las estrellas HAeBe exhiben excesos en el infrarrojo (IR), que son atribuidos a la emisión del polvo localizado en un disco circunestelar (Finkenzeller & Mundt, 1984; Lorenzetti et al., 1983; Davies et al., 1990; Hillenbrand et al., 1992; van den Ancker et al., 1997; Malfait et al., 1998). Particularmente, en el cercano infrarrojo (NIR, del inglés Near-InfraRed) se observa una prominencia en la distribución espectral de energía (SED, del inglés Spectral Energy Distribution) atribuida a la emisión proveniente de una pared ópticamente gruesa calentada directamente por la estrella y localizada en el radio en donde la temperatura es suficiente para destruir el polvo y crear una región interna ópticamente delgada a la radiación estelar (Natta et al., 2001; Maheswar et al., 2002; Dullemond et al., 2001; Dullemond & Dominik, 2004a; Muzerolle et al., 2003b; Muzerolle, et al., 2004). Observaciones en la región milimétrica confirman la existencia de discos de polvo con masas del orden de las

centésimas de la masa estelar (Mannings & Sargent, 1997, 2000; Natta et al, 2000, 2001). En algunos casos las líneas en emisión observadas en HAeBe exhiben perfiles P Cygni, sugiriendo presencia de vientos estelares; una componente más simétrica puede generarse en la magnetósfera estelar (Herbig, 1960; Finkenzeller, 1985; Hamann & Persson, 1992). Algunas veces se observan perfiles P Cygni inverso, conduciendo a Sorelli et al. (1996) y Muzerolle, et al. (2004) a argumentar que el escenario de una acreción magnetosférica aplicado en estrellas de baja masa (estrellas clásicas T Tauri ó CTTS; Muzerolle et al, 2001) puede ser aplicado en los sistemas disco-estrella de las HAeBe.

Estudios del ambiente circunestelar de las HAeBe sugieren que ellas son progenitoras de estrellas rodeadas por discos fósiles (e.g, objetos tipo β Pic o Vega), las cuales son sitios de formación de planetas (Natta et al., 2000; Lagrange et al., 2000). Sin embargo, existen algunas preguntas no resueltas de cómo y cuándo ocurre la transición de HAeBe a objetos tipo Vega. Estas y otras interrogantes serán abarcadas proponiéndonos el siguiente plan de trabajo:

1.- Tipos espectrales y extinciones visuales de las HAeBe:

Analizaremos una muestra de objetos catalogados como estrellas jóvenes de masa intermedia, con el fin de observar características generales de las HAeBe. Para ello es necesario abordar los problemas relacionados con parámetros básicos como T_{eff} y luminosidad, los cuales están íntimamente ligados a la determinación del tipo espectral y extinción visual (A_v) de la estrella.

2.- Censo de HAeBe en asociaciones OB cercanas:

Aplicaremos las experiencias obtenidas en el punto anterior para realizar un censo, de HAeBe en grupos estelares con edades entre 3 y 16 millones de años (Myr). Usando las HAeBe como indicadores de presencia de discos en estrellas de masa intermedia ($2-10M_{\odot}$), este trabajo nos permitirá estudiar la evolución temporal

de la frecuencia de discos alrededor de estas estrellas. Compararemos nuestros resultados con los obtenidos previamente para estrellas en el rango de masa de las CTTS

1.1 Tipo espectral y extinción visual de las HAeBe

Algunos de los problemas básicos relacionados a la determinación de las luminosidades y T_{eff} para las HAeBe son la determinación de un tipo espectral confiable y el desconocimiento de una ley de extinción adecuada para este tipo de objetos. Esto se ve reflejado en una localización incierta o errónea en el diagrama Hertzsprung-Russell (H-R). En relación al tipo espectral, la presencia de emisión de continuo y rasgos espectrales originados fuera de la fotosfera estelar complican los esquemas de clasificación espectral tradicionalmente usados en estrellas tempranas. Varios esfuerzos han sido hechos para asignar tipos espectrales a las HAeBe aplicando métodos cualitativos y cuantitativos (Strom et al., 1972; Cohen & Kuhl, 1979; Finkenzeller & Mundt, 1984; Finkenzeller, 1985; Hillenbrand et al., 1992; Hillenbrand, 1995; Mora et al., 2001). Sin embargo, diferencias de varias sub clases y en ocasiones clases de tipo espectral pueden ser encontradas entre esos trabajos.

Las discrepancias en el tipo espectral publicado por diferentes autores probablemente se deben a los diferentes métodos usados. Strom et al. (1972) usaron la línea K del Ca II y algunas líneas de He I para derivar T_{eff} en 18 HAeBe; puesto que en algunas ocasiones estas líneas son observadas en emisión, este método puede arrojar un tipo espectral erróneo. Cohen & Kuhl (1979) clasificaron 71 estrellas con $H\alpha$ en emisión y tipo espectral más temprano que GO. Para ello usaron índices espectrales en el rango 4270-6710Å. Sin embargo, algunos de los rasgos usados, tales como, He I λ 4922, 5016 y Na I λ 5890, 5896, pueden estar contaminados por rasgos no fotosféricos en emisión o absorción (ver §5.1). Finkenzeller & Mundt (1984) usaron un esquema basado en 9 índices espectrales localizados entre 3500 y 5000Å, pero su muestra consiste en solo unas pocas estrellas. Hillenbrand

(1995) aplicó un esquema de clasificación espectral cuantitativa a 33 HAeBe usando rasgos localizados en las bandas fotométricas R e I; sin embargo, a esas longitudes de ondas existen pocos índices espectrales útiles para clasificar estrellas más tempranas que FO. Recientemente, usando datos obtenidos durante la campaña espectroscópica conducida por el consorcio EXPORT (ExoPlanetary Observational Research Team), Mora et al. (2001) determinaron tipos espectrales y clases luminosas para 29 HAeBe. Ellos seleccionaron como fotosféricas aquellas líneas que no exhiben variación en sus espectros multi-época, y usaron espectros de alta resolución para corregir los rasgos fotosféricos por el ensanchamiento debido a la velocidad rotacional de la estrella. Aunque este trabajo conduce a resultados más confiables, el extenso esfuerzo observacional requerido hace difícil la aplicación de este método a un gran número de objetos. En esta tesis presentamos un método alternativo, el cual, requiriendo poco esfuerzo observacional, proporciona un tipo espectral confiable para estrellas en diferentes rangos de masa, desde las HAeBe hasta las CTTS (ver §3).

bdigita.lula.ve

Tipos espectrales confiables son importantes en la determinación de parámetros que suministran información valiosa acerca del ambiente circumestelar en estrellas jóvenes. Uno de esos parámetros es el valor de extinción selectiva-total (R_v), el cual está asociado a la ley de extinción. Varios autores (Strom et al., 1972; Thé et al., 1981; Herbst et al., 1982; Sorelli et al., 1996; Bibó et al., 1992; Gorti & Bhatt, 1993; Waters & Waelkens, 1998; Whittet et al., 2001) han sugerido para las HAeBe un valor R_v más alto que el dado por la ley de extinción interestelar estándar ($R_v=3.1$), frecuentemente usada para determinar el A_v hacia ese tipo de objetos (eg. Hillenbrand et al, 1992; Testi et al, 1998; Oudmaijer et al, 2001; Mora et al, 2001). El valor de R_v puede ser usado para inferir propiedades de los granos de polvo alrededor de las HAeBe y es esencial para localizar los objetos en el diagrama H-R y de esta manera derivar edades y masas al compararlos con caminos evolutivos teóricos. Además, un valor adecuado de R_v es necesario para obtener la SED correcta de las estrellas. En este trabajo encontramos fuerte evidencia de que la ley de

extinción adecuada para HAeBe debe poseer un valor de R_V mayor al observado en el medio interestelar promedio.

1.2 Censo de HAeBe en asociaciones OB cercanas

Las observaciones del número de HAeBe presentes en grupos estelares con diferentes estados evolutivos pueden ser usadas como primer paso para responder las preguntas relacionadas con la evolución de los discos protoplanetarios en estrellas jóvenes de masa intermedia. Además, estudiando grupos estelares podremos minimizar las incertidumbres en algunas propiedades generales como distancias y edades.

Las asociaciones OB son definidas como grupos estelares con una población significativa de estrellas de masa intermedia y con una densidad de masa estelar menor a $0.1 M_{\odot}/pc^3$ (Brown et al., 1999b). Las edades derivadas del diagrama H-R indican que estos grupos estelares son jóvenes (eg., Blaauw, 1964). Por esta razón las asociaciones OB son excelentes lugares para estudiar objetos estelares jóvenes cubriendo un amplio rango de masas estelares (eg., Preibisch et al., 2002). Además, al estudiar asociaciones OB con diferentes edades podemos analizar la evolución temporal de los procesos físicos durante las primeras fases de la vida de las estrellas.

Un aspecto primordial pero difícil al estudiar las asociaciones OB, es la identificación de sus miembros. Las asociaciones OB poseen una dispersión de velocidades intrínsecas relativamente pequeñas. Por lo tanto, el movimiento general del grupo estelar, en combinación con el movimiento solar, se refleja como un movimiento aparente de sus miembros hacia un punto convergente en el cielo (eg., Brown et al., 1999a; de Zeeuw et al., 1999). De esta manera, la pertenencia o no a una asociación puede ser establecida estudiando las propiedades cinemáticas del grupo (movimientos propios, paralajes, velocidades radiales).

Las asociaciones OB cercanas ocupan grandes extensiones en el cielo, lo cual limitó la determinación de miembros astrométricos a estrellas más brillantes que magnitudes 6 en la banda visual. Los estudios fotométricos pueden añadir miembros más débiles a las asociaciones, pero la membresía es menos confiable debido a diferentes factores, tales como, duplicidades no resueltas, dispersión de distancias dentro del grupo estelar, variabilidad fotométrica, y una mayor probabilidad de encontrar objetos contaminantes. La publicación de posiciones, movimientos propios y paralajes trigonométricos para unas 12000 estrellas en el catálogo Hipparcos (Esa, 1997) ha mejorado significativamente esta situación, permitiéndonos realizar estudios astrométricos hasta su magnitud límite, $V \sim 12$.

Usando medidas de Hipparcos, de Zeeuw et al. (1999) realizaron un censo completo del contenido estelar de las asociaciones OB dentro de 1 Kpc desde el sol. Se identificaron los miembros de cada asociación usando dos métodos. El primer método es una modificación del método clásico de punto convergente (Brown, 1950) descrito por de Bruijne (1999); el segundo método usa la posición, paralajes y movimientos propios para definir membresía usando una distribución de probabilidades en el espacio de velocidades (Hoogerwerf & Aguilar, 1999). La combinación de estos métodos dan una pertenencia confiable para estrellas en 12 grupos estelares. Sin embargo, debido a que algunos grupos estelares están más allá de 500 pc, donde los paralajes de Hipparcos poseen errores relativamente altos, o debido a que poseen un movimiento cinemático desfavorable, 10 asociaciones estudiadas por de Zeeuw et al. (1999) no muestran evidencias de movimiento global del grupo y sus resultados no son concluyentes. Una de esas asociaciones con cinemática desfavorable es Orion OB1, el cual se aleja casi radialmente del Sol. Sin embargo, datos de Hipparcos de Orion OB1 fueron analizados cuidadosamente por Brown et al. (1999b), quienes encontraron una relación basada en movimientos propios, la cual caracteriza aproximadamente la membresía en esta asociación. El conjunto resultante seleccionado por este criterio concuerda en un 96 % con los miembros fotométricos dados por Brown, et al. (1994).

Nuestro estudio de frecuencia de HAeBe, como trazadores de la presencia de discos en estrellas de masa intermedia, está basado en 3 asociaciones OB con membresía determinadas por de Zeeuw et al. (1999), 2 subasociaciones localizadas en Orión OB1, para la cual hemos determinado membresía combinando métodos fotométricos y astrométricos, y la asociación Trumpler 37 estudiada en Contreras et al. (2002).

Esta tesis está estructurada de la siguiente forma: el capítulo 2 describe cómo se seleccionaron las estrellas estándares usadas como calibradores (§2.1), la muestra de HAeBe (§2.2) y la muestra en las asociaciones OB (§2.3); las observaciones se describen en §2.4. El capítulo 3 describe el esquema de clasificación seguido para determinar tipos espectrales en el rango de masa de las HAeBe (§3.1), de las CTTS (§3.2) y de las IMTTS (§3.3). La aplicación de este esquema se describe en el capítulo 4, para la muestra de HAeBe (§4.1), para las estrellas en las asociaciones (§4.2) y otras aplicaciones adicionales del esquema (§4.3). El capítulo 5 describe la determinación de las propiedades generales de las HAeBe, tales como: rasgos espectroscópicos (§5.1), extinciones visuales (§5.2), localización sobre el diagrama H-R (§5.3), análisis fotométrico en el cercano infrarrojo (§5.4) y en el infrarrojo medio (§5.5). En el capítulo 6 se describen las asociaciones OB estudiadas, y se realiza el censo de HAeBe en cada asociación, estos resultados serán utilizados en el capítulo 7 para analizar la frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia. Los resultados más importantes de esta tesis se resumen en el capítulo 8.

Capítulo 2

Selección y observación de las muestras

Este capítulo describe las estrategias usadas para seleccionar los objetos incluidos en esta tesis. Primero seleccionamos una muestra de estrellas estándares (§2.1), las cuales serán utilizadas para calibrar los esquemas de clasificación espectral presentados en el siguiente capítulo (§3). Paralelamente, se seleccionaron un conjunto de estrellas catalogadas como HAeBe (§2.2) con el propósito de estudiar las propiedades de este tipo de objetos. Finalmente, se escogieron un conjunto de estrellas pertenecientes a asociaciones OB cercanas (§2.3), con el fin de realizar estudios evolutivos de las características presentes en estrellas jóvenes de masa intermedia. En la sección §2.4 describiremos la instrumentación utilizada para realizar las observaciones.

2.1 Muestra de estrellas estándares

Hemos seleccionado una lista de estrellas con tipos espectrales y tipos luminosos bien conocidos (en adelante, secuencia de estándares). Esta secuencia de estándares incluye 59 estrellas en la MS y 16 objetos de la secuencia de gigantes y subgigantes, abarcando un rango en tipo espectral de O8 a M6. Las estrellas estándares en el rango de tipo espectral O8-K0 fueron seleccionadas de García (1989); Gray et al. (2001); Keenan & Barnbaum (1999); Jaschek (1978); Buscombe (2001); las estándares en el rango de tipo espectral KO-K7 se tomaron de Allen & Strom (1995); y las estrellas más tardías que K7 en la secuencia de estándares se seleccionaron de Kirkpatrick et al. (1991). Esta secuencia de estándares fue observada con el mismo instrumento que las estrellas a clasificar y constituye la base del esquema de clasificación espectral producto de esta tesis.

2.2 Muestra de estrellas Herbig Ae/Be

Una lista de candidatas HAeBe fue creada con el objetivo de estudiar las

propiedades generales de este tipo de objetos. Para este fin se seleccionaron del catálogo "Emission-Line Stars of the Orion Population "(Herbig & Bell, 1988) las estrellas con tipos espectrales publicados B, A o F. Este requerimiento conduce a un conjunto de 99 objetos, de los cuales, se estudiaron 75 estrellas en este trabajo. Aunque de la muestra estudiada solo 52 % ha sido confirmadas como HAeBe, la mayoría de las estrellas restantes tienen fuertes indicios de ser estrellas PMS (estrellas de continuo, IMTTS etc; ver §4).

2.3 Muestra de estrellas en asociaciones OB cercanas

La Tabla 2.1 lista las propiedades de las asociaciones estudiadas en esta tesis (vea también Hernández et al., 2005). Nuestra muestra total incluye 440 estrellas tomadas del catálogo de Hipparcos (Esa, 1997) repartidas en 3 asociaciones (§2.3.1), con membresía determinada astrométricamente por de Zeeuw et al. (1999) y en la asociación de Orión OB1, para la cual hemos determinado membresía combinando datos astro métricos y fotométricos (§2.3.2).

2.3.1. Upper Scorpius, Lacerta OBI, Perseus OB2

Usando el censo de asociaciones OB cercanas desarrollado por de Zeeuw et al. (1999), se seleccionaron las asociaciones con edades estimadas menores a 20 Myr y cuya distancia promedio al Sol sea menor a 500 pc. El primer requisito se requiere para incluir las asociaciones más jóvenes, en las que esperamos observar procesos inherentes a la evolución de discos, el segundo requisito trata de evitar errores relativamente grandes en los datos astrométricos, ya que, las incertidumbres en el valor de paralaje dado por Hipparcos para distancias mayores que 500 pc generalmente poseen un error porcentual mayor a 50 %. Además, requerimos que el grupo estelar se encuentre dentro de la zona del cielo accesible con el telescopio usado para realizar las observaciones ($\delta > -35$, §2.4). Con estos criterios se seleccionaron las

asociaciones Upper Scorpius (US), Perseus OB2 (Per OB2) y Lacerta OB1 (Lac OB1). La columna 1 de la Tabla 2.1 muestra el nombre de la asociación estelar, las columnas 2, 3 y 4 muestra la distancia, la edad y el número de miembros para cada grupo estelar según de Zeeuw et al. (1999). La columna 5 de esta tabla da el número de objetos observados en cada asociación. La información restante mostrada en la Tabla 2.1 se discute posteriormente.

2.3.2 Orion OB1

Como se mencionó en §1, la asociación Orión OB1 (Ori OB1) tiene un comportamiento cinemático desfavorable para determinar membresía confiable según el método de de Zeeuw et al. (1999). Sin embargo, Brown et al. (1999b) y Brown, et al. (1994) estudiaron en detalle la población mas brillante de este grupo estelar, dando diversos criterios fotométricos y astrométricos para encontrar miembros pertenecientes a Ori OB1. Esos criterios serán aplicados en esta sección para crear nuestra muestra de estrellas seleccionadas del catálogo de Hipparcos (Esa, 1997).

En primer lugar hemos definido una región de 180 grados cuadrados en Ori OB1 abarcando de 5 a 6 horas en ascensión recta y de -6 a 6 grados en declinación. Existen 733 estrellas Hipparcos en esta región. Ya que la asociación Ori OB1 se está alejando casi radialmente con respecto al Sol, los movimientos propios intrínsecos esperados (después de quitar el movimiento solar), en ascensión recta ($\mu\alpha$) y declinación ($\mu\delta$), deben ser pequeños y comparables a los errores de medición. De esta manera, aplicamos el criterio de la ecuación (2.1) definida por Brown et al. (1999b) para rechazar las estrellas con un movimiento propio intrínseco relativamente grande.

$$(\mu\alpha\cos(\delta) - 0,44)^2 + (\mu\delta + 0,65)^2 \leq 25 \quad (2.1)$$

En la ecuación (2.1), $\mu\alpha$ y $\mu\delta$ se expresan en milésimas de segundos de arco por año (mas/yr).

Ya que este método proporciona una selección burda de miembros en Ori OB1,

es necesario aplicar criterios adicionales para excluir objetos contaminantes de nuestra muestra. De las 282 estrellas seleccionadas por el criterio de movimientos propios, se rechazaron 14 objetos por tener valores de paralajes (π) negativos y 4 objetos por ser estrellas claramente localizadas en frente de la asociación ($\pi > 7$ mas), ya que poseen paralajes mayores al paralaje promedio del grupo estelar (~ 2.5 mas). Utilizando el diagrama color-magnitud, B-V vs V, hemos seleccionado esas estrellas localizadas en la MS ó por arriba de ella, y hemos requerido que las estrellas tengan color B-V < 1.2, para evitar objetos muy embebidos en las nubes de gas y polvo ó objetos intrínsecamente rojos (estrellas K y M). Nuestra lista final de estrellas en Ori OB1 se compone de 245 objetos, de los cuales hemos observado y analizado el 92 % de la muestra

Tradicionalmente se han distinguido 4 subgrupos en Ori OB1 (1a, 1b, 1c y 1d) con edades y distancias diferentes (Blaauw, 1964). Estos subgrupos han sido estudiados y analizados sistemáticamente por diferentes autores (Warren & Hesser, 1977a,b; Genzel & Stutzki, 1989; Brown, et al, 1994; Brown et al, 1999b). Particularmente, Brown, et al. (1994) determinaron edades (1a: 11.4 ± 1.9 Myr; 1b: 1.7 ± 1.1 Myr; 1c: 4.6 ± 2.0 Myr) y distancias (1a: 380 ± 90 pc; 1b: 360 ± 70 pc; 1c: 400 ± 90 pc) utilizando las propiedades fotométricas de cada grupo. Posteriormente, Brown et al. (1999b) mejoraron las distancias estimadas utilizando paralajes de Hipparcos (1a: 336 ± 16 pc, 1b: 439 ± 33 pc; 1c: 462 ± 36 pc). La distancia de Ori OB1d no fue determinada debido al pequeño número de estrellas estudiadas en ese trabajo.

La Figura 2.1 muestra las estrellas Hipparcos observadas en este trabajo y los límites definidos por Warren & Hesser (1977a) para los subgrupos Ori OB1a (triángulos), Ori OB1b (círculos dentro del rectángulo) y Ori 1c (círculos fuera del rectángulo). El subgrupo Ori OB1d está localizado en el cúmulo estelar denominado ONC (del inglés, Orion Nebula Cluster). En la figura se muestra un mapa de emisividad integrada de ^{13}CO de Bally et al. (1987) y los isocontornos de extinción galáctica para $A_v = 1, 2, 3$ y 4 magnitudes (Schlegel, et al, 1998). Podemos observar claramente que las estrellas de los subgrupos Ori OB1b y

Ori OB1c están generalmente relacionadas con la presencia de polvo y gas, mientras que los objetos del subgrupo Ori OB1a se localizan en su mayoría en las zonas carentes de polvo y gas (zonas de baja extinción). Además, los subgrupos Ori OB1b y Ori OB1c poseen distancias y edades

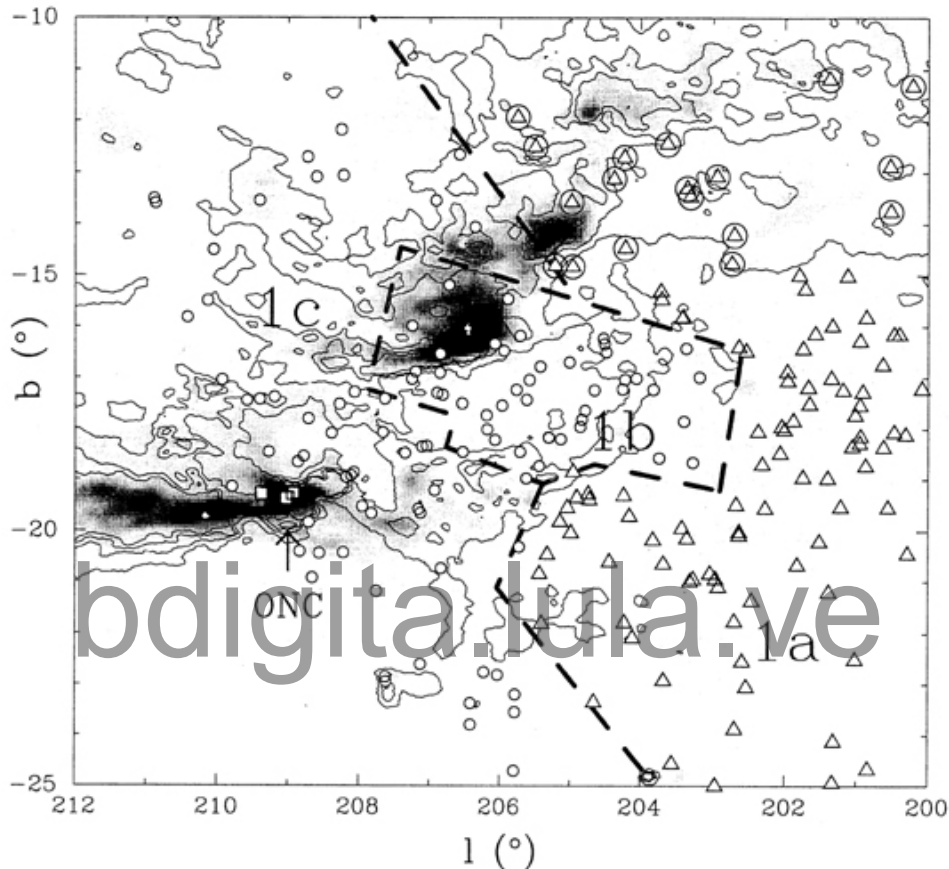


Figura 2.1: **Distribución espacial de las estrellas Hipparcos en la asociación Ori GBI (Hernández et al., 2005).** Un mapa de emisividad integrada de CO^{13} (Bally et al., 1987) es mostrado en escala de grises en el rango de 0 a 35 K km^{-1} . Los isocontornos son estimaciones de extinción galáctica ($A_v=1,2,3$ y 4 mag) a partir del mapa de emisión infraroja de polvo (Schlegel, et al., 1998). Las líneas cortadas son los límites definidos por Warren & Hesser (1977a) para las sub-asociaciones Ori OB1a (triángulos abiertos), Ori OB1b (círculos abiertos dentro del rectángulo), y Ori OB1c (círculos abiertos fuera del rectángulo). Un subconjunto de estrellas (triángulos rodeados por círculos abiertos) localizados en la región de Ori OB1a (Warren & Hesser, 1977a) están espacialmente asociadas con gas molecular y polvo, este

subconjunto pertenece a la subasociación Ori OB1c, en donde existe mayor presencia de gas y polvo.

Tabla 2.1: Grupos estelares estudiados

Nombre	D_{Ref} pc	Edad Myr	N	N_{apt}	D_{π} pc	D_{CMD} pc
Upper Scorpius	145 ± 2	5	120	93	144 ± 3	146 ± 5
Per OB2	318 ± 27	4–8	41	40	313 ± 13	300 ± 15
Lac OB1	368 ± 17	16	96	82	418 ± 15	438 ± 20
Ori OB1a	336 ± 16	7–10	124	114	335 ± 13	315 ± 8
Ori OB1bc*	438–462	1–7	121	111	443 ± 16	392 ± 20

Notas:

* Ori OB1bc esta compuesta por los subgrupos Ori OB1b y Ori OB1c definidos en Warren & Hesser (1977a)

comparables entre si y marcadamente diferentes a la distancia y edad estimada para el sub-grupo Ori OB1a. Debido a estas similitudes y con el objetivo de incrementar la confiabilidad estadística de los resultados presentados en capítulos posteriores hemos unido los subgrupos Ori OB1b y Ori OB1c, rotulando el nuevo subgrupo como Ori OB1bc. En la Figura 2.1 se pueden observar 17 estrellas (triángulos rodeados por círculos) del subgrupo Ori OB1a (de acuerdo a Warren & Hesser, 1977a), las cuales no están localizadas en las zonas de baja extinción. Nosotros asumimos que este conjunto de estrellas pertenece al subgrupo Ori OB1bc y no al subgrupo Ori OB1a. Esta suposición se apoya en una prueba estadística Kolmogorov-Smirnov realizada usando los paralajes de Hipparcos. Dicha prueba muestra que el nivel de significancia es 10 % más alto al comparar los paralajes de las 17 estrellas con el subgrupo Ori OB1bc que al comparar este conjunto estelar a las estrellas restantes (triángulos sin círculos) del subgrupo Ori OB1a. Finalmente, podemos observar un conjunto de 7 estrellas de Ori OB1bc localizadas en las zonas de baja extinción y centradas aproximadamente en las coordenadas galácticas; 206, -24. Posiblemente estas estrellas pertenezcan a Ori OB1a en vez de a Ori OB1bc, sin embargo, debido al bajo número de estrellas no se puede realizar pruebas estadísticas que apoyen esta idea. Además, ya que estas estrellas son relativamente pocas, no afectarán sustancialmente los resultados obtenidos en este trabajo. La información correspondiente a los subgrupos Ori OB1a y Ori

OB1bc se muestra en las últimas dos filas de la Tabla 2.1.

2.4. Observaciones

Se obtuvieron espectros de baja dispersión para las muestras seleccionadas previamente en este capítulo utilizando el telescopio reflector de foco Cassegrain de 1.5 metros del Observatorio Whipple (Arizona, USA) con el espectrógrafo FAST (Fast Spectrograph for the Tillinghast telescope), equipado con el CCD Loral de 512x2688. El espectrógrafo fue configurado con una rejilla de 300 líneas/mm y una rendija de 3" de ancho (modo FAST COMBO). Esta configuración ofrece $\sim 3400 \text{ \AA}$ de cobertura espectral centrada en 5500 \AA , con una resolución de $\sim 6 \text{ \AA}$ (Fabricant et al, 1998). Las observaciones de las 75 estrellas estándares (§2.1) y las 75 estrellas candidatas a HAeBe (§2.2) fueron hechas entre Julio de 1999 y Enero de 2000. Los espectros de los 440 objetos pertenecientes a asociaciones OB cercanas fueron tomados durante los años 2000, 2001, 2002 y 2003. Estos datos fueron procesados en el CfA usando paquetes desarrollados específicamente para observaciones FAST COMBO. Los espectros individuales fueron calibrados en longitud de onda y combinados utilizando las rutinas del paquete *onedspec* de IRAF¹. Los tiempos de exposición abarcan desde fracciones de segundo a 1200 segundos, dependiendo principalmente del brillo de la estrella y condicionado a que el espectro resultante tuviese un valor de la razón señal-ruido (SN: del inglés, Signal to Noise) mayor a 10 en la región central del espectro. La Figura 2.2 muestra 4 ejemplos de espectros FAST corregidos por la respuesta relativa del sistema. Esta corrección se realizó utilizando la tarea *sensfunc* de IRAF y observaciones de estándares espectrofotométricas. En la figura podemos apreciar una estrella estándar AO, dos estrellas HAeBe y una estrella de continuo (ver §4). Los espectros de la muestra de HAeBe se encuentran disponibles en la página web: <http://www.cida.ve/~jesush/haebe/principal.html>²

¹ Image Reduction and Analysis Facility; <http://iraf.noao.edu/>

² Mirro <http://cfa-www.harvard.edu/cfa/youngstars//jhernand/haebe/principal.html>

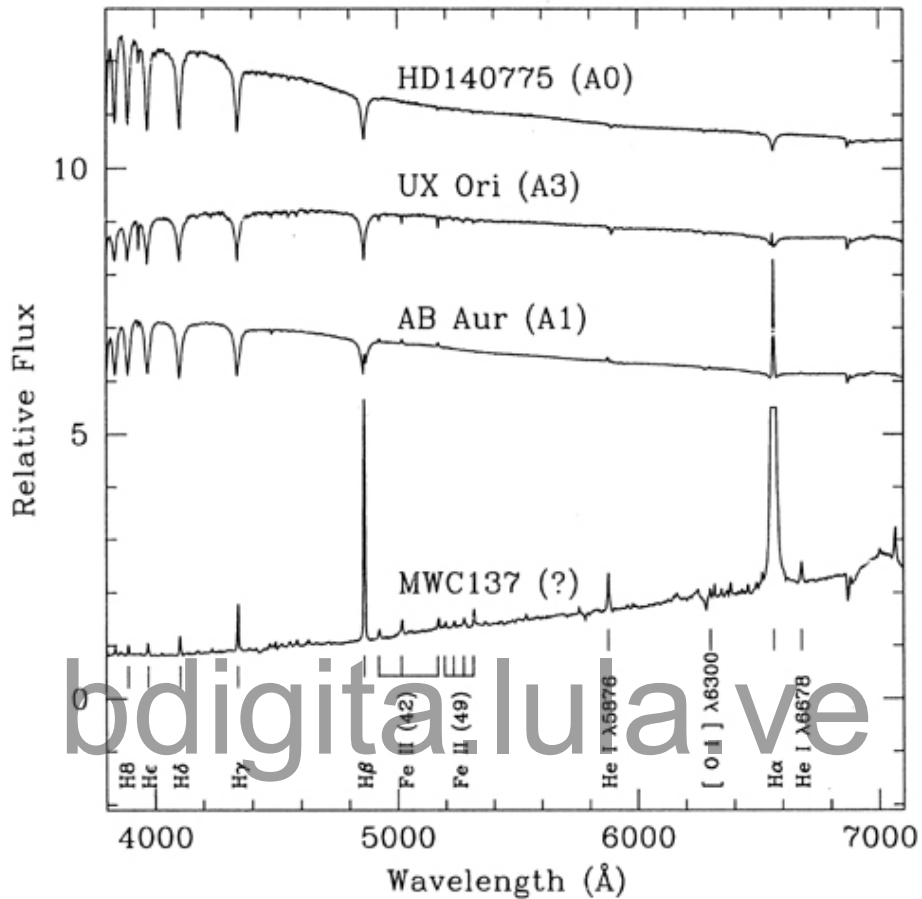


Figura 2.2: **Ejemplo de espectros tomados con FAST (Hernández et al., 2004):** Una estrella estándar A0 (HD140775), dos HAeBe (UX Ori y AB Aur) y una estrella de continuo (MWC 137). En UX Ori solo la línea H α se encuentra en emisión, sin embargo, posee absorción anómala en las líneas del multiplete 42 de Fe II [Fe II (42)]. AB Aur muestra estas líneas en emisión en conjunto con líneas de He I, [O I] y las más altas líneas de la serie de Balmer. MWC 137 exhibe toda la serie Balmer en emisión y la mayoría de las otras líneas, la ausencia de rasgos en absorción impide la determinación de un tipo espectral.

Capítulo 3

Esquemas de clasificación espectral

Con el objetivo de obtener tipos espectrales en un sistema homogéneo que tome en cuenta los signos de actividad estelar y circumestelar presentes en los espectros de estrellas PMS, se diseñó un esquema de clasificación espectral originalmente concebido para asignar tipos espectrales a objetos más tempranas que G.5, rango espectral donde se encuentran las estrellas HAeBe (§3.1). Este esquema posteriormente fue extendido para incluir índices que permiten clasificar estrellas en el rango de tipo espectral de las estrellas T Tauri (K5 o más tardío; §3.2). Finalmente, completamos el esquema de clasificación espectral incluyendo índices optimizados para asignar tipos espectrales a estrellas T Tauri de masas intermedias (de F tardío a K temprano; §3.3). En este capítulo se describe detalladamente el esquema de clasificación espectral en §3.1, la metodología descrita allí se aplica de manera similar en las secciones restantes, §3.2 y §3.3.

3.1. Esquema para las estrellas HAeBe

La clasificación espectral de estrellas HAeBe se basa principalmente en la intensidad de líneas atómicas en absorción tales como líneas de hidrógeno de la serie de Balmer, líneas de helio (He I) y líneas de hierro (Fe I). Para las estrellas tipo F y G los rasgos espectrales útiles en clasificación espectral incluyen líneas de calcio (Ca I, Ca II), líneas de magnesio ionizado (Mg II), líneas de manganeso ionizado (Mn II) y la banda de CH localizada a 4300 \AA , conocida siguiendo la notación de Fraunhofer, como la banda G.

Los rasgos presentados en esta sección fueron seleccionados de diferentes estudios de clasificación espectral para estrellas normales (Morgan et al., 1943; Stuck & Stock, 1999; Coluzzi, 1999; Gray et al., 2001; Pritchett & van der Bergh,

1977; Reid et al., 1995) y para estrellas PMS (Strom et al., 1972; Cohen & Kuhi, 1979; Finkenzeller, 1985; Waters & Waelkens, 1998; Hillenbrand, 1995). Los índices espectrales fueron construidos a partir del ancho equivalente (W_λ ; del inglés equivalent Width) de cada rasgo seleccionado. El W_λ fue obtenido midiendo el decrecimiento del flujo producido por la línea de absorción con respecto al continuo esperado al interpolar dos bandas adyacentes (Hillenbrand, 1995), localizadas en la parte roja (RCB; en inglés Red Continuum Band) y en la parte azul (BCB; en inglés Blue Continuum Band) con respecto a la banda que incluye el rasgo espectral (FB; en inglés Feature Band). La ecuación (3.1) muestra esta definición de ancho equivalente,

$$W_\lambda = \left(1 - \frac{F_{FB}}{F_{BCB} + \frac{\lambda_{FB} - \lambda_{BCB}}{\lambda_{RCB} - \lambda_{BCB}} (F_{RCB} - F_{BCB})} \right) \Delta\lambda_{FB} \quad (3.1)$$

donde F_{FB} , F_{RCB} , F_{BCB} son los flujos localizados en las longitudes de onda centrales de la banda que incluye el rasgo (λ_{FB}) y las bandas adyacentes de continuo (λ_{RCB} , λ_{BCB}). $\Delta\lambda_{FB}$ es el ancho de FB; similarmente $\Delta\lambda_{RCB}$ y $\Delta\lambda_{BCB}$ son el ancho de las bandas de continuo. La Figura 3.1 muestra esquemáticamente la definición de estas cantidades. Los W_λ o índices medidos por esta vía poseen la ventaja de ser poco sensibles al enrojecimiento siempre y cuando las longitudes de onda centrales de las bandas de la Figura 3.1 no estén muy separadas entre si. Si las bandas son relativamente anchas se incrementa la posibilidad de que el índice sea independiente de la SN del espectro, sin embargo incrementar el ancho de las bandas implica que las longitudes de onda centrales de las bandas tiendan a distanciarse afectando la independencia del índice con respecto al enrojecimiento. De esta manera se debe seleccionar la configuración del índice (Δ_{FB} , Δ_{RCB} , Δ_{BCB} , λ_{FB} , λ_{RCB} , λ_{BCB}) de tal forma que se minimicen simultáneamente los efectos producidos por enrojecimiento y por baja señal ruido.

La calibración se realizó midiendo los índices espectrales en nuestra secuencia de estándares (§2.1), y graficando estos valores contra el tipo espectral de los

objetos que conforman la secuencia de estándares.

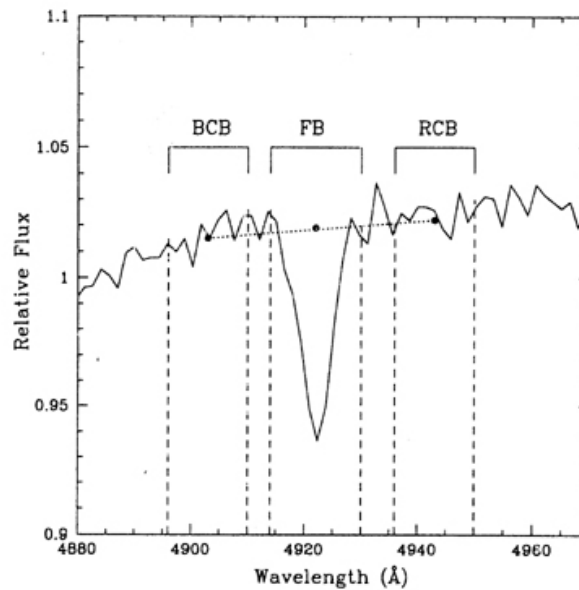


Figura 3.1: **Configuración del índice de clasificación (Hernández et al., 2004).** El continuo se establece interpolando las bandas adyacentes (BCB y RCB) a la banda central del rasgo (FB). Las líneas cortadas muestran los límites de cada banda. La línea punteada muestra el continuo proyectado.

Con el fin de optimizar la calibración de cada índice, hemos cambiado el ancho de las bandas BCB, RCB y FB (de 6 a 30 Å, en pasos de 2 Å) y deslizamos estas bandas sobre el espectro cambiando ligeramente la longitud central de las mismas. En cada configuración del índice medimos el coeficiente de correlación entre el $W\lambda$ y el tipo espectral. Finalmente seleccionamos como índice optimizado aquel índice cuya configuración posea el mayor coeficiente de correlación.

Utilizando el índice optimizado ajustamos líneas rectas a los valores de $W\lambda$ como función del tipo espectral dentro de varios intervalos en tipo espectral. El error del ajuste se determina a partir de la raíz cuadrática media de las diferencias en $W\lambda$ entre las estrellas estándares y la línea de calibración. Esta metodología se ilustra en la Figura 3.2, la cual muestra la calibración de cuatro de los índices que conforman el esquema de clasificación espectral. El panel superior izquierdo muestra la calibración del índice 19 (relacionado con las

líneas He I y Fe I), para este índice fue necesario el ajuste de 3 líneas en diferentes intervalos de tipo espectral (índices multivaluados). El primer y segundo intervalo se debe a la línea He I $\lambda 4922$,

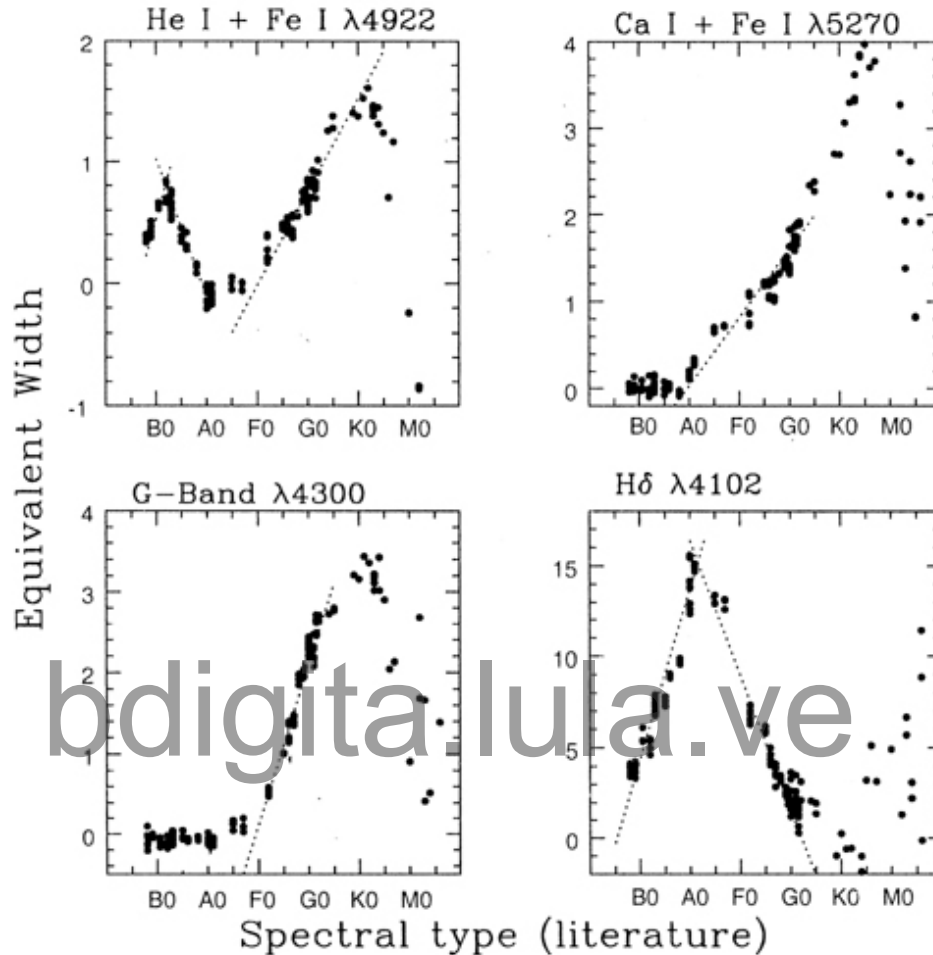


Figura 3.2: **Ejemplo de calibración de índices espectrales (Hernández et al., 2004)**. Las líneas punteadas representan el ajuste de primer orden para cada índice espectral. El índice He I+Fe I $\lambda 4922$ (panel superior-izquierdo) alcanza un máximo en B2 debido a la absorción de He I $\lambda 4922$, esta absorción desaparece en A0, en donde comienza la contribución de la línea Fe I $\lambda 4925$. Los índices Ca I+Fe I $\lambda 5270$ (panel superior-derecho) y G-band (panel inferior-izquierdo) poseen un comportamiento monótonico, siendo ambos índices monovaluados en su rango útil. El índice H α (panel inferior-derecho) muestra un comportamiento multivaluado, tiene una pendiente positiva entre B0 y A0, siguiendo el incremento en la absorción de la línea Balmer H δ , luego cambia de pendiente debido al decrecimiento en esa línea. Estos índices multivaluados

deben combinarse con otros índices para inferir el intervalo adecuado en tipo espectral la cual, tiene un máximo de absorción en $\sim B2$, el primer intervalo corresponde al crecimiento de este rasgo mientras el segundo intervalo corresponde al decrecimiento del índice hasta A0, en donde el W_λ es mínimo. El tercer intervalo corresponde al incremento del índice debido a la presencia de la línea Fe I $\lambda 4921$ a F0, la cual continuamente se hace más fuerte hasta los tipos espectrales G tardíos. El comportamiento de los rasgos mostrados en los paneles derecho superior (Ca I + Fe I $\lambda 5270$) e izquierdo inferior (G-band) de la Figura 3.2 son más monotónicos y solamente fue necesario el ajuste de una sola línea de calibración (índices monovaluados). El gráfico correspondiente a la línea Balmer H δ (panel inferior derecho) indica que este índice es multivaluado, ya que fue necesario el ajuste de dos líneas de calibración, pues este rasgo posee un máximo de absorción en $\sim A0$.

La Tabla 3.1 muestra información referente a los índices que componen el esquema de clasificación para estrellas tipo HAeBe. La columna 1 muestra el número del índice, la columna 2 muestra el principal rasgo espectral responsable de la absorción en la banda FB, la cual está centrada en el valor especificado en la columna 3. El rango espectral útil del ajuste se muestra en la columna 4. El coeficiente de correlación calculado en el rango descrito en la columna 4 se muestra en la columna 5. El error del ajuste se muestra en la última columna.

Nuestro método de clasificación se puede resumir de la siguiente manera. Primero, usamos los rasgos más fuertes como la banda G y las líneas Fe I, Ca I y He I para establecer si la estrella es más temprana o más tardía que A0. Esto permite seleccionar el intervalo en tipo espectral en el que los índices multivaluados H δ y H γ , (índices Balmer) son adecuados para la estrella a clasificar (estrella problema). Los índices Balmer son usados para localizar aun mejor el rango en tipo espectral en donde se encuentra la estrella problema; de esta manera se seleccionaron de la Tabla 3.1 los índices útiles y sus intervalos para asignar tipo espectral a la estrella problema. Excluimos los índices Balmer

de la lista de índices útiles, debido a que estos pueden estar contaminados por líneas de emisión, en especial si la estrella es PMS. Los índices Balmer también son sensibles al tipo luminoso, especialmente en estrellas con tipos espectrales cercanos a A0 (Morgan et al., 1943; Gray et al., 2001). De esta forma los índices 4 y 10 de la Tabla 3.1 no contribuyen en el resultado final del esquema.

Una vez seleccionados los índices útiles, calculamos el tipo espectral y su error correspondiente.

bdigita.lula.ve

Tabla 3.1: Índices del esquema de clasificación para estrellas HAeBe

ID	Rasgo	λ_{FB} (Å)	Rango Espectral	Coefficiente de Correlación	Error de ajuste (subtipos)
1	Ca II (K)	3933	A0-G0	0.99	1.6
2	He I	4026	O8-B3	0.82	2.6
2	He I	4026	B3-A0 *	-0.97	1.6
3	Fe I + Sc I	4047	F2-K1	0.91	2.7
4	H δ	4102	O8-A1 *	0.97	1.4
4	H δ	4102	A1-F9	-0.99	1.4
5	He I + Fe I	4144	O8-B3	0.84	2.3
5	He I + Fe I	4144	B3-A1 *	-0.97	1.7
5	He I + Fe I	4144	F5-K3	0.88	3.2
6	CN + Fe I	4175	F5-G9	0.85	2.3
7	Ca I	4226	F2-K3	0.94	2.6
8	Fe I	4271	F2-K5	0.95	2.6
9	CH (Gband)	4305	F2-G2	0.98	0.8
10	H γ	4349	O8-A1 *	0.98	1.1
10	H γ	4349	A1-K6	-0.99	1.1
11	He I + Fe I	4387	O8-B3	0.50	3.0
11	He I + Fe I	4387	B3-A1 *	-0.95	1.5
11	He I + Fe I	4387	F2-K4	0.99	1.4
12	Mn I + Fe I	4458	F2-K4	0.96	2.1
13	He I + Fe I + Mn II	4471	O8-B2	0.87	2.0
13	He I + Fe I + Mn II	4471	B2-A1 *	-0.99	0.9
13	He I + Fe I + Mn II	4471	A7-K1	-0.96	2.1
14	Mn II	4481	B5-A1	0.98	0.9
15	Fe I + Mn II	4490	B5-A1	0.98	0.8
16	Fe I	4532	A0-G5	0.98	2.8
17	He II + Fe I	4669	O8-B3	0.93	1.2
18	Fe I	4787	A5-K3	0.97	3.1
19	He I + Fe I	4922	O8-B2	0.93	1.0
19	He I + Fe I	4922	B2-A1 *	-0.98	1.5
19	He I + Fe I	4922	A7-K4	0.98	1.7
20	He I + Fe I + Ti I	6016	A0-K5	0.95	3.8
21	Fe I + Ti I + Cr I	5079	A0-K3 *	0.98	2.8
21	Fe I + Ti I + Cr I	5079	K5-M5	-0.92	2.0
22	Fe II + Mg I	5173	A0-G0	0.96	3.2
23	Ca I + Fe I	5270	A0-K0	0.96	2.9
24	Fe I	5329	F2-K5	0.96	2.1
25	Fe I	5404	O8-B2 *	0.90	1.3
25	Fe I	5404	F5-K5	0.97	1.8
26	Ca I + TiO	5589	A0-K3 *	0.95	3.7
26	Ca I + TiO	5589	M0-M6	0.98	0.6
27	Fe I + Mg I + V I	5711	A5-K5 *	0.96	2.7
27	Fe I + Mg I + V I	5711	K5-M6	-0.96	1.1
28	He I + Na I + TiO	5876	O8-A0 *	-0.95	1.7
28	He I + Na I + TiO	5876	G9-M0	-0.96	1.0
29	Na I + Ti I	5890	F2-G2 *	0.89	2.2
29	Na I + Ti I	5890	G9-K7	0.97	1.1
30	Mn I	6015	F2-K5	0.94	2.8
31	Ca I + TiO	6162	F5-K3 *	0.97	1.8
31	Ca I + TiO	6162	K0-K7	0.96	1.1
32	He I	6678	B2-A0	-0.96	1.4
33	He I + TiO	7066	O8-A1 *	-0.96	2.6
33	He I + TiO	7066	M0-M6	0.97	0.7

Notas:

* Los índices multivaluados fueron optimizados en este intervalo

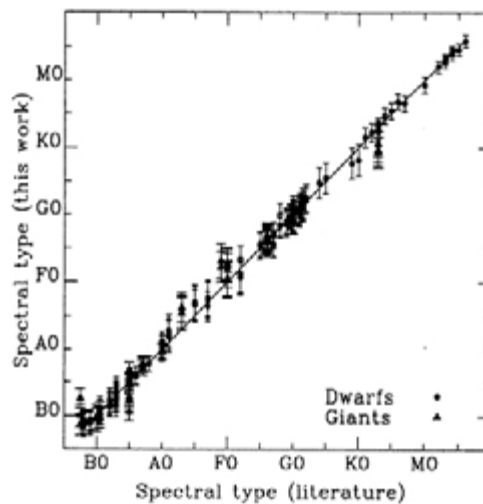


Figura 3.3: **Comparación del tipo espectral determinado en este trabajo con los tipos espectrales de literaturas previas (Hernández et al., 2004).** Círculos muestran las estrellas MS, las gigantes y subgigantes son representadas por triángulos. Las diferentes clases luminosas comparten la misma tendencia en el gráfico. Las barras de error indican la incertidumbre obtenida a partir de nuestro esquema de clasificación

bdigital.lula.ve

El error del tipo espectral que produce cada índice posee dos contribuciones, el error de ajuste discutido previamente (columna 5, Tabla 2.1) y el error en la medición de W_λ . Este error se calcula asumiendo una distribución estadística de Poisson (Gray, 1982, p.81), tal que el error en los flujos expresados en la ecuación (3.1) es la raíz cuadrada del número de cuentas dentro de cada banda (FB, BCB y RCB). Estos errores se propagan en la ecuación (3.1) para obtener el error en W_λ y sucesivamente el error en tipo espectral. El error individual en tipos espectrales dado por cada índice toma en cuenta el error de ajuste y el error de medición. De esta manera, combinamos los resultados dados por cada índice calculando el promedio pesado y su respectiva desviación estándar (σ_{SP}), en donde el peso se determina mediante el error individual de cada índice. En este punto, rechazamos los índices espectrales que conducen a resultados que se desvían más de $3 \sigma_{SP}$ del promedio pesado o aquellos índices con errores individuales más grandes que 6 subtipos espectrales. Así, minimizamos la posible contaminación en el resultado final por

presencia de artefactos, líneas en emisión ó rasgos en absorción originados fuera de la fotosfera. Finalmente, se calcula de nuevo el promedio pesado y la desviación estándar para obtener el tipo espectral definitivo y su error.

Este esquema de clasificación es casi independiente del tipo luminoso, ya que la mayoría de los índices usados en este esquema no son sensibles a la gravedad superficial de la estrella. La Figura 3.3 muestra el tipo espectral determinado con nuestro método versus el tipo espectral publicado para los estándares de la secuencia principal (clase luminosa V) y de las ramas gigantes (tipo luminoso III) y subgigantes (clase luminosa IV). Observamos que el error de calibración no cambia significativamente cuando se incluyen estrellas de clases luminosas III y IV. Las incertidumbres derivadas a partir de las diferentes clases luminosas son más pequeñas que los errores de medición de cada índice.

3.2. Esquema para las estrellas T Tauri

El esquema de clasificación presentado previamente (esquema HAeBe) incluye algunos índices que permiten estimar a grosso modo tipos espectrales en objetos más tardíos que G5. Sin embargo, ya que los índices del esquema HAeBe fueron optimizados principalmente para tipos espectrales B, A y F, es necesaria la incorporación de índices optimizados en otros rangos de tipo espectral. En esta sección presentamos la incorporación de índices basados en bandas moleculares de TiO las cuales permite clasificar estrellas K5 y más tardías. Los índices seleccionados de diferentes trabajos (Copen & Kuhl, 1979; Kirkpatrick et al., 1991; Reid et al., 1995; Hillenbrand, 1995; Briceño et al., 1998; Stock & Stock, 1999) fueron optimizados hallando el máximo coeficiente de correlación tal como se explica en la sección previa. Debido a las características propias de los rasgos de TiO, fue necesario aumentar el ancho de las bandas al optimizar dichos índices. La Tabla 3.2 muestra la información más relevante de estas bandas. La columna 1 muestra la identificación del índices, la columna 2 el rasgo espectral principal dentro de la banda, centrada

en el valor especificado en la columna 3. Las columnas 4 y 5 muestran el rango útil en tipos espectrales y el coeficiente de correlación dentro de este rango. A diferencia del esquema HAeBe, el tipo espectral a partir de cada índice fue obtenido interpolando el valor medido del $W\lambda$. De la estrella problema en la gráfica tipo espectral versus W), para la secuencia de estándares. Esto fue posible debido al comportamiento monovaluado de todos los índices de TiO de

Tabla 3.2: Índices del esquema de clasificación para estrellas T Tau

ID	Rasgo	λ_{FB} (Å)	Rango Espectral	Coefficiente de Correlación
1	TiO	4775	K3-M6	0.98
2	TiO	4975	K3-M6	0.98
3	TiO	5225	K3-M6	0.98
4	TiO	5475	K4-M6	0.98
5	TiO	5600	K5-M6	0.97
6	-	5950	K6-M6	0.98
7	TiO	6255	K4-M6	0.99
8	TiO	6800	K3-M6	0.99
9	TiO	7100	K5-M6	0.97
10	TiO	7150	K5-M6	0.98

la Tabla 3.2. De esta forma, el error en el tipo espectral depende solamente del error de medición del $W\lambda$ de la estrella problema.

3.2. Esquema para las estrellas IMTT

Ya que el esquema de clasificación de la sección 3.1 fue optimizado para estrellas B, A y F y el esquema de la sección 3.2 posee un rango útil para, estrellas K5 y más tardías, es necesaria la incorporación de índices en la region intermedia de tipo espectral para complementar el sistema de clasificación. Con la incorporación de los índices descritos en la Tabla 3.3, optimizados para estrellas G y K tempranas, el conjunto de esquemas de esta contribución es apropiado para asignar tipos espectrales a objetos dentro del rango definido

por nuestra secuencia de estándares (O8-M6). El tipo espectral resultante a partir de cada índice fue calculado interpolando el valor del $W\lambda$ en la relación tipo espectral vs $W\lambda$ para la secuencia de estándares (ver 3.2). Todos los índices de la Tabla 3.3 son monovaluados en el rango definido por este esquema.

Tabla 3.3: Índices del esquema de clasificación para IMTTS

ID	Rasgo	λ_{FB} (Å)	Rango Espectral	Coefficiente de Correlación
1	Ca I	4226	G0-M0	0.92
2	Gband	4290	F5-K5	0.96
3	Fe I	4370	F5-K4	0.98
4	Fe I	4458	A5-K5	0.97
5	Mg I	5170	F0-K4	0.99
6	Ca I	5277	F5-K5	0.98
7	Fe I	5329	F5-K5	0.98
8	Fe I	5406	G0-K4	0.96
9	Ca I	5590	F5-K5	0.97
10	Fe I	5709	G0-K5	0.98
11	Ca I	6165	G0-K5	0.90

3.4. Código de clasificación espectral

El código automatizado para los esquemas de clasificación descritos en la secciones previas se implementó utilizando la tarea *sband* de IRAF para medir el flujo en cada banda, y los lenguajes C-shell e IDL¹ para realizar los cálculos necesarios y obtener los resultados requeridos para cada esquema de clasificación, dada una lista de objetos problemas. La salida del código de clasificación muestra el tipo espectral, su error y el número de índices usados para su determinación, el esquema de clasificación utilizado y estimación del W_λ de $H\alpha$. El código de clasificación genera además un archivo postscript con información gráfica que permite una inspección directa de los resultados y de los objetos problemas. La Figura 3.4 es un ejemplo típico de la gráfica generada por el código de clasificación, esta muestra el espectro del objeto y una ampliación centrada en la región de $H\alpha$: y en la línea de Li $\lambda 6707$ que permite explorar candidatas PMS (paneles superiores). En los paneles inferiores se muestran gráficas referentes a los índices usados en la clasificación espectral, el panel izquierdo muestra el resultado del esquema de la sección 3.2, el panel central se refiere al esquema de la sección 3.3 y el panel derecho al esquema de la sección 3.1. Como se observa en los distintos paneles, el código trabaja con una escala numérica de tipo espectral entre 18 para el tipo espectral O8 y 67 para el tipo espectral K7 (los tipos espectrales M0, M1, M2... siguen el valor numérico 68, 69, 70...) Basado en estos gráficos, el código es capaz de establecer cuál esquema de clasificación es el más adecuado para la estrella problema, mediante un test χ^2 realizado entre el valor de tipo espectral asignado por cada esquema y los resultados individuales de los índices seleccionado por dicho esquema. El objetivo final es obtener el resultado del esquema con el mínimo valor de χ^2 .

¹ Interactive Data Language <http://www.rsinc.com/idl/>

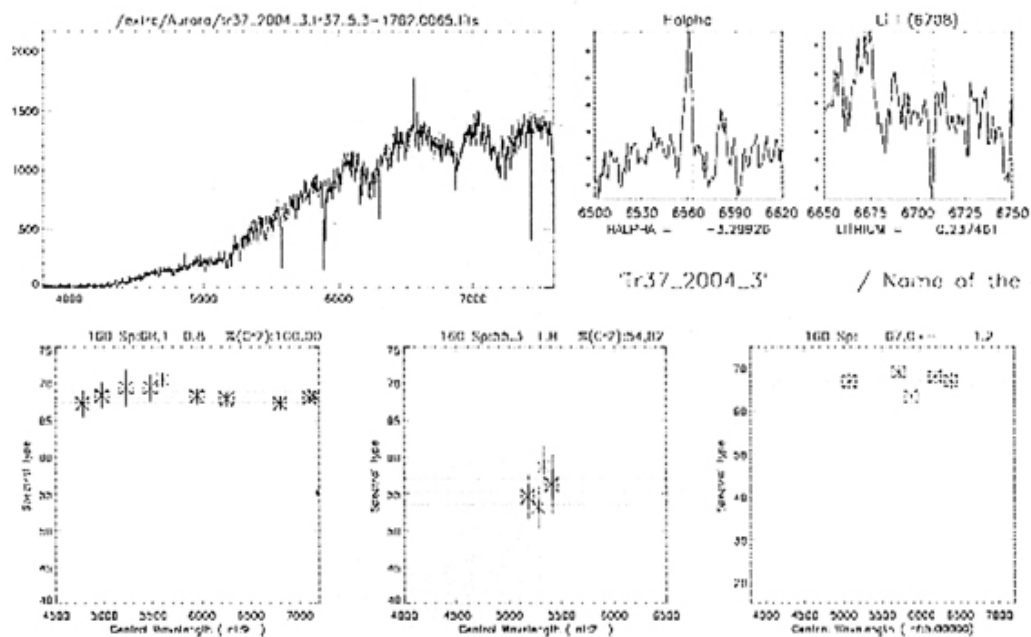


Figura 3.4: **Ejemplo del resultado generado por el código de clasificación automática.**

Se especifica el tipo espectral, su error determinado por los 3 esquemas de clasificación desarrollados en este trabajo (§3.2, panel inferior izquierdo; §3.3, panel inferior central; §3.1, panel inferior derecho). Se muestra el espectro total de la estrella y ampliaciones del mismo en la zona de $H\alpha$ y la línea $Li\ \lambda 6707$ más acorde para la estrella a clasificar. En el ejemplo se observa claramente que el resultado generado por el esquema descrito en §3.2 es el más acorde para la estrella a clasificar.

Capítulo 4

Aplicación del esquema de clasificación espectral

En este capítulo describiremos los resultados principales obtenidos al aplicar los esquemas de clasificación espectral descritos en el capítulo previo. En la sección 4.1 mostramos los resultados obtenidos para la muestra HAeBe. En la sección 4.2 se presentan los resultados obtenidos para la muestra de estrellas en las asociaciones OB cercanas. La última sección se refiere a aplicaciones adicionales que ha tenido el sistema de clasificación en otros trabajos.

4.1. Muestra de estrellas Herbig Ae/Be,

4.1.1. Consideraciones generales

En las estrellas HAeBe existen ciertos rasgos espectrales característicos de la presencia de actividad estelar y circumestelar que las distinguen generalmente de sus contrapartidas más evolucionadas, como son estrellas en la secuencia principal o estrellas post secuencia principal. Por definición, el rasgo más característico presente en los espectros de estrellas HAeBe es la línea $H\alpha$ en emisión, aunque algunas estrellas exhiben componentes en emisión en otras líneas de la serie de Balmer del hidrógeno ($H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, etc). Con frecuencia otros rasgos en emisión aparecen en algunas HAeBe, tales como las líneas [O I] $\lambda 6300$, He I $\lambda\lambda 5876, 6678$, el doblete de Na I $\lambda\lambda 5890, 5896$ y las líneas $\lambda\lambda 4924, 5018, 5169$ del multiplete 42 de Fe II (e.g, MWC137 en la Figura 2.2).

Algunas HAeBe muestran rasgos en absorción en su espectro que no aparecen en los espectros de estrellas de la secuencia principal del mismo tipo espectral. Algunos de estos rasgos que aparecen anormalmente en absorción son el doblete Na I $\lambda\lambda 5890, 5896$ y el multiplete 42 de Fe II (e.g., UX Ori en la Figura

2.2). Existen fuertes evidencias para creer que estos rasgos se originan fuera de la fotosfera estelar (Natta et al, 2000; Bertout, 2000; Graham, 1992; Grinin, 1988; Dullemond et al., 2003). Ya que tanto los rasgos en emisión como los rasgos que aparecen anormalmente en absorción no se originan en la fotosfera estelar, los denominaremos colectivamente rasgos no-fotosféricos.

La radiación de continuo generada fuera de la fotosfera estelar puede afectar el flujo estelar en las bandas usadas para determinar el tipo espectral (Herbig, 1960; Hamann & Persson, 1992; Corcoran & Ray, 1997; Bohm & Catala, 1994). La superposición de esta radiación de continuo sobre el espectro estelar (velamiento) es un efecto a tomar en cuenta cuando se intenta clasificar objetos PMS. El velamiento, el cual es dependiente de la longitud de onda, reduce la profundidad del rasgo de absorción afectando la determinación del tipo espectral. Algunas de las estrellas de la muestra de HAeBe están completamente veladas, mostrando casi todos los rasgos espectrales en emisión (Herbig, 1960; Hamann & Persson, 1992; Waters & Waelkens, 1998). Esos objetos denominados objetos de continuo (u objetos velados), debido a la fuerte presencia de radiación continua no fotosférica, no pueden ser clasificados por la carencia casi completa de rasgos fotosféricos (por ejemplo, MWC 137 de la Figura 2.2, ver además sección 4.1.5)

El sistema de clasificación descrito en la sección 3 fue diseñado para evitar los problemas causados por rasgos no-fotosféricos. Esto fue logrado gracias al uso de un número significativo de índices sensibles a la temperatura efectiva, y requiriendo que la mayoría de los tipos espectrales calculados por cada uno de los índices converjan en un único tipo espectral, calculado mediante un promedio pesado de los resultados individuales (vea sección 3.1). De esta forma si algunos de los índices están afectados por una contribución no fotosférica, se detectan fácilmente y no son tomados en cuenta en la determinación del tipo espectral definitivo. Algunos de los índices que pueden ser afectados por rasgos no-fotosféricos (ver Tabla 3.1) son: el índice 1 afectado por la línea Ca II 3933; los índices 19 y 20 afectados por las líneas Fe

I $\lambda\lambda$ 4924, 5018 y He I $\lambda\lambda$ 4922, 5016; el índice 29 que incluye el doblete Na I $\lambda\lambda$ 5890, 5896; y los índices que incluyen las líneas de la serie de Balmer del hidrógeno (índices 4 y 10).

Aunque la rotación estelar puede en principio afectar los índices debido al ensanchamiento Doppler de la línea (e.g. Mora et al., 2001; Gray et al., 2001), este efecto no afecta nuestra determinación de tipo espectral debido a que el ancho de las bandas que incluyen las líneas son suficientemente amplias para contrarrestar el efecto de rotación. Además, nuestra resolución espectral (300 km s⁻¹ a 6000 Å) no es sensible a las velocidades rotacionales típicas de las HAeBe, ≤ 225 km s⁻¹ (Finkenzeller, 1985; Bohm & Catala, 1995).

Una complicación adicional al realizar una clasificación espectral puede ocurrir cuando la estrella es miembro de un sistema binario espectroscópico. La frecuencia de binarias espectroscópicas para HAeBe es mayor a 35 % (Corporon & Lagrange, 1999); de esta forma existe la posibilidad finita de observar espectros combinados en nuestra muestra. Sin embargo, ya que en su mayoría, la componente primaria tiende a ser mucho más luminosa que sus acompañantes (Corporon & Lagrange, 1999), los índices de clasificación espectral están dominados por los rasgos espectrales de la estrella primaria.

De 75 estrellas que componen la muestra inicial de HAeBe (§2.2), hemos determinado tipos espectrales para 58 objetos (77 % de la muestra). De esos 58 objetos, 46 tienen tipo espectral F5 o más tempranos. De esta lista, 39 objetos son confirmados como estrellas HAeBe (§4.1.2), los restantes 7 objetos tienen estado evolutivo incierto y se discutirán en mayor detalle en la sección 4.1.3. Las estrellas clasificadas con un tipo espectral más tardío que F5 serán discutidas en la sección 4.1.4. Las estrellas de continuo que encontramos en nuestra muestra se discuten en la sección 4.1.5. Finalmente, el sistema de clasificación no fue capaz de asignar tipos espectrales confiables a 10 estrellas, estos objetos se discuten en la sección 4.1.6.

4.1.2. Estrellas confirmadas como HAeBe

En la Tabla 4.1 mostramos los tipos espectrales calculados para las 39 HAeBe encontradas en nuestra muestra, junto con tipos espectrales publicados previamente. Un 80 % de las estrellas tienen un error ≤ 2.5 subtipos espectrales. Las estrellas con alto enrojecimiento tienden a tener errores mayores debido a que la alta extinción disminuye significativamente el flujo en longitudes de ondas cortas, incrementando de esta forma el error de medición del índice.

En la Figura 4.1 se compara el tipo espectral calculado según §3 con los tipos publicados previamente para diferentes subconjuntos de nuestra muestra (Cohen & Kuhl, 1979; Finkenzeller, 1985; Hillenbrand, 1995; Mora et al, 2001): Nuestra determinación se compara mejor con los tipos espectrales calculados por Mora et al. (2001), los cuales usaron espectros multi-época de alta resolución. Solamente la estrella VV Ser (HBC 282) difiere por más de tres subclases en esta comparación. La convergencia del tipo espectral calculado a partir de las líneas de He I $\lambda\lambda$ 4026, 4144, 4387, 4471 y 5876 apoyan nuestro resultado ($B6 \pm 2$ subtipos). Además, Mora et al. (2001) mencionan una gran incertidumbre (> 5 subtipos) en la determinación del tipo espectral de objetos como VV Ser, que rotan rápidamente ($V_{\text{rot}} > 229 \text{ km s}^{-1}$).

Existe gran discrepancia en los tipos espectrales calculados previamente para algunas estrellas. Por ejemplo, el tipo espectral publicado para LkH α 208 (HBC 193) va desde B5 a F0; nuestro resultado, basado en las líneas de Ca I $\lambda\lambda$ 5270, 5589, Fe I λ 5079, y Mg I λ 5711, da un tipo espectral $A7 \pm 3$ subtipos. Algunos índices espectrales calculados para LkH α 208 parecen estar contaminados por el rasgo no fotosférico en absorción de las líneas de Fe II (42)¹ esto podría explicar la gran discrepancia entre diferentes autores. La estrella LkH α 234 catalogada por Cohen & Kuhl (1979) como 09, muestra suficientes líneas de helio neutral en su espectro como para favorecer nuestro

¹ el valor del multiplete está entre paréntesis

tipo espectral $B7 \pm 3.5$ subtipos, el cual es más consistente con los resultados de Mora et al. (2001) y Finkenzeller (1985). Las estrellas LkH α 338 (HBC 196) y LkH α 339 (HBC 197) muestran las mayores discrepancias al comparar nuestro tipo espectral con el dado por Cohen & Kuhi (1979, ver panel derecho superior de la Figura 4.1), ellos clasifican ambas estrellas como F2, sin embargo, el espectro no muestra evidencia de la banda G o de otras líneas metálicas esperadas si este fuera el tipo espectral correcto.

bdigita.lula.ve

Tabla 4.1: Estrellas confirmadas como HAeBe

HBC	Nombre	T.Esp.	Error	Str72	CK79	Fink84	Fink85	Hill95	Mora01
3	V633 Cas	B9	2.5	-	B3	d	Ae	A5	-
78	AB Aur	A1	1.5	B9	A0	A0	B9	A0	d
154	T Ori	A0	2.5	-	A5	A5	A3	A2	A3IV
170	RR Tau	A0	2.0	A3	A6	d	A3-A5	A3	A0IV
192	HD250550	B9	1.5	-	B6	A0	B9	B9	-
193	LkH α 208	A7	3.0	B8	F0	d	B5-B9	A2	-
196	LkH α 338	B9	3.5	-	F2	-	-	-	-
197	LkH α 339	A1	3.0	-	F2	-	-	-	-
219	V590 Mon	B7	2.0	A2	B9	d	B8	B7	-
282	VV Ser	B6	2.0	-	d	d	B1-B3	B9	A0V
284	AS310 NW	B1	2.0	-	B0	d	B-A	-	-
293	PX Vul	F3	1.5	-	F5	-	-	-	F3V
305	LkH α 324	B8	2.5	-	B5	-	-	-	-
309	LkH α 234	B7	3.5	B5	O9	d	B5-B7	B3	B5V
310	BD+463471	A0	1.0	A2	-	A4	A0	A0	-
313	LkH α 233	A4	3.0	A7	A7	d	A7	A5	-
324	MC1	A7	2.5	d	-	A5	-	-	-
329	VX Cas	A0	1.5	-	-	-	-	-	A0V
334	RNO 6	B3	2.5	-	-	-	-	-	-
348	IP Per	A6	2.0	-	-	-	-	-	-
350	XY Per EW	A5	1.5	-	-	d	A2II-B6	-	A2IV
373	V892 Tau	B8	3.0	-	-	d	A0	A6	-
430	UX Ori	A3	2.5	-	-	-	-	A3	A4IV
451	HD245185	A1	2.0	-	-	A0	A5	A1	-
464	CQ Tau	F3	2.0	-	-	-	-	-	F5IV
492	p26887	A6	3.0	-	-	-	-	-	-
493	V350 Ori	A1	2.5	-	-	-	-	-	A2IV
528	LkH α 215	B6	2.5	B7	B1	d	B7-B8	B7	-
529	HD259431	B6	2.5	B5	A0	B2	B6	B5	-
548	LkH α 218	A0	2.0	-	B6	d	B6	A0	-
551	LkH α 220	B8	2.0	-	B5	d	B5	-	-
686	WW Vul	A3	2.0	-	-	-	-	-	A2IV
689	V1685 Cyg	B3	2.0	B2	-	B3	B2	B2	B2
705	LkH α 147	B2	3.5	-	d	-	-	-	-
726	HD200775	B3	1.0	B5	-	B2.5	B3	B3	-
730	BD+651637	B4	1.0	B2	-	B3	B5	B3	-
734	BH Cep	F5	2.0	-	-	-	-	-	F5III
735	BO Cep	F4	1.0	-	-	-	-	-	F5V
736	SV Cep	A0	1.5	-	-	-	-	-	A2IV

Notas:

Str72 : de Strom et al. (1972); CK79 : de Cohen & Kuhi (1979); Fink84 : de Finkenzeller & Mundt (1984);
 Fink85 : de Finkenzeller (1985); Hill95 : de Hillenbrand (1995); Mora01 : Spectral type from Mora et al. (2001)
 d: Estrella observada, pero tipo espectral no asignado

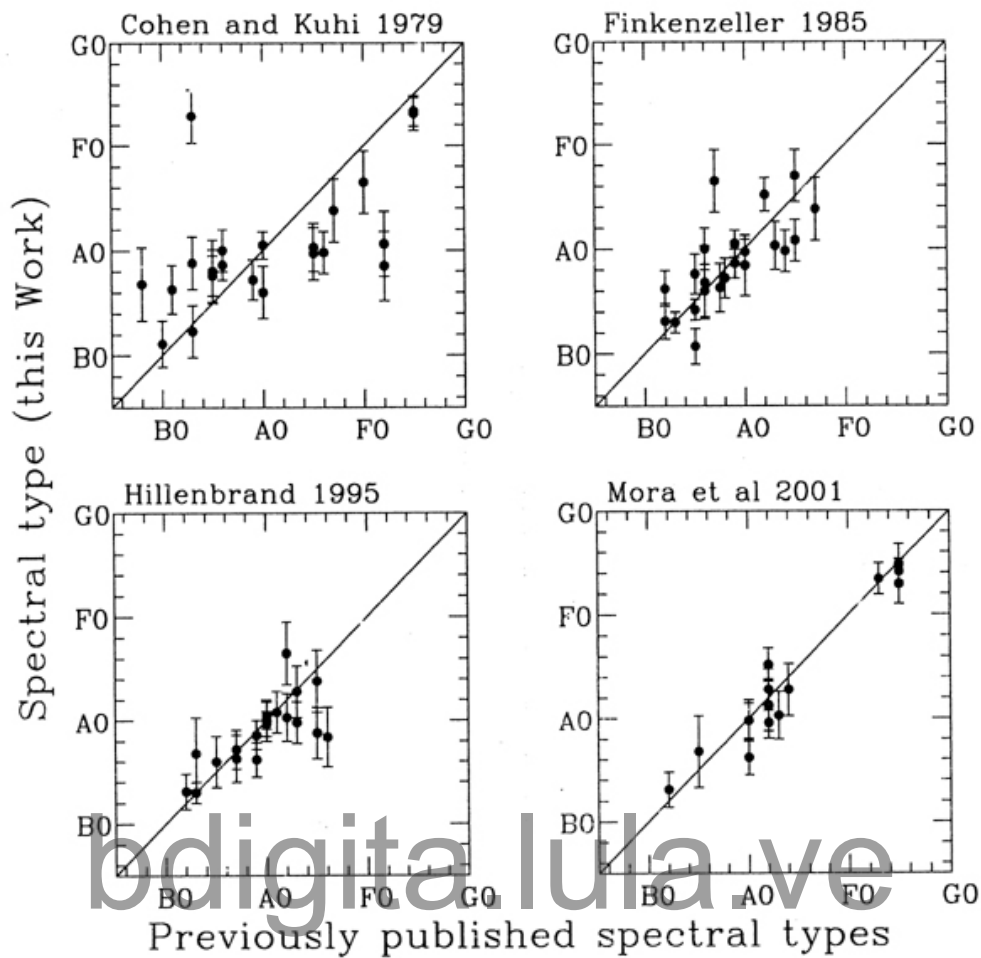


Figura 4.1: Comparación del tipo espectral determinado en este trabajo para las HAEBe y los valores publicados previamente (Figura de Hernández et al., 2004). Las barras de errores son las incertidumbres en nuestra determinación de tipo espectral. A modo de comparación mostramos en cada panel la línea de pendiente uno. La dispersión más alta se observa al comparar nuestros resultados con los de Cohen & Kuhi (1979). La mejor correspondencia se obtiene al comparar con Mora et al. (2001), quienes usaron espectros multi-época de alta y mediana resolución.

4.1.3. Estrellas con estado evolutivo incierto

En esta sub sección analizaremos objetos que necesitan estudios adicionales

para clarificar su estado evolutivo. A excepción de la estrella PQ Ori, los objetos descritos aquí y listados en la Tabla 4.2 fueron rechazados previamente por diferentes autores como objetos HAeBe. La estrella LkH α 341 (HBC 201) fue rechazada por Thé et al. (1994) como HAeBe debido a la ausencia de exceso en las bandas del infrarrojo medio (IRAS²). Esta estrella fue clasificada por Cohen & Kuhl (1979) como B3, pero en nuestro espectro se observan claramente líneas metálicas como Ca I $\lambda\lambda$ 4226, 5270, 5589, Fe I $\lambda\lambda$ 4387, 4922, y Mg I λ 5711, además de la banda G, indicando un tipo espectral más tardío. Nuestro análisis de todos esos índices converge en un tipo espectral F3 \pm 2.5 subtipos. Estudiando la fotometría del cercano infrarrojo de Cohen & Kuhl (1979), derivamos para LkH α 341 un pequeño exceso en las bandas JHKL usando una ley de extinción estándar ($R_v=3.1$), pero este exceso desaparece si usamos una ley de extinción con $R_v =5.0$ (ver sección 5.2). Este comportamiento también es observado en la estrella LkH α 118 (HBC 281) cuando usamos las magnitudes JHKL de Winter et al. (2001). Este objeto también fue rechazado por Thé et al. (1994) como estrella HAeBe. El tipo espectral de LkH α 118 difiere por más de 4 subtipos del valor dado por Finkenzeller (1985). Nuestro resultado se sustenta en la intensidad de las líneas de He I y He II.

Las estrellas LkH α 201 (HBC 7) y LkH α 350 (HBC 314) fueron catalogadas por Herbig & Bell (1988) como posibles estrellas clásicas Be y rechazadas por Thé et al. (1994) como estrellas HAeBe debido a la ausencia de exceso en las bandas IRAS. Sin embargo esas estrellas muestran algunos rasgos característicos de estrellas PMS. LkH α 201 muestra líneas de emisión en Ha, y Fe II(42). Similarmente, la estrella LkH α 350 muestra emisión en las líneas H α y H, β además de los rasgos no-fotosféricos en absorción originados por las bandas interestelares difusas (DIB, del inglés Diffuse Interstellar Bands), localizadas a $\lambda\lambda$ 5780, .5796, y 6283, y el doblete de Na I (Miroshnichenko et al, 2003). Ambas estrellas poseen gran enrojecimiento ($A_v > 5$) y una ley de

² InfraRed Astronomical Observatory; <http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/iras.html>

extinción anómala ($R_v > 3.1$, §5.2), características esperadas para estrellas embebidas en la nube molecular.

PQ Ori no muestra diferencias significativas respecto a una estrella F3 en la secuencia

Tabla 4.2: Estrellas con estado evolutivo incierto

HBC	Nombre	T.Esp.	Error	Str72	CK79	Fink84	Fink85	Hill95	Mora01
7	LkH α 201	B2	2.5	-	B3	-	-	-	-
160	PQ Ori	F3	1.5	-	F5	-	-	-	-
201	LkH α 341	F3	2.5	-	B3	-	-	-	-
281	LkH α 118	B1	2.0	-	d	d	B5	-	-
297	V751 Cyg	A0	2.5	-	A5	-	-	-	-
314	LkH α 350	B8	3.0	B5	-	-	-	-	-
482	BN Ori	F4	2.0	-	-	-	-	-	-

Notas similares a la Tabla 4.1

principal. No posee líneas en emisión ni excesos en el cercano infrarrojo, determinados de la fotometría 2MASS³. La estrella V751 Cyg (HBC 297) ha sido catalogada como variable cataclísmica por diferentes autores (e.g; Robinson, 1973; Downes et al., 1995; Echevarría et al, 2002). Esta estrella cae por debajo de la secuencia principal en el diagrama H-R (§5.3).

4.1.4. Estrellas con tipo espectral más tardío que F5

En la Tabla 4.3 listamos las 12 estrellas de nuestra muestra con tipos espectrales más tardíos que F5. Aunque estas estrellas poseen un tipo espectral F o más temprano en el catálogo HBC (Herbig & Bell, 1988), nuestra clasificación da hasta un tipo espectral G temprano para algunas de ellas.

Existe un completo desacuerdo en el tipo espectral asignado por diferentes autores para la estrella V1686 Cyg (HBC 690), los valores van desde B2 (Thé et al., 1994) hasta F2 (Terra-negra et al., 1994). En particular, Mora et al. (2001) asignaron un tipo espectral A4 con más de 5 subtipos espectrales de

³ Two Micron All Sky Survey; <http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html>

error. En sus espectros multi-época (espectros EXPORT), que amablemente nos proporcionó Bruno Merín, los rasgos en absorción varían significativamente en el tiempo, este comportamiento en el espectro podría explicar la dificultad de obtener un tipo espectral confiable.

Tabla 4.3: Estrellas con tipo espectral más tardío que F5

HBC	Nombre	T.Esp.	Error	Str72	CK79	Fink84	Fink85	Hill95	Mora01
217	W84	F7	2.0	-	F8	-	-	-	-
222	W108	F7	2.0	-	F9	-	-	-	-
231	V360 Mon	G4	2.5	-	F8	-	-	-	-
308	LkH α 349	F9	2.0	-	F8	-	-	-	-
432	P102	F7	2.0	-	-	-	-	-	-
436	RY Ori	F7	2.5	-	-	-	-	-	F5IV
442	P1394	F8	1.5	-	-	-	-	-	-
460	MV Ori	G1	3.0	-	-	-	-	-	-
518	RNO 63	F7	2.5	-	F6	-	-	-	-
531	VSB2	G1	2.0	-	-	-	-	-	-
535	W121	G2	2.0	-	-	-	-	-	-
690	V1686 Cyg	F9	3.5	-	-	-	-	B5	A4V

Notas similares a la Tabla 4.1

Fuertes DIB ($\lambda\lambda$ 5780, 5797, 6284 y 6614) son claramente visibles en los espectros de EXPORT. Nuestros espectros lucen diferentes a los de espectros EXPORT, no mostrando las DIB. La presencia de la banda G y de líneas metálicas (Fe I, Ca I, Ca II y Mn I) son más consistentes con un tipo espectral F9. Esta estrella exhibe gran variabilidad fotométrica. El brillo de V1686 Cyg decrece progresivamente en más de 4.5 magnitudes en 7.5 años, luego se hace 4 magnitudes más brillante en un periodo de 4 años. El decrecimiento del brillo es acompañado por un enrojecimiento de la estrella, sugiriendo que este efecto puede ser causado por material cercano a la estrella. Además de esta variación de largo periodo, existen variaciones de periodo corto (2 magnitudes en 2 meses) que pueden estar asociadas a la variabilidad espectroscópica, pero esta suposición debe ser confirmada mediante estudios detallados dirigidos a clarificar la física involucrada en este comportamiento.

El espectro de las estrellas LkH α 349 (HBC 308) y RNO 63 (HBC 518) muestra perfiles P Cygni en H α , indicando material eyectado a velocidades mayores que nuestra resoluci3n espectral (300 km S⁻¹, ver tambi3n; Hessman et al., 1995).

Tabla 4.4: Estrellas de continuo

HBC	Nombre	Str72	CK79	Fink84	Fink85	Hill95	Mora01
40	LkH α 101	-	C	-	-	-	-
164	V380 Ori	B8	B9(C)	A1e	-	B9	-
199	MWC 137	-	-	Cont+e	Cont+e	B0	-
207	R Mon	-	B0	e+s	-	B0	B8III _{ev}
317	MWC 1080	-	B0(C)	eq	-	B0	-
330	V594 Cas	B8	O9.5	B8,B9eq	B8eq	B8	-
696	PV Cep	-	-	-	-	-	-

Notas similares a la Tabla 4.1

En VSB 2 (HBC 531) la l3nea H α es observada aparentemente en absorci3n, pero con un W λ . menor a la medida en una est3andar del mismo tipo espectral, esto indica la presencia de una componente en emisi3n que no fue detectada en nuestro espectro.

En la muestra de objetos F5 y m3s tard3os, solamente los objetos W84 (HBC 217) y V360 Mon (HBC 231) muestran emisi3n en H β y un W λ . $\geq 10 \text{ \AA}$ en la l3nea H α . Las l3neas [O I] $\lambda 6300$ y Fe II (42) no fueron detectadas en los objetos listados en la Tabla 4.3.

Una caracter3stica com3n presente en los objetos descritos en esta subsecci3n es la presencia en absorci3n de la l3nea Li I $\lambda 6708$. En el pasado este rasgo fue tomado indiscriminadamente como un indicador de juventud en estrellas de masa intermedia y baja masa (e.g; Strom et al., 1989). Sin embargo, este indicador de juventud no puede ser aplicado a estrellas m3s tempranas que $\sim K 5$, ya que la zona convectiva delgada no permite que el Li I llegue a regiones con temperatura suficiente para transmutar este elemento, y de esta forma la

estrella podría llegar a la secuencia principal con una cantidad no despreciable de litio primordial (Briceño et al., 1997). Sin embargo, la presencia de litio en absorción evidencia que esas estrellas no son post secuencia principal.

4.1.5 Estrellas de continuo

Un conjunto de objetos de nuestra muestra prácticamente no poseen rasgos en absorción en sus espectros, y debido a esto no fue posible asignarles tipo espectral. La mayoría de sus rasgos espectrales aparecen en emisión. Estas estrellas de continuo están listadas en la Tabla 4.4 y las medidas de $W\lambda$ de sus líneas en emisión más sobresalientes se muestran en la Tabla 4.5.

Tabla 4.5: Líneas en emisión en estrellas de continuo

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	LkH α 101	V380Ori	MWC137	RMon	MWC1080	V594Cas	PVCep
Ca II (1)	3934	-	-6.5	-	-1.8	-0.7 ^{pc}	-0.9	-
H ϵ + Ca II (1)	3969	-	-4.6	-5.6	-	-0.9 ^{pc}	-1.5	-
He I (18)	4026	-	-	-1.4	-	-	-	-
H δ	4102	-6.7	-0.7	-7.9	-	-1.9 ^{pc}	-1.5 ^{pc}	-
Fe II (27,28)	4176	-	-4.8	-1.6	-2.1	-3.0	-1.0	-
Fe II (27)	4233	-	-2.7	-1.1	-2.0	-2.0	-1.0	-
Fe II (27)+Ti II (41)	4301	-	-6.9	-	-3.7	-3.0	-1.8	-
Ti II (41)	4313	-	-	-	-	-0.8	-	-
H γ	4340	-9.0	-3.6	-14.9	-1.7 ^{pc}	-4.5 ^{pc}	-2.9 ^{pc}	-
Fe II (27)	4352	-	-	-	-2.0	-1.9	-	-
Fe II (27)+He I (51)	4385	-	-1.29	-0.9	-0.6	-1.3	-0.7	-
Ti II (19)	4395	-	-1.5	-	-0.8	-0.9	-0.7	-
Fe II (27)	4417	-	-2.0	-	-1.3	-0.9	-	-
Ti II (19)	4445	-	-1.4	-	-	-	-	-
Ti II (31)	4468	-	-1.1	-	-	-0.6	-	-
He I (14)	4472	-	-	-1.8	-	-	-	-
Fe II (37)	4491	-	-1.6	-1.0	-1.0	-1.3	-0.3	-
Fe II (38)	4508	-	-	-	-	-0.7	-0.4	-
Fe II (37,38)	4521	-2.5	-5.0	-1.3	-2.4	-3.0	-1.2	-
Fe II (37)	4534	-	-	-	-	-0.4	-	-
Fe II (38)	4549	-2.3	-	-	-	-1.8	-1.3	-
Fe II (37)	4556	-2.6	-5.8	-2.1	-2.7	-2.9	-1.0	-
Fe II (38)	4576	-	-	-	-	-0.7	-0.2	-
Fe II (37,38)	4584	-3.7	-4.9	-1.7	-2.5	-3.3	-1.6	-
Fe II (38)	4621	-	-1.9	-	-0.5	-0.9	-0.2	-
Fe II (37)	4629	-2.3	-3.7	-1.5	-1.6	-2.2	-0.8	-
Fe I (37)	4667	-	-1.1	-	-0.3	-0.4	-	-
Fe I (43)	4731	-	-0.9	-	-0.6	-0.4	-	-
Cr II (30)	4824	-	-0.9	-	-	-0.5	-	-

H β	4861	-37.7	-12.1	-54.4	-12.7	-20.9 ^{pc}	-7.5 ^{pc}	-15.2
Fe II (42)	4924	-3.1	-6.8	-2.4	-3.5	-4.0 ^{pc}	-2.8	-2.5
Fe II (42)	5018	-4.3	-8.0	-3.4	-3.9	-4.9 ^{pc}	-3.8	-3.0
Fe II (42)	5169	-1.8	-9.1	-1.7	-4.5	-5.0 ^{pc}	-4.2	-5.0
Ti II (70)	5189	-	-1.7	-	-1.0	-0.8	-0.4	-
Fe II (49)	5198	-2.2	-3.0	-0.9	-1.7	-2.0	-0.7	-3.2
Fe II (49)	5235	-1.4	-4.1	-1.0	-2.1	-2.5	-1.28	-
Fe II (49)	5255	-	-	-	-	-0.4	-	-
Fe II (48)	5264	-	-	-	-1.1	-0.5	-	-2.0
Fe II (49) + Cr II (43)	5276	-3.2	-5.3	-1.6	-2.9	-3.0	-1.4	-
Fe II (48,49)+ Cr II (43)	5317	-4.7	-6.7	-2.4	-3.1	-4.2	-2.1	-
Fe II (49)	5326	-	-0.6	-	-	-	-	-3.4
Fe II (48)	5338	-	-1.0	-	-0.4	-0.5	-	-
Fe II (48)	5363	-	-2.3	-0.8	-1.0	-1.1	-0.6	-
Fe II (49)	5425	-	-1.7	-	-0.5	-0.6	-0.3	-
Fe II (55)	5535	-1.6	-2.6	-0.7	-1.4	-1.1	-0.6	-
[N II](3)	5755	-	-	-0.7	-	-	-	-
Ca I (47)?	5857	-1.3	-0.4	-	-	-	-	-
He I (11)	5876	-3.8	-0.6	-5.6	-	-	-	-0.8
Na I (1)	5892	-	-2.9	-	-0.6	-	-0.6	-
Cr I (7)+Si II (4)?	5979	-1.6	-	-0.3	-	-	-	-
Cr I (7)?	5992	-	-0.8	-	-0.2	-0.3	-	-
Fe II (74)	6149	-	-2.2	-	-0.8	-1.0	-0.4	-
Fe II (74)	6238	-	-2.1	-	-	-0.8	-0.3	-
Fe II (74)+Si II (2)	6248	-2.4	-3.0	-1.2	-1.3	-1.3	-0.6	-2.6
[O I](1)	6300	-3.9	-	-0.8	-3.4	-0.4	-0.2	-66.4
Fe I (1016)?	6317	-4.4	-0.6	-1.1	-0.4	-0.7	-0.3	-
Si II (2)	6347	-2.8	-3.0	-0.8	-	-	-0.4	-
[O I](1)	6363	-1.2	-	-	-1.6	-	-	-21.6
Fe II (40) + Si II (2)	6370	-1.6	-1.3	-0.6	-	-	-0.3	-
[V I](13)?	6382	-4.1	-0.4	-	-0.5	-1.0	-0.3	-
Fe II (74)	6417	-	-1.0	-0.2	-0.4	-0.5	-0.2	-1.4
Fe II (40)+[V II](13) ?	6433	-0.3	-1.3	-0.3	-0.4	-0.6	-0.3	-2.2
Fe II (74)+[V II](13) ?	6456	-2.2	-3.64	-0.6	-1.1	-1.6	-0.8	-1.5
Ca I (18)?	6492	-2.2	-0.7	-0.6	-	-	-	-1.5
Fe II (40)	6516	-1.2	-2.7	-0.9	-0.6	-1.0	-0.3	-2.1
[N II](1)	6548	-	-	-	-	-6.2	-	-4.5
H α	6563	-464.1	-75.3	-397.0	-106.8	-135.9	-67.9 ^{pc}	-125.0
He I (46)	6678	-1.5	-0.5	-2.2	-	-	-	-1.0
[S II](2)	6717	-	-	-	-0.6	-	-	-7.7
[S II](2)	6731	-	-	-	-1.1	-	-	-14.4
He I (10)	7066	-2.8	-	-2.7	-	-	-	-1.0

Notas:

^{pc} Perfil P Cygni

Intentos previos de clasificación para esos objetos se muestran en la Tabla 4.4, pero esos valores deben ser tomados con suma precaución debido al alto velamiento presente en sus espectros. Las estrellas MWC 1080 (HBC 317) y PV Cep (HBC 696) muestran fuertes perfiles P Cygni en varias líneas Balmer que son resueltas inclusive a nuestra baja resolución; esto sugiere la presencia de fuertes vientos y/o flujos colimados de materia eyectada desde la estrella. Estudios con espectros de mayor resolución realizados para esas estrellas (Fernandez, 1995; Corcoran & Ray, 1997; Parsamian et al, 1996; Magakian & Movsesian, 2001) confirman la naturaleza P Cygni de las líneas. Trabajos previos asocian estos objetos con fuertes eyecciones de material molecular y/o con jets ópticos (Wu et al., 1996; Arce et al., 2002; Magakian & Movsesian, 2001; Gómez et al, 1997). Observaciones recientes de alta resolución para LkH α 101 muestra perfiles dobles extremadamente peculiares en algunas de sus líneas. Ya que este tipo de líneas no son observadas en estrellas HAeBe, LkH α 101 podría no pertenecer a la clase HAeBe (G. Herbig, comunicación privada).

4.1.6. Estrellas con tipo espectral incierto

En la muestra estudiada en esta sección se encontraron algunos objetos para los cuales fue imposible determinar un tipo espectral confiable, debido a que los índices usados en la clasificación no convergieron a un tipo espectral único. Esos objetos son discutidos individualmente en esta sub sección y listados en la Tabla 4.6 con información de los tipos espectrales determinados previamente en la literatura y con nuestra estimación burda; además, se realizan cortos comentarios a cerca de la estrella.

MacC H12. - El alto enrojecimiento presente en esta estrella impide el uso de la mayoría de los índices localizados en la región azul del espectro (longitudes de ondas $\leq 5500 \text{ \AA}$). Sin embargo, podemos estimar un tipo espectral $\sim F4 \pm 5$ basado en la presencia de la banda G y de la línea Fe I $\lambda 5329$.

HK Ori. - Esta estrella tiene múltiples líneas en emisión, incluyendo Fe II (27, 37, 67, 42, 48, 49), Ti II(41, 69), Cr I(31), y Cr II(43), las cuales contaminan la mayoría de los índices localizados a longitudes de onda $\leq 5500 \text{ \AA}$.

Tabla 4.6: Estrellas con tipo espectral incierto

HBC	Nombre	Str72	CK79	Fink84	Fink85	Hill95	Mora01	Comentarios.
1	MacC H12	-	A5-F	-	-	-	-	gran enrojecimiento ; F4?
94	HK Ori	B7	A4	A-F	A4	A3	G1V	líneas en emisión; estrella binaria; A2-G0
169	BF Ori	-	A0	-	A-F	A7	A2IV	absorción no fotosférica; A0-A5
202	VY Mon	-	O9	-	-	-	A5Vep	líneas en emisión + gran enrojecimiento ; F2 ?
273	KK Oph	-	-	A5-A7	A5-A7	A3	A8V	líneas en emisión ; estrella binaria; A0-F0
321	MacC H4	-	A9	-	-	-	-	gran enrojecimiento; más temprano que A5
325	V376 Cas	-	B5	-	-	F0	-	gran enrojecimiento; A3-F2
71v	V1493 Cyg	-	A2	-	-	-	-	gran enrojecimiento; absorción no fotosférica ; A1-A9
717	LkH α 168	-	F2	-	-	-	-	gran enrojecimiento; F0 ?
742	MacC H1	-	B8:e	-	-	-	-	gran enrojecimiento + líneas en emisión; B2-A0

Notas similares a la Tabla 4.1

Suponiendo que la línea Ca II $\lambda 3933$ es completamente fotosférica y puesto que las bandas adyacentes del continuo no parecen estar contaminadas por rasgos en emisión, se puede asumir un tipo espectral A2 a partir del índice 1. En el rango espectral $5500-6300 \text{ \AA}$, el espectro parece estar libre de rasgos en emisión; el análisis en esta región conduce a un tipo espectral F2 basado en las líneas Ca I $\lambda 5589$, Fe I+Mg I $\lambda 5711$, y Mn I $\lambda 6015$. Finalmente, el tipo espectral calculado por la profundidad de la línea Ca I $\lambda 6162$ es más consistente con una estrella GO. Este comportamiento en el espectro fue reportado anteriormente por Strom (1983), quien encontró un tipo espectral dependiente de la longitud de onda del rasgo usado para su determinación, desde un tipo A temprano a $\sim 4000 \text{ \AA}$ hasta F tardío alrededor de 6500 \AA . Una posible explicación para este comportamiento es que estamos observando un espectro combinado (estrella A + estrella F), la multiplicidad de esta estrella está bien establecida (Leinert et al., 1997; Pirzkal et al., 1997; Corporon & Lagrange, 1999), y la presencia de la línea Li I $\lambda 6708$ (W_λ [Li I=0.2 \AA]), sugiere que la acompañante es de un tipo espectral más tardío que F7.

BF Ori. - Para esta estrella los índices basados en las líneas Fe I+Ti I $\lambda 5079$,

Ca I+Fe I λ 5270 y Ca λ 5589 conducen a un tipo espectral A0-A9. Sin embargo, al comparar nuestro espectro con estrellas estándares en ese rango de tipo espectral, BF Ori muestra fuertes y numerosos rasgos en absorción, probablemente no-fotosféricos, que contaminan la mayoría de los índices espectrales.

VY Mon. - El gran enrojecimiento ($A_v \geq 7.0$; Casey & Harper, 1990), junto con la presencia de líneas en emisión, conduce a una gran incertidumbre en el tipo espectral estimado para esta estrella ($F2 \pm 5$ subtipos) al usar los índices, Ca I λ 5589, Mg I λ 5711, Mn I λ 6015 y la banda G.

KK Oph. - Las líneas en emisión presentes en el espectro de este objeto son tan numerosas que afectan la mayoría de los índices usados para clasificación. Esta estrella fue reportada como binaria por diferentes autores (e.g; Bailey, 1998; Leinert et al., 1997; Pirzkal et al., 1997). La acompañante es probablemente una estrella T Tauri, sin embargo y en contraste con la estrella HK Ori, no observamos litio en absorción a pesar que los espectros de ambas estrellas poseen similar señal ruido. La ausencia de la banda G, de líneas de He I y de líneas metálicas de Ca I, Mn I y Mg I sugieren un tipo espectral entre A0 y F0.

Mac H4. - Esta estrella tiene un gran enrojecimiento, el cual resulta en una pobre SN en la parte azul de su espectro, y así impide una determinación confiable en su tipo espectral. Algunas líneas de He I son observadas marginalmente en la parte azul del espectro, mientras las líneas metálicas Fe I, Mg I y Ca I están ausentes en la parte roja, en donde tenemos una mayor señal ruido. Estas características podrían indicar un tipo espectral más temprano que $\sim A5$. Se observan componentes en emisión en las líneas He I λ 5876, 6678, [OI] λ 6300 y las líneas Balmer $H\alpha$, $H\beta$, y $H\gamma$.

V376 Cás. - Los índices Fe I λ 4532, He I + Fe I λ 4922, Mg I λ 5173, Ca I λ 5270,

Ca I λ 5589, y Fe I + Mg I λ 5711 conducen a un tipo espectral A8 \pm 5 subtipos. El ancho equivalente de las líneas H δ y H γ es característico de estrellas \sim A5. Los índices con longitudes de ondas más cortas que 4500 Å no fueron usados debido al gran enrojecimiento presente en nuestro espectro. Algunos autores han sugerido que este objeto es un objeto Clase I, el cual aun posee una envoltura activa que alimenta el disco estelar (Hajjar & Bastien, 2000). Debido a que la estrella no es observada directamente, sino que se observa a través de luz dispersada, las correcciones de enrojecimiento y luminosidad son muy inciertas.

V1493 Cyg. - El alto enrojecimiento y la presencia de rasgos no-fotosféricos en absorción complica la determinación de un tipo espectral confiable. Basado en las líneas de Ca II λ 3933, Fe I λ 4787, Fe I λ 5079, Ca I + Fe I λ 5270 y Ca I λ 5589 se determinó un tipo espectral entre A5 \pm 4 subtipos. Se observa una débil emisión en la línea [O I] λ 6300.

LkH α 168. - El tipo espectral publicado para esta estrella abarca desde A3 (Fernandez, 1995) a F6 (Terranegra et al, 1994). No fue posible asignar un tipo espectral confiable para esta estrella debido al alto enrojecimiento observado en su espectro. La ausencia de líneas metálicas y de la banda G indican que esta estrella posee un tipo espectral más temprano que F0. De acuerdo a Herbig & Bell (1988) esta estrella puede ser una Be clásica, sin embargo se necesita un tipo espectral confiable para aclarar el estado evolutivo de este objeto.

MacC H1. - Se estimó un tipo espectral entre B2 y A0, basado en la ausencia de la banda G y líneas metálicas y a la presencia de líneas de Helio neutral. Las numerosas líneas en emisión en conjunto con el alto enrojecimiento impide la determinación de un tipo espectral más exacto. MacC H1 fue rechazada por Thé et al. (1994) como perteneciente a la clase HAeBe. Sin embargo, la presencia de Fe II (38, 37, 42 y 49) y de líneas Balmer en emisión sugieren que se necesitan datos adicionales para verificar la naturaleza real de MacC H1.

4.2. Muestra de estrellas en asociaciones OB

Las estrellas seleccionadas en la sección 2.3, en general tienen tipo espectral dado por el catálogo Hipparcos, sin embargo, para más del 82 % de esta muestra la metodología para determinar el tipo espectral es desconocida, debido a que las fuentes bibliográficas respectivas de Hipparcos están rotuladas como miscelaneas, ó están tomadas de la base de datos SIMBAD⁴. El 18 % restante fueron clasificadas por Nancy Houk y sus colaboradores en el catálogo "Michigan catalogue for the HD stars" (Houk & Cowby, 1975; Houk, 1978, 1982; Houk & Smith-Moore, 1988). Nuestro trabajo aporta una determinación de tipo espectral homogénea para las 440 estrellas en las asociaciones OB, tomando en cuenta rasgos característicos de estrellas PMS que pudieran afectar la clasificación espectral (Ver §3)

Dado que el catálogo Hipparcos incluye los objetos más brillantes del cielo (magnitud límite $V \sim 12$, límite de completitud $V \sim 7$) y tomando en cuenta la distancia de las asociaciones a que estas estrellas pertenecen, esperamos encontrar una cantidad sustancial de estrellas tempranas, de hecho, más del 75 % de los objetos en cada asociación fueron clasificados con tipo espectral B y A. El resultado de nuestra clasificación espectral se muestra en la Tabla 6.1 discutida en la sección 6.

4.3. Muestras en otros proyectos.

El sistema de clasificación descrito en §3 ha sido usado en otros proyectos vinculados al estudio de las fases tempranas de la evolución estelar. En general, estos proyectos incluyen objetos con masas menores que las HAeBe. Aunque este sistema de clasificación fue optimizado para el rango espectral y resolución de espectros FAST (§2.4), se ha podido aplicar exitosamente a espectros con características similares a los de FAST, tales como los obtenidos con: el espectrógrafo multi-objetos, HYDRA, instalado en el telescopio WIYN de 3.5m del observatorio Kitt Peak (Arizona, USA), con una resolución de $\sim 7 \text{ \AA}$ y

⁴ <http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl>

un rango espectral de $\sim 4000-7000\text{\AA}$, y el HECTOSPEC el cual es un espectrógrafo multi-fibra instalado recientemente sobre el telescopio de 6.5m del observatorio MMT (Arizona, USA), con una resolución de $\sim 6\text{\AA}$ y un rango espectral de $\sim 3700-9000\text{\AA}$. Los proyectos vinculados al sistema de clasificación se pueden resumir de la siguiente manera:

1.- Sondeo de variabilidad en Orión: es una colaboración conjunta entre el CIDA (C. Briceño C, A.K. Vivas y J. Hernández) y el CfA (N. Calvet y L. Hartmann) dirigida a realizar un estudio sistemático de los procesos inherentes a la formación y evolución estelar en una de las regiones más cercanas y de mayor tamaño con formación estelar activa. Hasta el momento se han clasificado más de 3000 objetos tomados con los espectrógrafos FAST, HYDRA y HECTOSPEC, los cuales han originado las siguientes publicaciones: Briceño et al. (2005) y Calvet et al. (2005). La gran mayoría de las candidatas fueron seleccionadas de datos fotométricos tomados con el telescopio J. Stock del Observatorio Nacional Llano del Hato (Mérida- Venezuela).

2.- Discos de acreción en la época de formación de planetas: es un proyecto dirigido por Aurora Sicilia-Aguilar (CfA) como parte de su tesis doctoral. Hasta el momento se han clasificado ~ 450 objetos con espectros de FAST, HYDRA y HECTOSPEC. Los resultados están reflejados en Sicilia-Aguilar et al. (2005a) y Sicilia-Aguilar et al. (2005b).

3.- Calvet et al. (2004): Se realizó un estudio de las tasas de acreción de 9 estrellas T Tauri de masa intermedia localizadas en diferentes regiones de formación estelar (Tauro, Ori OR1c, y λ Ori). Las observaciones para determinar el tipo espectral fueron tomados con el espectrógrafo FAST.

Capítulo 5

Estrellas Herbig Ae/Be

En este capítulo estudiaremos las propiedades de las estrellas clasificadas en §4.1. Nos concentraremos principalmente en las propiedades de las HAeBe, que sustentan la suposición de que estos objetos están rodeados por un disco activo. La Tabla 5.1 lista estas propiedades. En las columnas 1 y 2 se muestran el número del catálogo de Herbig & Bell (1988) y el nombre de la estrella. Cuando el objeto no es HAeBe, el número HBC está acompañado por una nota que indica el tipo de objeto (u: estado evolutivo incierto, f: estrellas F5 o más tardías). La columna 3 se refiere a la magnitud visual obtenida de las referencias de la columna 4, la columna 5 muestra la distancia a cada objeto (en parsec, pc) estimada por los autores citados en la columna 6. La columna 7 da el valor de temperatura efectiva calculado en §5.3. La extinción calculada en §5.2 se muestra en las columnas 8 ($R_v=3.1$) y 12 ($R_v=5.0$). La luminosidad, masa y edad estimada en §5.3 se muestra en las columnas 9, 10 y 11 para un $R_v=3.1$ y en las columnas 13, 14 y 15 para un $R_v=5.0$ (ver §5.2). La columna 16 muestra el índice β referido a las propiedades en el infrarrojo medio, descrito en §5.5. Otras propiedades como, los rasgos espectrales no provenientes de la fotosfera (§5.1) y excesos en el cercano infrarrojo (§5.4) también son discutidas en este capítulo.

Tabla 5.1: Propiedades de estrellas HAeBe

HBC	Nombre	V (Mag)	Ref(1)	Dist (pc)	Ref(2)	T _{eff} (K)	A _v (Mag)	log(L)		Masa		Edad		Masa		Edad Myr	Indice β
								L _⊙	R _{V=3.1}	M _⊙	R _{V=3.1}	L _⊙	R _{V=5.0}	M _⊙	R _{V=5.0}		
3	V633 Cas	14.18	1	600	4	4.03	3.2	1.28	a	2.06	3.2	2.59	3.2	2.59	3.2	2.59	-0.82
7 ^u	LkHα 201	13.64	1	850	8	4.32	4.4	2.96	a	4.04	11.0	0.09	11.0	0.09	11.0	0.09	<-3.47
78	AB Aur	7.05	1	144	3	3.97	0.3	1.63	2.5	1.71	2.6	3.94	2.6	3.94	2.6	3.94	-1.65
154	T Ori	10.63	1	460	4	3.88	1.6	1.73	2.6	2.13	3.5	1.68	3.5	1.68	3.5	1.68	-1.88*
160 ^u	PQ Tau	12.63	2	460	4	3.83	0.6	0.48	1.5	0.64	1.5	25.06	1.5	25.06	1.5	25.06	<-1.95
170	RR Tau	12.08	1	800	4	3.99	2.0	1.81	2.7	2.29	3.9	1.30	3.9	1.30	3.9	1.30	-1.84
192	HD250550	9.54	1	700	4	4.64	0.4	2.20	3.6	2.31	3.9	1.44	3.9	1.44	3.9	1.44	-1.54
193	LkHα 208	11.65	1	1000	4	3.91	0.8	1.59	2.4	1.78	2.8	2.87	2.8	2.87	2.8	2.87	-1.15
196	LkHα 338	15.12	2	830	12	4.95	3.9	1.26	a	2.06	3.2	2.68	3.2	2.68	3.2	2.68	-0.67*
197	LkHα 339	13.66	1	830	12	3.97	2.6	1.43	2.3	2.08	3.4	1.83	3.4	1.83	3.4	1.83	-1.52
201 ^u	LkHα 341	13.39	1	800	11	3.83	1.8	1.13	1.8	1.58	2.6	3.13	2.6	3.13	2.6	3.13	<-2.32
217 ^f	W84	12.02	5	910	16	3.80	0.2	1.15	2.0	1.19	2.1	5.38	2.1	5.38	2.1	5.38	-1.46*
219	V590 Mon	12.77	1	800	4	4.71	0.8	1.32	a	1.52	a	a	a	a	a	a	-1.05
222 ^f	W108	11.97	2	91 ^c	16	3.90	0.3	1.21	2.1	1.28	2.2	4.27	2.2	4.27	2.2	4.27	-1.37*
231 ^f	V360 Mon	13.39	5	758	2	3.76	0.8	0.64	1.5	0.80	1.7	8.81	1.7	8.81	1.7	8.81	<-1.72
281 ^u	LkHα 118	11.20	1	1950	17	4.43	3.5	4.55	16.2	5.42	42.6	0.01	42.6	0.01	42.6	0.01	<-3.79
282	VV Ser	11.92	1	440	7	4.34	3.4	2.23	3.8	3.06	5.8	0.46	5.8	0.46	5.8	0.46	-2.23
284	AS310 NW	12.45	1	2500	4	4.40	4.1	4.43	14.5	5.43	43.5	0.01	43.5	0.01	43.5	0.01	-1.89
293	PX Vul	11.49	4	420	11	3.83	1.4	1.15	1.9	1.48	2.4	3.70	2.4	3.70	2.4	3.70	-2.09
297 ^u	V751 Cyg	14.18	1	700	13	3.99	0.9	0.45	a	0.68	a	a	a	a	a	a	-
305	LkHα 324	12.61	4	780	10	4.09	3.7	2.48	4.3	3.39	7.9	0.21	7.9	0.21	7.9	0.21	-1.67
308 ^f	LkHα 349	13.37	4	750	14	3.79	3.2	1.65	3.0	2.43	5.4	0.30	5.4	0.30	5.4	0.30	-2.35
309	LkHα 234	12.21	1	1000	7	4.12	3.1	2.67	4.8	3.43	7.9	0.22	7.9	0.22	7.9	0.22	-1.65
310	BD+463471	9.89	1	900	7	3.99	0.3	2.12	3.5	2.19	3.7	1.52	3.7	1.52	3.7	1.52	-1.72
313	LkHα 233	13.56	1	880	4	3.93	2.3	1.34	2.1	1.90	2.9	2.61	2.9	2.61	2.9	2.61	<-2.48
314 ^u	LkHα 314	14.04	1	400	5	4.08	6.3	2.31	3.9	3.85	11.6	0.05	11.6	0.05	11.6	0.05	-3.76*
324	MC1	10.77	6	850	8	3.96	0.4	1.67	2.5	1.78	2.8	2.83	2.8	2.83	2.8	2.83	<-2.42*
329	VX Cas	11.28	1	760	4	3.99	1.0	1.70	2.7	1.95	3.0	2.73	3.0	2.73	3.0	2.73	-1.67
334	RNO 6	14.52	2	1600	4	4.26	2.3	2.18	a	2.75	5.0	b	5.0	b	5.0	b	-1.16
348	IP Per	10.47	7	350	9	3.92	0.6	1.07	1.9	1.21	2.0	7.98	2.0	7.98	2.0	7.98	-2.15
350	XY Per EW	9.21	1	120	3	3.92	1.1	0.86	a	1.12	1.9	10.92	1.9	10.92	1.9	10.92	-2.00

373	V892 Tau	15.25	1	160	4	4.05	4.8	0.41	a	7.8	1.60	2.8	b	-1.31
430	UX Ori	10.40	1	460	4	3.94	0.9	1.49	2.2	5.74	1.71	2.5	4.02	-1.67
436 ^f	RY Tau	11.80	3	460	4	3.80	1.2	1.05	1.8	7.62	1.34	2.3	3.86	-1.81
442 ^f	P1394	10.13	2	460	0	3.79	0.3	1.35	2.3	3.80	0.4	2.4	3.46	-1.58
451	HD245185	9.89	1	400	4	3.97	0.2	1.31	2.1	9.95	1.36	2.2	7.97	-1.36
464	CQ Tau	10.27	1	130	6	3.83	1.2	0.55	1.5	b	0.85	1.6	13.27	-1.61
482 ^u	BN Ori	9.67	1	460	4	3.83	0.3	1.51	2.5	3.51	1.58	2.7	2.93	<2.66
492	BD+26887	10.47	2	2000	15	3.92	0.8	2.69	5.2	0.45	2.89	6.2	0.28	-1.92
493	V350 Ori	11.47	3	460	1	3.96	1.3	1.24	2.0	b	1.55	2.3	5.64	-1.90
528	LkH α 215	10.54	1	800	9	4.14	2.0	2.75	4.8	0.80	3.24	6.6	0.30	-1.76
529	HD259431	8.73	1	800	4	4.15	1.2	3.19	6.6	0.32	3.50	9.7	0.29	-1.85
531 ^f	VSB2	13.33	2	910	16	3.77	0.4	0.74	1.5	11.74	0.85	1.7	9.25	-1.35*
535 ^f	W121	10.80	2	910	16	3.77	0.0	1.58	3.0	1.88	1.58	3.0	1.88	<-2.20
548	LkH α 218	11.87	1	1150	4	3.98	1.3	1.91	3.0	2.80	2.23	3.8	1.40	-1.86
551	LkH α 222	11.81	1	1150	11	4.09	1.2	2.12	3.4	2.78	2.41	4.1	1.38	-1.56
686	WW Vul	10.74	1	550	7	3.94	1.0	1.56	2.4	4.48	1.81	2.9	2.94	-1.78
689	V1685 Cyg	10.69	1	980	6	4.27	3.0	3.58	8.8	0.13	4.9	64.1	0.11	-1.59
690 ^f	V1686 Cyg	14.06	1	980	6	3.79	2.5	1.32	2.3	3.69	1.93	3.8	0.95	<-2.42
705	LkH α 147	14.46	1	800	1	4.32	5.3	2.94	a	a	4.24	12.9	0.06	-
726	HD200775	7.37	1	429	3	4.27	1.8	3.73	8.9	0.13	4.17	12.5	0.06	-2.31
730	BD+651637	10.18	1	1250	6	4.22	1.8	3.40	7.0	0.29	3.83	25.0	0.14	<-3.25
734	BH Cep	11.16	1	450	5	3.8	0.7	1.06	1.8	8.22	1.1	1.23	2.1	-1.88
735	BO Cep	11.60	1	400	5	3.82	0.5	0.72	1.5	14.41	0.85	1.6	12.48	-1.90
736	SV Cep	10.98	1	400	5	4.00	1.3	1.38	2.3	b	1.69	2.7	3.96	-1.55

Notas:

Ref(1) 1:Herbst & Shevchenko (1999); 2:Herbig & Bell (1988); 3:de Winter et al. (2001); 4:Fernandez (1995); 5:Flaccomio et al. (1999); 6:MacConnell (1968); 7:Miroschnichenko et al. (2001)

Ref(2) 1:Natta et al. (2001); 2:Park et al. (2000); 3:Bertout et al. (1999); 4:Testi et al. (1998); 5:Kun (1998); 6:van den Ancker et al. (1998); 7:Pirzkal et al. (1997); 8:Yonekura et al. (1997);

9:Hillenbrand et al. (1992); 10:Chavarría et al. (1983); 11:Herbst et al. (1982); 12:Herbst & Racine (1976); 13:Chavarría et al. (1989); 14:Hessman et al. (1995); 15:Kawamura et al. (1998);

16:Neri et al. (1993); 17:Kozok (1985)

a: objeto por debajo de la ZAMS

b: objeto sobre la ZAMS

^f posible IMMT; ^u estado evolutivo incierto

* Otra estrella; a cerca de la fuente IRAS

5.1 Rasgos originados fuera de la fotosfera

Como mencionamos anteriormente, las HAeBe exhiben un número de rasgos espectrales en absorción y en emisión que no son observados en el espectro de una estrella estándar del mismo tipo espectral. Esto sugiere que esas líneas tienen su origen fuera de la fotosfera estelar. En la Tabla 5.1 mostramos los anchos equivalentes de los rasgos no fotosféricos que se observan con mayor frecuencia en estrellas jóvenes de masa intermedia. Los anchos equivalentes de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ están acompañados de una letra que indica la forma del perfil de la línea. Cuando se observan perfiles asimétricos, ello podría indicar material moviéndose a velocidades mayores que nuestra resolución espectral ($\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ a 6563 \AA), sin embargo, dada nuestra baja resolución no podemos realizar mediciones de la velocidad del material que podría estar produciendo las asimetrías de las líneas.

Por definición las estrellas HAeBe muestran la línea $H\alpha$ en emisión. La Figura 5.1 en su panel superior muestra un histograma de $W_\lambda(H\alpha)$ para estrellas confirmadas como HAeBe, para estrellas con tipos espectrales más tardíos que F5 y para estrellas de continuo. En esta gráfica es evidente que las estrellas de continuo tienen valores mayores de $W_\lambda(H\alpha)$, esto sugiere que estas son las más jóvenes de la muestra clasificada en §4, ya que, se espera que la actividad estelar causante de la emisión en $H\alpha$, procesos de acreción ó procesos tipo dinamo estelar, disminuya con la edad de la estrella (Hartmann et al., 1998; Skumanich, 1972). Con frecuencia se observa emisión en otras líneas de la serie de Balmer, particularmente se detectó que 53 % de la muestra exhibe $H\beta$ en emisión, mientras solo 15 % posee emisión en $H\gamma$. Estos porcentajes podrían representar un límite inferior, ya que, a nuestra resolución posiblemente no podemos distinguir componentes pequeñas en emisión superimpuestos al rasgo en absorción. En estos casos la línea en absorción se observaría menos profunda en comparación a estrellas estándares del mismo tipo espectral. De hecho, de las 39 estrellas HAeBe, 95 % tienen $W_\lambda(H\beta)$ y 56 % tienen $W_\lambda(H\gamma)$ más pequeño que su tipo espectral correspondiente.

Tabla 5.2: Rasgos no fotosféricos en HAeBe

HBC	Nombre	Tipo	H α	H β	[O I]	[O II]	[S II]	[N II]	Ca II	Fe II	Fe II	Fe II	Fe II	Fe II	Fe II	He I	He I
m \rightarrow					1	1	2	1	1	42	42	42	49	49	49	11	46
$\lambda_0 \rightarrow$					6300	6363	6717	6731	3934	4924	5018	5169	5198	5235	5276	5317	5876
1	MacC H12	n	-31.5	-2.3	-3.9	-1.4	-1.6	-2.5	-2.2	-	-	-	-	-	-	-	-0.5
3	V633 Cas	h	-56.2	-4.0	-1.9	0.6	-0.3	-0.4	-	-1.3	-1.7	-1.8	-0.5	-0.4	-0.8	-0.8	-
7	LkH α 201	u	-41.6	-3.5	-	-	-	-	-	-	-0.4	-0.5	0	-0.3	-0.2	-0.4	-
78	AB Aur	h	-28.2	-1.6	-0.1	-	-	-	-	-0.3	-0.4	-0.4	-	-	-	-	-0.6
94	HK Ori	n	-49.0	-4.1	-1.2	0.5	-	-	-	-	-0.6	-1.7	-	-	-0.4	-0.6	-0.30
154	T Ori	h	-21.0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
160	PQ Ori	u	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
169	BF Ori	n	-6.7	-	-	-	-	-	-	+1.4	+1.7	+2.4	+0.3	+0.7	+1.0	+0.7	+0.9
170	RR Tau	h	-25.7	-	-0.3	-	-	-	+0.6	+0.7	+1.0	-	-	-	-	-	-
192	HD250550	h	-24.8 ^{pc}	-3.3 ^{pc}	-0.1	-	-	-	-0.2	-0.4	-0.5	-	-	-	-	-	-
193	LkH α 208	h	-4.9	-	-	-	-	-	+0.5	+0.5	+0.9	-	-	-	-	-	-
196	LkH α 338	h	-51.0	-3.4	-0.3	-	-	-	-0.30	-0.75	-0.53	-	-	-	-	-	-0.3
197	LkH α 339	h	-19.4	-0.80	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
201	LkH α 341	u	-23.5	-3.6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
202	VY Mon	n	-28.0	-0.6 ^{pc}	-1.4	0.1	-0.2	-0.4	-0.7	-	-1.2	-	-	-0.4	-0.6	-	-0.4
217	W84	f	-10.3	-0.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
219	V590 Mon	h	-47.3	-0.5	-1.4	0.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
222	W108	f	-1.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
231	V360 Mon	f	-20.7	-1.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
273	KK Oph	n	-59.4	-1.1	-2.2	0.5	-0.2	-0.3	-0.6	-	-0.4	-1.4	-	-	-	-	-1.3
281	LkH α 118	u	-19.1	-2.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-0.6
282	VV Ser	h	-61.1	-1.3	-0.6	-	-	-	-	+0.2	+0.2	+0.3	-	-	-	-	-
284	AS310 NW	h	-7.7	-	-	-	-0.6	-0.9	-3.7	-	-	-	-	-	-	-	-
293	PX Vul	h	-6.4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
297	V751 Cyg	u	-7.5	-1.8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-0.2
305	LkH α 324	h	-15.3	-0.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
308	LkH α 349	f	-0.3 ^{pc}	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
309	LkH α 234	h	-68.9	-5.2	-0.9	-0.1	-	-	-	-1.2	-1.8	-2.1	-0.7	-0.7	-1.0	-1.3	-
310	BD+463471	h	-18.6	-0.6	-	-	-	-	-	-0.1	-0.2	-0.2	-	-	-	-	-
313	LkH α 233	h	-20.5	-1.1	-0.7	-0.3	-0.4	-0.5	-	-	-	-	-	-	-	-	-0.3
314	LkH α 350	u	-29.0	-3.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
321	MacC H4	n	-24.0	-4.3	-0.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-0.6
324	MCI	h	-16.9	-	-0.6	-0.2	-0.2	-0.3	+0.6	+0.6	+1.2	-	-	-	-	-	-
325	V376 Cas	n	-22.0	-	-1.7	-0.8	-0.9	-1.1	-	-	-	-	-	-	-	-	-
329	VX Cas	h	-19.2	-	-0.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
334	RNO 6	h	-0.2	-	-	-	-0.2	-0.2	-	-	-	-	-	-	-	-	-
348	IP Per	h	-21.4	-0.9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-0.5
350	XY Per EW	h	<-4.7 ^d	-	-	-	-	-	+1.0	+1.2	+1.8	-	-	-	-	-	-
373	V892 Tau	h	-17.8	-	-0.3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
430	UX Ori	h	-2.3	-	-	-	-	-	+0.8	+0.8	+1.1	-	-	-	-	-	-

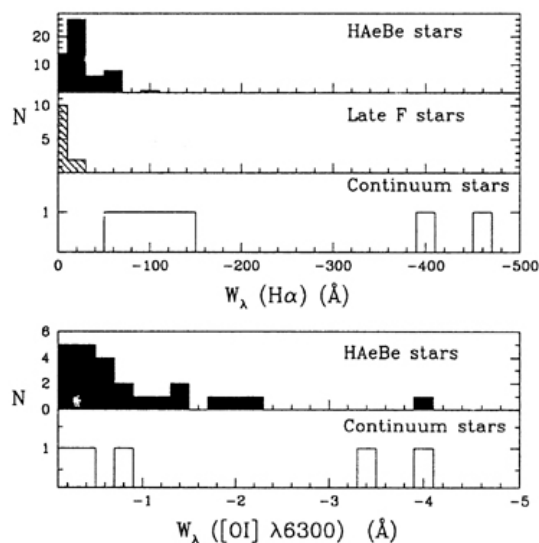


Figura 5.1: **Histogramas de W_λ para $H\alpha$ (panel superior) y $[O.I]$ (panel inferior); figura de Hernández et al. (2004).** Las HAeBe (histograma sólido) y las estrellas más tardías que F (histograma rallado) generalmente poseen $W_\lambda(H\alpha)$ en emisión menor a -100Å . Las estrellas de continuo (histograma abierto) poseen emisión más intensa en $H\alpha$. Las estrellas más tardías que F0 no mostraron emisión en $[O I]$.

Otra línea presente en los espectros de HAeBe son las líneas prohibidas $[O I]$ y $[S II]$. Se piensa que estas líneas se forman en regiones de gas de baja densidad excitadas colisionalmente (e.g; Finkenzeller, 1985). Nosotros encontramos 30 estrellas con emisión en $[O I] \lambda 6300$ de un total de 56 objetos (se excluyeron de la lista original las estrellas más tardías que F5 y las estrellas con estado evolutivo incierto). Esto representa un $\sim 54\%$, consistente con trabajos realizados previamente (e.g; Bohm & Catala, 1994). En el panel inferior de la Figura 5.1 se muestra la distribución de objetos respecto a $W_\lambda([O I] \lambda 6300)$. A diferencia de la línea $H\alpha$, no se observa una distinción clara entre las distribuciones de las HAeBe y las estrellas de continuo. En aquellos objetos que exhiben emisión en la línea $[O I] \lambda 6300$, el promedio de la razón entre anchos equivalentes $[O I] \lambda 6300/\lambda 6363$ (~ 2.7) indica que estas líneas se originan en una región ópticamente delgada (Osterbrock, 1989).

En 33 % de la muestra se observa emisión en las líneas de Fe II(42). Este

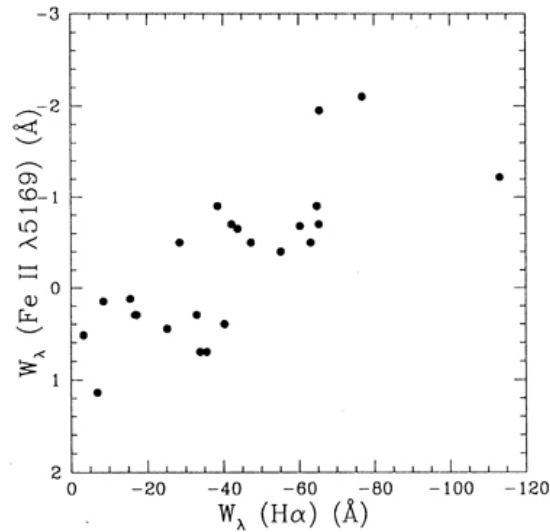


Figura 5.2: **Comparación entre el W_λ de $H\alpha$ y W_λ de Fe II λ 5169 (Hernández et al., 2004).** Existe una clara relación entre estas líneas, aunque con un apreciable grado de dispersión. El coeficiente de correlación entre $H\alpha$ y FeII λ 5169 es de 0.74

rasgo está relacionado a la emisión en las líneas Balmer, tal como se observa en la Figura 5.2, en donde es evidente una correlación entre W_λ de Fe II λ 5169 y el W_λ de $H\alpha$ (coeficiente de correlación 0.74). En general, cuando se observa emisión en Fe II, la línea [O I] λ 6300 está también presente. Solamente las estrellas BD +46 3471, MacC H1 y LkH α 218 contradicen esta afirmación. No obstante, Bohm & Catala (1994) detectaron emisión en [O I] λ 6300 en dos de esas estrellas: BD +46 3471 con $W_\lambda = -0.1 \text{ \AA}$ y LkH α 218 con $W_\lambda = -0.2 \text{ \AA}$. No se encontró una correlación clara entre las líneas Je Fe II(42) y la línea [O I] λ 6300; el coeficiente de correlación entre los anchos equivalentes es de 0.43.

Una fracción de estrellas muestran emisión en las líneas de He I. Comparando las Tablas 4.4 y 5.2 es evidente que este tipo de emisión es más frecuente en estrellas de continuo que en las HAeBe (57% para las estrellas de continuo versus 18% para las HAeBe).

Mientras los rasgos de emisión se distinguen fácilmente, los rasgos no-fotosféricos en absorción (rasgos tipo "shell") solo son detectables comparando directamente el espectro de la estrellas problema con una estándar del mismo tipo espectral, o cuando se observa gran discrepancia en los resultados derivados de algunos índices usados para la clasificación espectral. A nuestra resolución, los rasgos tipos shell que se observan con mayor frecuencia son las líneas del multiplete 42 de Fe II las líneas D del sodio (Na I), y la línea He I.λ5876; esta última, cuando es observada a mayor resolución, muestra componentes de emisión corridos al azul que indican la presencia de material en expansión alrededor de la estrella (e.g. la línea He I.λ5876 de MWC 1080 en Hartmann, et al. 1993).

Los modelos de objetos tipo UXOr invocan oscurecimiento de la estrella causado por nubes de gas y polvo orbitando alrededor de la estrella, por inestabilidades en discos cóncavos (del inglés fiared disk), o por cometas gigantes o cúmulos de cometas presentes en estrellas jóvenes (Natta & Whitney., 2000; Bertout, 2000; Graham, 1992; Grinin, 1988; Rodgers et al., 2002). Recientemente, Dullemond et al. (2003) propusieron un modelo alternativo en el que la región que produce el oscurecimiento se encuentra localizada en el borde interno de un disco truncado. En este modelo, la pared del disco interno incrementa su espesor como resultado del calentamiento directo desde la estrella. Dullemond et al. (2003) proponen que este incremento en la altura del disco es la causante del oscurecimiento de la estrella y además genera una región de sombra en la vecindad exterior al disco interno. Estudios de alta resolución indican una correlación entre la variación fotométrica y la variación de las líneas Fe II (42), las cuales cambian su forma e intensidad desde un perfil tipo P Cygni a un perfil en absorción (Rodgers et al., 2002; Catala et al., 1993). Este comportamiento de estas líneas es predecido por los modelos de obscuración.

En este trabajo hemos identificado rasgos tipo shell de Fe II(42) en 11 estrellas HAeBe y en BF Ori (la cual no tiene tipo espectral asignado, ver Tabla 4.6).

Estas estrellas aparecen con un W_λ positivo en la Tabla 5.2 para las líneas de Fe II(42). De estas 12 estrellas, 9 están asociadas a objetos tipo UXOr (Natta et al., 1997; Grinin, 1994; Shevchenko et al., 1993; Chkhikvadze, 2002; Yudin & Evans, 1998), los cuales muestran variabilidad fotométrica tipo eclipsante causada por un incremento temporal en la densidad de material extendido, ubicado en la línea de observación (eg. Natta et al., 2000; Rodgers et al., 2002). Solo la estrella LkH α 215 (HBC 528) contradice esta generalidad, ya que presenta una curva de luz cuasi-periódica con un leve rango de variabilidad fotométrica (Shevchenko et al., 1993). Para las estrellas V1493 Cyg (HBC 716) y MC 1 (HBC 324) no existen suficientes datos para inferir si pertenecen al tipo UXOr o no.

5.2. Extinción visual en HAeBe

Las estrellas PMS muestran fuerte variabilidad de brillo en diversas bandas fotométricas, desde regiones UV hasta el lejano infrarrojo. En particular, ~25 % de las HAeBe conocidas exhiben fuertes variaciones en brillo y color, que pueden alcanzar 4 magnitudes en algunas bandas fotométricas, tal como la banda V (Finkenzeller & Mundt, 1984; Herbst & Shevchenko, 1999). Los objetos UXOr caen en este grupo (e.g; Rodgers et al, 2002; Natta et al, 2000; Natta & Whitney., 2000). Este comportamiento implica que se debe tener gran cuidado al calcular una extinción representativa para esos objetos (A_v o enrojecimiento). La variabilidad espectral puede complicar la determinación del enrojecimiento. Un escenario ideal para el cálculo de A_v en objetos altamente variables, incluye observaciones simultáneas fotométricas y espectroscópicas tomadas en diferentes épocas. Es evidente que este escenario requiere un enorme esfuerzo observacional, el cual en muchas ocasiones no es factible.

El tipo espectral determinado por nuestro esquema es representativo de la fotosfera de la estrella, evitando líneas posiblemente variables debido a contribuciones externas a la fotosfera (e.g; Mora et al., 2001). La dificultad de la variabilidad fotométrica para el cálculo del enrojecimiento se minimiza usando

númerosos datos fotométricos, que permitan determinar la mejor estimación del brillo de la fotosfera estelar. La fotometría óptica utilizada en esta contribución, consiste en una gran base de datos en las bandas UBVR que Herbst & Shevchenko (1999) han construido observando un conjunto de HAeBe desde 1983; 69 % de las estrellas clasificadas en este trabajo tienen medidas UBVR en Herbst & Shevchenko (1999). Los datos fotométricos para nuestra muestra se completaron usando medidas de Winter et al. (2001), Miroshnichenko et al. (2001), Flaccouio et al. (1999), Fernandez (1995), Hillenbrand et al. (1992), Herbig & Bell (1988), Mendoza & Gómez (1980) y MacConnell (1968). Calculamos el promedio y la mediana de brillo y de color, en las bandas UBVR_{JRC}, para cada una de las estrellas en nuestra muestra usando las medidas multi épocas disponibles; ambos valores estadísticos generalmente concuerdan dentro de 0.1 magnitud. Los objetos con mayor variabilidad en nuestra muestra son los de tipo UXOr, para estos, encontramos que las magnitudes promedio corresponden al estado de brillo en el cual la estrella se encuentra sin oscureción. De esta forma, en los análisis subsiguientes, adoptamos las magnitudes y colores promedios como valores representativos de la fotosfera estelar.

Los excesos de color E_{V-B} y E_{V-RC} fueron calculados usando los colores intrínsecos correspondiente al tipo espectral de la tabla de Kenyon & Hartmann (1995). Con esta información obtenemos los valores de extinción visual A_{V1} a partir de E_{B-V} y A_{V2} a partir de E_{V-RC} , para diferentes leyes de enrojecimiento modulada por el parámetro R_V

$$A_{V1} = \frac{E_{B-V}}{\frac{A_B}{A_V}(R_V) - 1} \quad (5.1)$$

$$A_{V2} = \frac{E_{V-RC}}{1 - \frac{A_R}{A_V}(R_V)} \quad (5.2)$$

Los valores de $\frac{A_B}{A_V}(R_V)$ y $\frac{A_R}{A_V}(R_V)$ se determinan usando las relaciones en

Cardelli et al. (1989) para un R_V específico. En la Figura 5.3 se graficaron los valores de A_{V1} versus A_{V2} para un $R_V=3.1$, consistente con la ley normal de extinción utilizada generalmente para el medio interestelar (panel izquierdo) y para un $R_V=5$ (panel derecho). La línea de pendiente 1 se indica en ambos paneles. Los valores de extinción derivados de diferentes colores concuerdan si usamos un R_V más alto que 3.1; para $R_V=5$ la relación entre A_{V1} y A_{V2} es $A_{V1}=1.002 A_{V2} - 0.136$, mientras que para $R_V=3.1$ esta relación es $A_{V1} = 0.779 A_{V2} - 0.08$. Los puntos importantes para determinar esas correlaciones son las estrellas con alto enrojecimiento ($A_V > 1.5$), las cuales constituyen el 73 % de la muestra.

Para determinar si el origen del enrojecimiento para esas estrellas es interestelar o circumestelar se examinaron sus distancias listadas en la Tabla 5.1. Se encontró que 85 % de las estrellas con gran enrojecimiento están dentro de 1 Kpc del Sol. Ya que a esta distancia se espera un $A_V < 1$ magnitud (Fitzgerald, 1968), se concluye que el enrojecimiento medido para nuestra muestra de HAeBe generalmente es producido por material circumestelar cercano a la estrella y por la nube molecular con la cual muchos de estos objetos están aun asociados. El alto valor de R_V sugiere fuertemente que el medio circumestelar alrededor de las estrellas HAeBe está dominado por granos de polvo relativamente grandes en comparación con los granos encontrados en el medio interestelar difuso (eg. Steenman & The, 1991). Otros autores han llegado a la misma conclusión usando muestras numéricamente

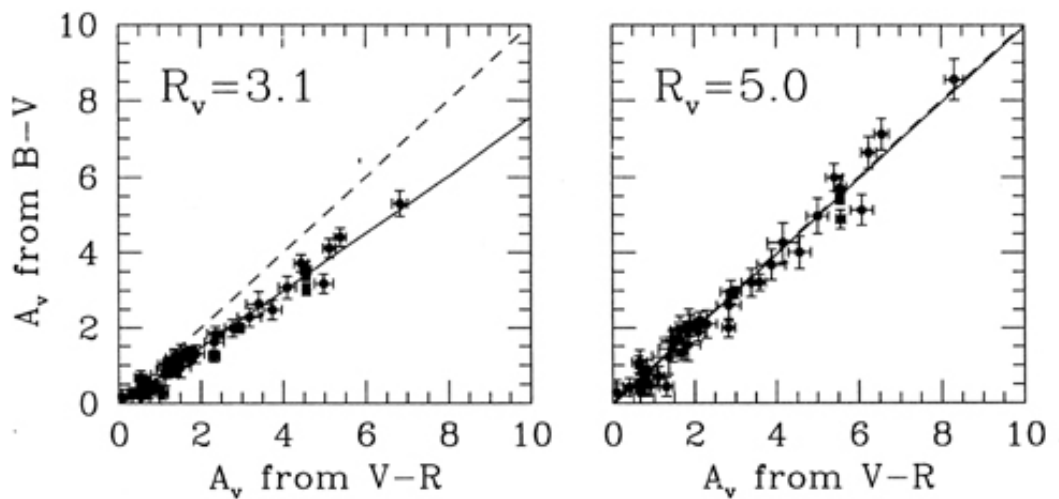


Figura 5.3: Comparación del valor A_v determinado a partir de $E(B-V)$ y el determinado a partir de $E(V-R)$, para $R_v=3.1$ (panel izquierdo) y $R_v=5.0$ (panel derecho); figura de Hernández et al. (2004). Las líneas sólidas representan el ajuste de los datos, mientras las líneas cortadas es la recta de pendiente uno. La mejor correlación es observada al usar un $R_v=5.0$. Las barras de error representan los errores propagados a partir del tipo espectral.

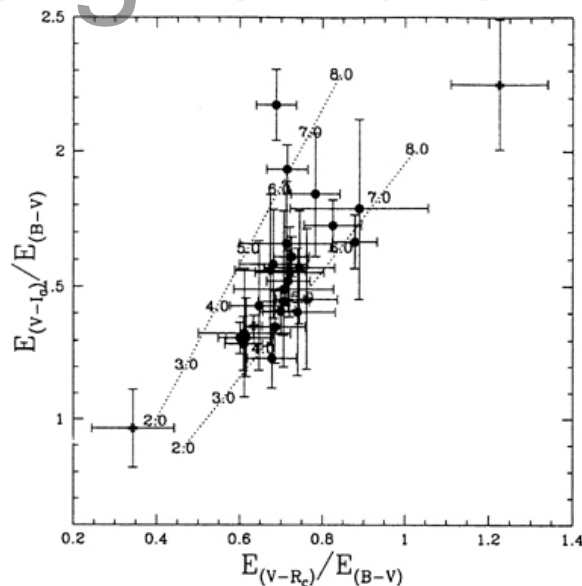


Figura 5.4: Razón de excesos de color $E(V-R_c)/E(B-V)$ versus la razón $E(V-I_c)/E(B-V)$, figura de Hernández et al. (2004). Las líneas punteadas indican la localización predicha por las relaciones de Cardelli et al. (1989) para diferentes valores de R_v (de 2 a 8). Estas líneas fueron calculadas usando la longitud de

onda efectiva de cada filtro, para el mínimo (línea superior) y el máximo (línea inferior) valor de $V-I_C$ de nuestra muestra. Los puntos son objetos con más de 5 medidas fotométricas, mientras que los asteriscos poseen solo 1 o 2 medidas en cada filtro. Para estos últimos objetos, la variabilidad puede afectar fuertemente los excesos de color estimados.

mas pequeñas que la usada en este trabajo (Strom et al., 1972; Thé et al., 1981; Herbst et al., 1982; Sorrell, 1990; Bibo et al., 1992; Gorti & Bhatt, 1993; Waters & Waelkens, 1998; Whittet et al., 2001).

En la Figura 5.4 se graficó la razón entre los excesos de color E_{V-RC} / E_{B-V} versus la razón E_{V-I_C} / E_{B-V} para una submuestra de HAeBe con medidas I_C tomados del servidor ftp publico del observatorio Van Vleck ¹, y las referencias Fernandez (1995), Oudmaijer et al. (2001), o de Winter et al. (2001). La Figura 5.4 también muestra la curva esperada sobre esta gráfica para diferentes valores de R_V usando las relaciones de Cardelli et al. (1989). Para ello se calcularon extinciones A_λ / A_V a la longitud de onda efectiva de cada filtro, usando las tablas de longitud de onda efectiva versus $V-I_C$ proporcionadas por Michael Bessell. Las líneas punteadas dibujadas corresponden a un valor mínimo y máximo de $V-I_C$ de nuestra muestra. Nuevamente, los datos sugieren una ley de extinción con $R_V > 3.1$.

5.3. Diagrama Hertzsprung-Russell

El conocimiento de la ley de extinción apropiada para las HAeBe (§5.2) es determinante para derivar las luminosidades de esas estrellas, y así estimar las masas estelares y los estados evolutivos de estos objetos. Así, tomando en cuenta el contenido de la sección §5.2, hemos calculado la luminosidad estelar para 55 de las 58 estrellas mostradas en las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3. Las luminosidades fueron calculadas a partir de la magnitud V promedio dada en la Tabla 5.1, corregida por enrojecimiento con el A_V calculado en la sub sección

¹ base de datos usada por Herbst & Shevchenko (1999)

5.2; los valores de corrección bolométrica para un tipo espectral específico (Kenyon & Hartmann, 1995); y las distancias listadas en la Tabla 5.1. La corrección por enrojecimiento fue hecha usando la ley de extinción interestelar estándar ($R_v=3.1$) y una ley de extinción más adecuada para HAeBe ($R_v=5.0$). La temperatura efectiva fue determinada usando nuestro tipo espectral y la calibración dada por Kenyon & Hartmann (1995). Para los objetos, P102 (HBC 432), MV Ori (HBC 460) y RNO 63 (HBC 518), no existen suficientes datos fotométricos publicados para realizar estimaciones de su luminosidad.

La Figura 5.5 muestra la localización en el diagrama H-R de los objetos en la Tabla 5.1, para los 2 valores de R_v utilizados. También se muestran los caminos evolutivos e isócronas de Siess et al. (2000) y Bernasconi (1996), los cuales se usaron para determinar masas y edades para la muestra realizando interpolaciones lineales. Las extinciones, luminosidades, temperatura efectiva, masas, y edades derivadas para cada ley de extinción están listadas en la Tabla 5.1.

bdigita.lula.ve

De la Figura 5.5 es evidente el cambio en la localización de los objetos en el diagrama H-R para diferentes valores de R_v . Cuando se usa $R_v=3.1$, 12 objetos caen por debajo de la secuencia principal de edad cero (ZAMS; del inglés Zero Age Main Sequence) y muchos otros caen cerca de ella. En contraste, para $R_v=5.0$ solo 2 objetos aparecen abajo de la ZAMS, V751 Cyg (HBC 297) y V590 Mon (HBC 219). Como se discutió en §4.1.3, existen fuertes evidencias para creer que V751 Cyg es una variable cataclísmica. La estrella

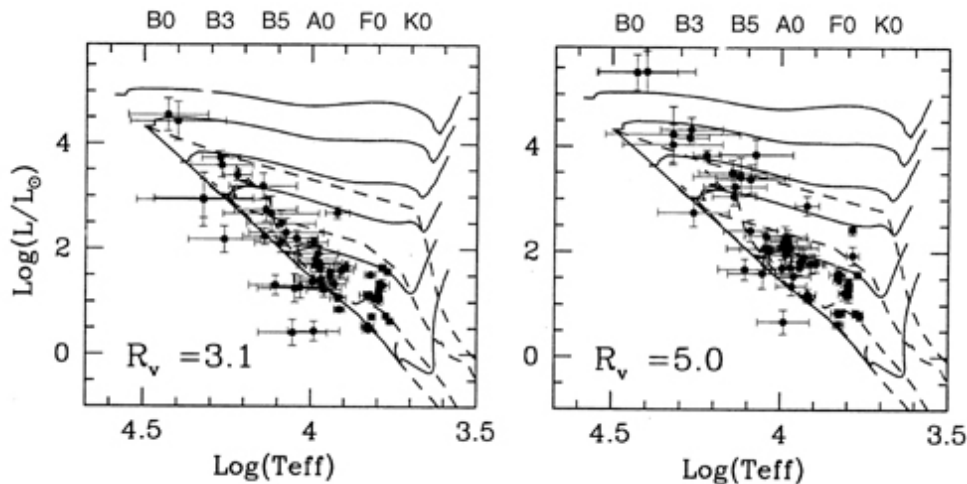
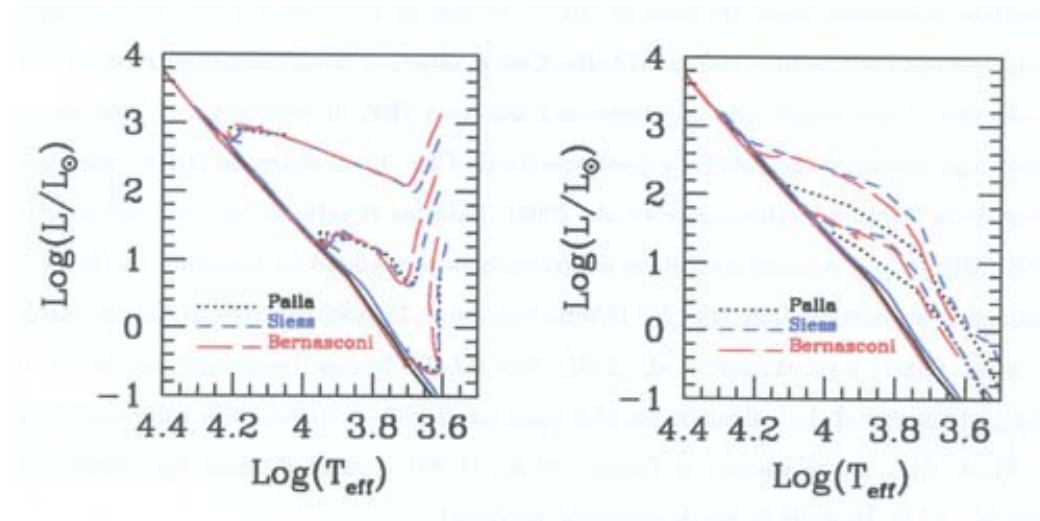


Figura 5.5: **Diagrama H-R para $R_v=3.1$ Y $R_v=5.0$ (Hernández et al., 2004).** Panel izquierdo: Luminosidades obtenidas usando el valor estándar, $R_v=3.1$. Panel derecho: Luminosidades obtenidas usando un $R_v=5.0$. Al usar $R_v=3.1$, muchas de las estrellas caen por debajo de la ZAMS. Usando el valor $R_v=5.0$ se derivan luminosidades mayores para cada estrella y así las estrellas caen generalmente arriba de la ZAMS, lo cual es más consistente con su naturaleza PMS. En la gráfica se muestran los caminos evolutivos (líneas solidas) e isocronas (líneas cortadas). Los caminos evolutivos (de arriba hacia abajo) corresponden a las masas estelares: 25, 15 y 9 M_{\odot} (Bernasconi, 1996) y 6, 3 y 1 M_{\odot} (Siess et al., 2000). Las isocronas de Siess et al. (2000) son, de arriba hacia abajo, 0.1, 1, 10 y 100 Myr. Las barras de error representan las incertidumbres propagadas de nuestra estimación de tipo espectral

Crear que V751 Cyg es una variable cataclísmica. La estrella V590 Mon exhibe una pequeña variabilidad fotométrica cuasi-periódica (Herbst & Shevchenko, 1999); sin embargo, Testi et al. (1998) publicaron un color B-V mucho mayor que los valores publicados por otros autores. Utilizando los datos de Testi et al. (1998), V590 Mon cae por arriba de la ZAMS. No obstante, el valor de Herbst & Shevchenko (1999) es más confiable, ya que posee mayor cantidad de medidas fotométricas. Se necesitan estudios adicionales de V590 Mon para determinar su posición real en el diagrama H-R.

Otro problema relacionado con el cálculo de la edad y masa sobre el diagrama H-R son las diferencias entre los caminos evolutivos e isocronas calculadas por diferentes autores. Este problema se evidencia en la Figura 5.6 en donde hemos graficado las isocronas y los caminos evolutivos de Palla & Stahler (1993), Bernasconi (1996) y Siess et al. (2000). Aunque la ZAMS y los caminos evolutivos son bastantes similares entre los diferentes autores (Figura 5.6 panel izquierdo), existe una marcada diferencia para objetos tempranos entre las isocronas de Palla & Stahler (1993) y las de Siess et al. (2000) y Bernasconi (1996). Para estrellas de baja masa las diferentes isocronas tienden a converger. Las mayores discrepancias en el regimen de masa intermedia y alta en las isocronas posiblemente se deben a la localización de la línea de nacimiento (del inglés, Birthline) sobre el diagrama H-R; esta línea de nacimiento depende, entre otros parámetros, del tipo de acreción asumida (esférica o a través de un disco) y de la magnitud de esa acreción (ver también, Hartmann, 2003; Baraffe et al, 2002). Las edades determinadas usando las isocronas de Palla & Stahler (1993) son sistemáticamente más jóvenes que las estimadas con Siess et al. (2000) o Bernasconi (1996). Es necesario disponer de cálculos evolutivos más sofisticados que tomen en cuenta la variedad de condiciones iniciales y efectos dependientes del tiempo (como la tasa de acreción), especialmente para estrellas de masas mayores. Paralelamente es necesario un mejor conocimiento empírico de la masa, el radio y la tasa de acreción de objetos proto-estelares (Hartmann, 2003). En cualquier caso, el efecto observado en la Figura 5.5 al cambiar el R_v es independiente de las

isocronas usadas. Sin embargo, las edades mostradas en las columnas 11 y 15 de la Tabla 5.5 calculadas con las isocronas de Siess et al. (2000) debenser tomadas con suma precaución.



igura 5.6: **Comparación entre diferentes isocronas y caminos evolutivos.**

En el panel izquierdo, se observan los caminos evolutivos calculados por diferentes autores (Palla & Stahler, 1993; Siess et al, 2000; Bernasconi, 1996) para estrellas con masas (de abajo hacia arriba) de $0.8M_{\odot}$, $2.0M_{\odot}$ y $5M_{\odot}$, las líneas solidas corresponden a la ZAMS a partir cada modelo. Las zonas ocupadas por los caminos evolutivos no difieren significativamente entre un modelo y otro. En el panel derecho se muestran las isocronas (de arriba hacia abajo) para 1 y 5 Myr. Observamos que en el regimen de baja masa las isocronas tienden a ser similares, en contraste, para estrellas de mayor masa existe una diferencia significativa entre las isocronas de Siess et al. (2000) y Bernasconi (1996) y las isocronas de Palla & Stahler (1993). Esta diferencia puede ser explicada por la localización de la línea de nacimiento (Hartmann, 2003).

5.4. Estrellas HAeBe en el diagrama color-color JHK

5.4.1. Análisis de las observaciones

Las HAeBe muestran excesos apreciables en el cercano infrarrojo cuando se las compara con los colores fotosféricos correspondientes a su tipo espectral (e.g; Hillenbrand et al., 1992; Lada & Adams, 1992). Estos excesos están asociados con la presencia de un disco truncado a la temperatura de destrucción del polvo (ver §5.4.2; Natta et al., 2001; Maheswar et al., 2002; Dullemond et al., 2001; Dullemond & Dominik, 2004a; Muzerolle, et al., 2004). Existen otras estrellas con líneas en emisión en el rango de tipo espectral de las HAeBe, que muestran menor exceso en el cercano infrarrojo, atribuido a la emisión libre-libre del gas circumestelar. Estas estrellas, conocidas como Be clásicas (CBe), no son de naturaleza PMS, sin embargo, frecuentemente son confundidas con las HAeBe. Con el objetivo de distinguir entre estos dos tipos de objetos, hemos construido un diagrama color-color JHK utilizando los colores desrojados de una muestra de HAeBe y una muestra de CBe. La muestra de HAeBe incluyen los objetos de la Tabla 4.1 (Hernández et al., 2004). Para las HAeBe se usaron colores JHK de 2MASS (JHK_{2MASS}) rotulados en el catálogo con la mejor calidad de medición (A, B o C). Completamos la fotometría JHK para las HAeBe con datos 2MASS inciertos utilizando datos de Eiroa et al. (2001) y de Winter et al. (2001). Las HAeBe fueron desrojadas [Ec. (5.3) y Ec. (5.4)] utilizando el A_V calculado en §5.2 para una ley de extinción adecuada para esta muestra ($R_V=5.0$) y las relaciones de Cardelli et al. (1989) para determinar los respectivos valores de $\frac{A_J}{A_V}$, $\frac{A_H}{A_V}$ y $\frac{A_K}{A_V}$ dada la ley de extinción apropiada.

$$(J - H)_0 = (J - H)_{2MASS} - \left(\frac{A_J}{A_V}(R_V) - \frac{A_H}{A_V}(R_V) \right) A_V \quad (5.3)$$

$$(H - K)_0 = (H - K)_{2MASS} - \left(\frac{A_H}{A_V}(R_V) - \frac{A_K}{A_V}(R_V) \right) A_V \quad (5.4)$$

Una muestra homogénea de CBe fue construida seleccionando los objetos de Yudin (2001), incluidos en el catálogo HIPPARCOS (Esa, 1997), con fotometría 2MASS de alta calidad (bandera de calidad A, B o C), y con tipos espectrales

determinados por N. Houk y sus colaboradores (Houk & Cowley, 1975; Houk, 1978, 1982; Houk & Smith-Moore, 1988). Se usaron estos tipos espectrales, el color B-V de HIPPARCOS, los colores intrínsecos de Kenyon & Hartmann (1995) y las relaciones de Cardelli et al. (1989) para una ley de extinción interestelar normal, para determinar los valores de A_V de las CBe y posteriormente corregir por extinción sus colores JHK_{2MASS} . Los colores 2MASS fueron convertidos al sistema CIT usando las transformaciones de Carpenter (2001).

En la Figura 5.7 se grafican los colores desenojados de las HAeBe y de las CBe junto con los colores intrínsecos de la secuencia principal y la secuencia de estrellas gigantes (secuencias de estándares sin disco). Estas secuencias de estándares se seleccionaron de Bessell & Brett (1988) quienes usan el sistema fotométrico Johnson-Glass abarcando estrellas tan tempranas como B5. La secuencia se completó hasta B0 utilizando datos de Koornneef (1983) transformados al sistema Johnson-Glass (Cox, 2000). Finalmente, las secuencias de estándares en el sistema Johnson-Glass fueron transformadas al sistema CIT usando las transformaciones de Bessell & Brett (1988). El vector de enrojecimiento de la Figura 5.7 fue construido usando las relaciones de Cardelli et al. (1989) para un $R_V=3.1$, sin embargo, no se observó un cambio significativo en este vector al usar una ley definida por $R_V=5.0$; la pendiente del vector de enrojecimiento no es alterada al usar diferentes valores de R_V , y el tamaño del intervalo definido para 1 magnitud de enrojecimiento, incrementa solo en 0.012 magnitudes al cambiar R_V de 3.1 a 5.0. Como referencia hemos dividido las estrellas HAeBe en tres rangos espectrales, más tempranas que B5 (triángulos sólidos), entre B5 y F0 (círculos sólidos) y más tardías que F0 (cuadrados sólidos). Las CBe también se dividieron en más tempranas (cuadrados abiertos) y más tardías (círculos abiertos) que B5. Este grupo no incluye estrellas F0 o más tardías.

En la Figura 5.7 se observa claramente que las HAeBe ocupan una región bien definida y separada de la región de las CBe, estas últimas se localizan en un

área relativamente pequeña cerca del final azul (o temprano) de la secuencia principal. .por el contrario, las HAeBe se distribuyen abajo de la región esperada para las estrellas Clásicas T Tauri (locus de las CTTS; Meyer et al, 1997), en una región relativamente extendida, más o menos paralela y desplazada a la derecha del vector de enrojecimiento definido por la estrella B0 de la secuencia principal. Estas regiones diferentes de las HAeBe y las CBe sobre el diagrama color-color JHK, fueron notadas por Lada & Adams (1992), sin embargo, ellos usaron colores no corregidos por enrojecimiento y de esta forma las regiones ocupadas por las dos muestras en el diagrama color-color JHK son más extendidas.

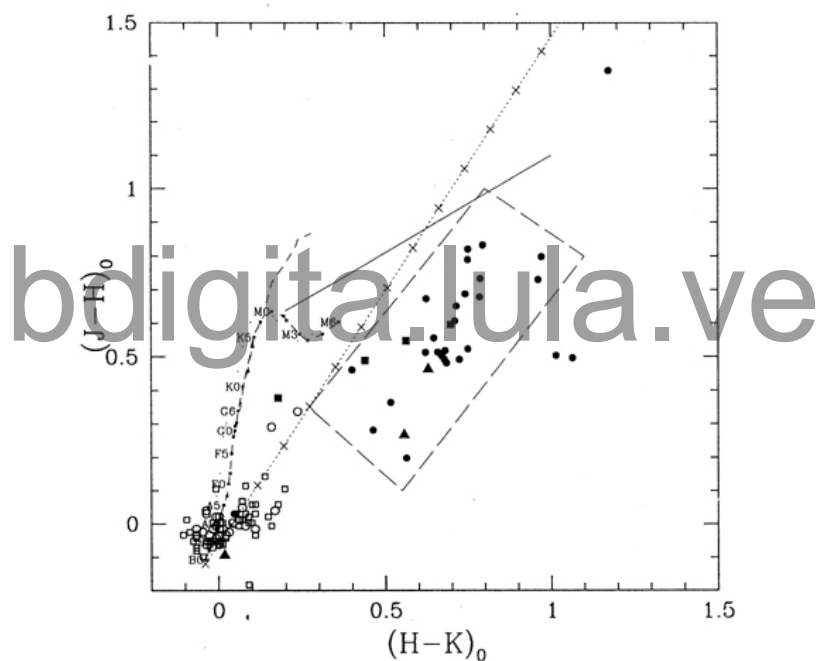


Figura 5.7: **Localización de las estrellas HAeBe y estrellas clásicas Be en el diagrama color-color JHK (Hernández et al., 2005).** La secuencia de estándar de Bessell & Brett (1988) se muestra en líneas cortadas. Los colores corregidos por enrojecimiento de la muestra de HAeBe (Hernández et al, 2004) caen a la derecha del vector de enrojecimiento definido para la estrella estándar B0 (línea punteada). Este vector es calculado usando $R_V=3.1$ con los intervalos (x) de 1 magnitud en A_y . La pendiente del vector no se ve afectada al cambiar el valor de R_y , sin embargo, los intervalos son ligeramente más grandes para un valor de $R_V=5.0$. La muestra de HAeBe fue separada en 3

rangos de tipo espectral: más temprano que B5 (triángulos sólidos), entre B5 y F0 (círculos sólidos), y más tardío que F0 (cuadrados sólidos). La muestra de CBe (Yudin, 2001), también corregida por enrojecimiento, ocupa una región más limitada en el final azul de la secuencia estándar. La muestra CBe fue dividida en estrellas B5 y más tardías (círculos abiertos) y estrellas más tempranas que B5 (cuadrados abiertos). Como referencia fue graficada la región esperada para las CTTS (línea sólida) definida por Meyer et al. (1997). Las HAeBe están separadas de las CBe ocupando una región definida aproximadamente por los vértices (J-H, H-K): (0.27, 0.35), (0.80, 1.00), (1.10, 0.80) y (0.55, 0.80)

Particularmente, ellos encuentran que la mayoría de las HAeBe se localizan por arriba del locus de las CTTS.

Existen 2 objetos listados como HAeBe que aparecen en la región de las CBe. Una de ellas es MC1 (HBC 324) con un tipo espectral A 7 y emisión en las líneas [O I] λ 6300, [O I] λ 6363, [S II] λ 6717, [S II] λ 6731 y H α . La otra estrella, BD+651637 (HBC 730), tiene tipo espectral B4 con emisión en H α , H β y Fe II(42). Estos objetos pueden ser estrellas con un disco observado frontalmente, ($i_{\text{rim}}=0$, o hacia el polo), donde la contribución de la pared interna del disco es nula (Dullemond et al., 2001); sin embargo, estos objetos no poseen fuentes IRAS asociadas con ellas. Se requiere de estudios adicionales de estas estrellas para clarificar si la carencia de excesos en las bandas JHK es producida por una geometría especial del disco o por su ausencia. El objeto localizado arriba del locus de las CTTS es la estrella V633 Cas (HBC 3); los fuertes flujos en las bandas IRAS, sugieren que la posición de este objeto sobre el diagrama color-color JHK no es producto de una subestimación de la corrección por enrojecimiento. Esta estrella está asociada con una nube de reflexión compleja y con una compañera clase I (objeto muy joven acreta material al disco), localizada 6" al norte de V633 Cas. Estos objetos pudieran contribuir a los colores JHK observados (Fukagawa et al., 2002; Lagage et al., 1993). La estrella F localizada a la izquierda del vector de enrojecimiento

definido para la estándar BO, es la estrella BO Cep (HBC 735) la cual tiene un perfil doble en la línea H α . Las magnitudes 2MASS para este objeto están rotuladas como contaminadas por una fuente cercana.

5.4.2. Modelo del disco interno de las HAeBe

Los excesos en el cercano infrarrojo están generalmente asociados a la irradiación de la pared interna del disco localizada a un radio R_{rim} , en la cual la temperatura corresponde a la temperatura de destrucción del polvo T_{rim} (eg. Muzerolle, et al., 2004; Dullemond et al., 2001). Dentro de este radio, el disco de gas es ópticamente delgado (Muzerolle, et al., 2004) y se crea una región transparente a la radiación estelar produciendo un calentamiento directo de la pared interna del disco. Podemos calcular el flujo observado en las bandas del infrarrojo cercano como una combinación del flujo proveniente de la estrella (f_{est}) y el flujo irradiado por la pared interna del disco (f_{rim}).

$$f_{obs} = f_{est} + f_{rim} = \Omega_{est} F_{est} + \Omega_{rim} F_{rim} \quad (5.5)$$

en donde, F_{est} y F_{rim} son el flujo intrínseco de la estrella y de la pared interna del disco, observados a un ángulo sólido Ω_{est} y Ω_{rim} , respectivamente.

El color entre dos magnitudes arbitrarias (m_{λ_1} m_{λ_2}) se puede construir del flujo observado [Ec.(5.5)] dentro de las bandas fotométricas relacionadas a dichas magnitudes (rotuladas con los super índices λ_1 y λ_2)

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2,5 \log \left\{ \frac{f_{est}^{\lambda_1} + f_{rim}^{\lambda_1}}{f_{est}^{\lambda_2} + f_{rim}^{\lambda_2}} \right\} = -2,5 \log \left\{ \frac{f_{est}^{\lambda_1} (1 + f_{rim}^{\lambda_1}/f_{est}^{\lambda_1})}{f_{est}^{\lambda_2} (1 + f_{rim}^{\lambda_2}/f_{est}^{\lambda_2})} \right\} \quad (5.6)$$

Convirtiendo el flujo observado de la estrella en color y expresando la ecuación anterior en flujos intrínsecos, podemos reescribir la ecuación (5.6) como,

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_{est} - 2,5 \log \left\{ \frac{1 + A(F_{rim}^{\lambda_1}/F_{est}^{\lambda_1})}{1 + A(F_{rim}^{\lambda_2}/F_{est}^{\lambda_2})} \right\} \quad (5.7)$$

en donde A es la razón entre el ángulo sólido de la pared interna del disco y el

ángulo sólido de la estrella ($\Omega_{rim}/\Omega_{est}$). Tal como se esquematiza en la Figura (5.8), podemos aproximar el área observada de la pared interna del disco como un cilindro de radio R_{rim} y de espesor $2H_{rim}$ observado a un ángulo i_{rim} con respecto a la normal del plano del cilindro. De esta manera, siguiendo a Dullemond et al. (2001) podemos expresar el parametro A como:

$$A = \frac{2 R_{rim}^2}{\pi R_{est}^2} \cos(i_{rim}) [\delta \sqrt{1 - \delta^2} + \arcsin(\delta)] \quad (5.8)$$

$$A = \frac{R_{rim}^2}{R_{est}^2} \cos(i_{rim}) \quad (5.9)$$

donde R_{est} es el radio estelar y $\delta = \frac{H_{rim}}{R_{est}} \cos(i_{rim})$. La ecuación (5.8) es aplicable para $\delta < 1$, mientras que la ecuación (5.9) se aplica cuando $\delta > 1$.

La altura física de la pared interna del disco (H_{rim}), se puede expresar en unidades de R_{rim} , de la siguiente forma:

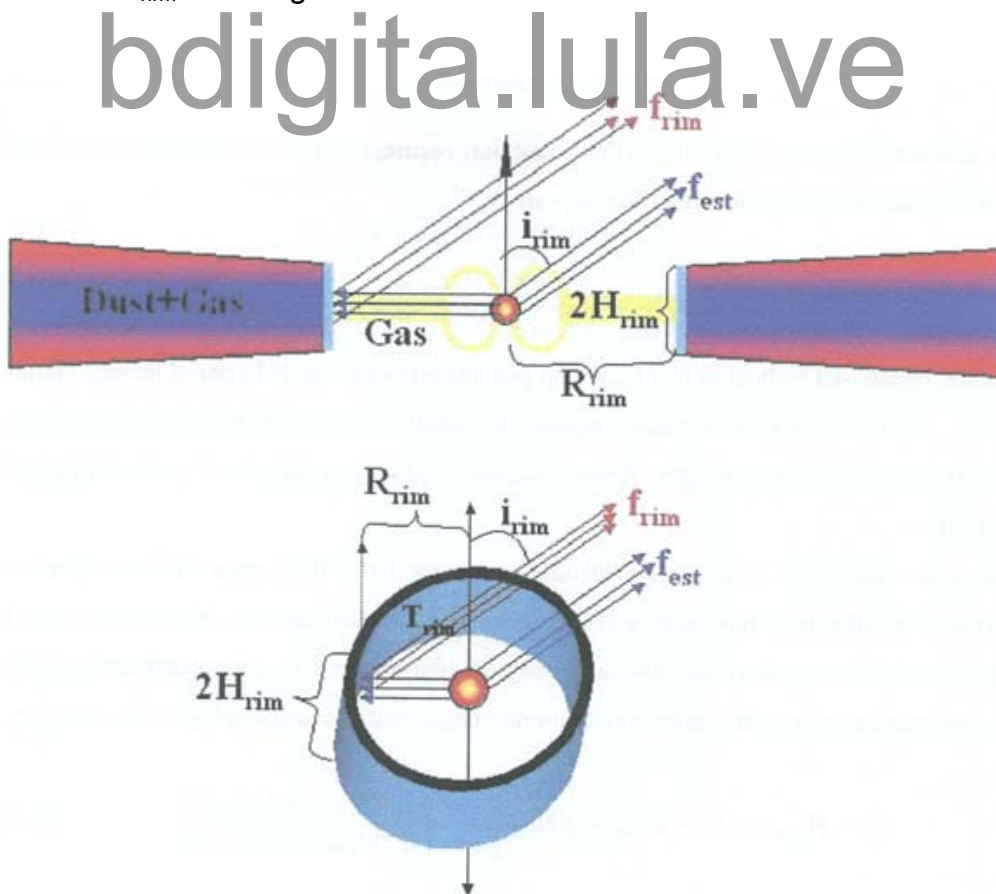


Figura 5.8: **Esquema del disco interno de las HAeBe.** En la figura superior se observa un corte transversal del disco. Dentro del radio R_{rim} el polvo es destruido generando una región interna transparente a la radiación estelar, la cual calienta la pared interna del disco a la temperatura de destrucción del polvo. El gas continúa acretando hacia la estrella. La figura inferior muestra una simplificación de la pared interna asumida como un anillo de radio R_{rim} y ancho $2H_{rim}$ orientado a un ángulo i_{rim} con respecto al observador. En esta configuración se observan dos contribuciones, el flujo proveniente de la estrella (f_{est}) y el flujo proveniente de la pared interna del disco (f_{rim}) calentada a una temperatura T_{rim}

$$H_{rim} = \chi_{rim} R_{rim} \quad (5.10)$$

La razón entre el radio del anillo y el radio estelar, requerido en las ecuaciones (5.8) y (5.9), se puede calcular siguiendo la siguiente relación,

$$\frac{R_{rim}}{R_{est}} = \left(\frac{T_{est}}{T_{rim}} \right)^2 \sqrt{1 + \chi_{rim}} \quad (5.11)$$

la expresión dentro del radical es una corrección por auto-irradiación de la pared interna (Dullemond et al., 2001). Los valores de radio y espesor del cilindro

(Figura 5.8) se calculan asumiendo un valor de χ_{rim} . Los valores de $\frac{R_{rim}}{R_{est}}$, H_{rim} e

i_{rim} son usados para calcular el parámetro A [Ec. (5.8), (5.9)]

Usando la ecuación (5.7), podemos calcular los colores J-H y H-K, para diferentes parámetros estelares y diferentes parámetros relacionados con el disco interno. Suponiendo que la pared interna del disco emite como un cuerpo negro a temperatura T_{rim} y aproximando el flujo estelar observado en el cercano infrarrojo como un cuerpo negro a temperatura T_{eff} , tenemos,

$$[J - H]_{mod} = [J - H]_{est} - 2,5 \log \left[\frac{1 + A B^J(T_{rim})/B^J(T_{eff})}{1 + A B^H(T_{rim})/B^H(T_{eff})} \right] \quad (5.12)$$

$$[H - K]_{mod} = [H - K]_{est} - 2,5 \log \left[\frac{1 + A B^H(T_{rim})/B^H(T_{eff})}{1 + A B^K(T_{rim})/B^K(T_{eff})} \right] \quad (5.13)$$

los colores de la fotosfera estelar $[J-H]_{est}$ y $[H-K]_{est}$, y la temperatura T_{eff} pueden ser tomados de Kenyon & Hartmann (1995) para un tipo espectral dado. Las cantidades B^J , B^H y B^K son los flujos monocromáticos observados a la longitud de onda central de las bandas J, H y K para un cuerpo negro a temperatura T_{eff} (estrella), y T_{rim} (pared interna del disco)

Para reproducir los colores sintéticos de una estrella con la contribución del disco interno, primero determinamos el tipo espectral de la estrella, el cual proporciona los valores estelares, $(J-H)_{est}$, $(H-K)_{est}$, y T_{eff} (Kenyon & Hartmann, 1995). La contribución del disco interno expresado en las ecuaciones (5.12) y (5.13), se calcula a partir de T_{rim} y del parámetro A. Este último se define conociendo los valores de X_{rim} e i_{rim} y combinando las ecuaciones (5.8), (5.9),

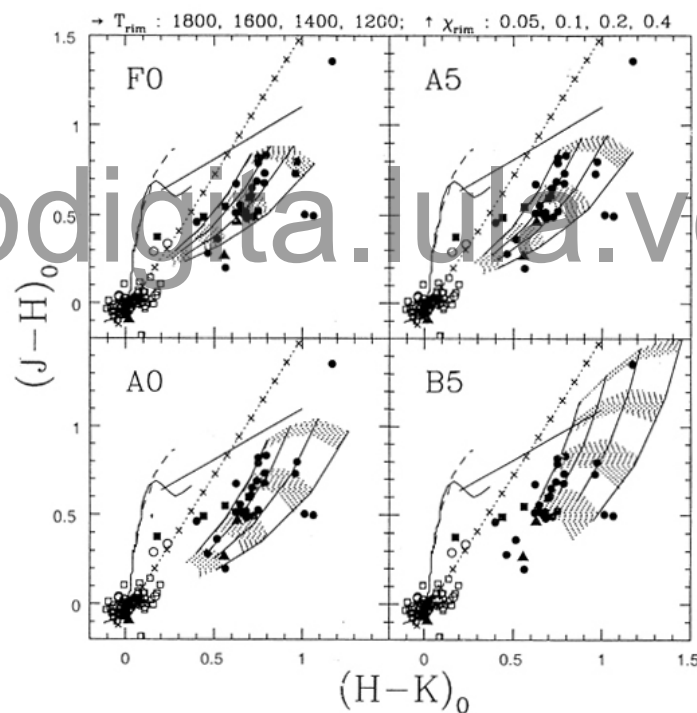


Figura 5.9: Localización teórica de las estrellas con disco interno en el diagrama color-color JHK. Hemos superpuesto a la Figura 5.7 la malla de colores sintéticos estimados para estrellas con diferentes tipos espectrales: F0 (panel izquierdo superior), A5 (panel derecho superior), A0 (panel izquierdo inferior) y B5 (panel derecho inferior). En cada malla teórica hemos variado la altura del disco (de abajo hacia arriba, $X_{rim} = 0.05, 0.1, 0.2, 0.4$) y la temperatura de destrucción del polvo (de izquierda a derecha, $T_{rim} = 1800, 1600, 1400$ y

1200), estos últimos valores dependen de la cantidad de grafito y silicatos en el disco (Eisner et al., 2004). La región sombreada muestra las inclinaciones entre 40° y 75° , las cuales abarcan $\sim 50\%$ de probabilidad de observación para cada valor de X_{rim} . La altura del disco (X_{rim}) y la inclinación (i_{rim}) están directamente relacionadas al área observada de la pared interna del disco. (5.10) y (5.11). En resumen, dado un tipo espectral se debe conocer los valores de T_{rim} , i_{rim} y X_{rim} para calcular los colores sintéticos $(J-H)_{mod}$ y $(H-K)_{mod}$

En la Figura 5.9 hemos superpuesto a la Figura 5.8 (la cual muestra la distribución de estrellas HAeBe y CBe en el diagrama color-color JHK) los colores sintéticos derivados para estrellas con tipo espectral F0 (panel izquierdo superior), A5 (panel derecho superior), A0 (panel izquierdo inferior) y B5 (panel derecho inferior). Para construir la malla de colores sintéticos hemos variado la temperatura de la pared interna del disco ($T_{rim} = 1200, 1400, 1600$ y 1800 K) y el espesor del disco, representado por el parámetro X_{rim} (0.05, 0.1, 0.2 y 0.4). En cada valor de X_{rim} hemos variado la inclinación del disco desde 40° a 75° , lo cual abarca un 50 % de probabilidad de observación del disco. Sin embargo, la variación de i_{rim} influirá de manera similar que el cambio en X_{rim} , ya que ambos, incrementan o disminuyen el área emisora observada de la pared interna del disco. A pesar de las simplificaciones realizadas, nuestro modelo reproduce los colores observados de las estrellas HAeBe en el rango espectral definido para ellas y para valores de T_{rim} estimados previamente para la pared interna del disco (Dullemond et al., 2001; Natta et al., 2001; D'alessio et al., 2003; Muzerolle et al., 2003a; Eisner et al., 2004). Este valor depende de la cantidad de grafito (temperatura de sublimación 1500K) y de silicatos (temperatura de sublimación 2000K) que componen el disco (Eisner et al., 2004). Los valores de i_{rim} y X_{rim} son más difíciles de diferenciar, ya que sus contribuciones al color observado no se pueden separar.

5.5. Excesos de colores en el infrarrojo medio

La presencia de un disco circunestelar contribuye a los excesos observados en

el infrarrojo medio (definido principalmente por las bandas IRAS 12, 25, 60, y 100μ) e infrarrojo lejano (rango milimétrico y submilimétrico), originados por la irradiación del disco calentado por la estrella central (Calvet et al, 2000). Esta irradiación es mas eficiente en discos acampanados (tipo flare) que en discos planos (Dullemond & Dominik, 2004a). La irradiación va acompañada del calentamiento del disco debido a procesos viscosos, sin embargo, esta contribución solo es importante en estrellas con alta tasa de acrecimiento. Tomando en cuenta la contribución del disco en las bandas IRAS, Vieira et al. (2003) presentaron un listado de 131 HAeBe, de las cuales 108 objetos fueron nuevas candidatas HAeBe. Estos autores usan la emisión en el infrarrojo, relativa a la visual, para eliminar de su selección fuentes infrarrojas débiles, tales como, CBe u objetos con discos fósiles (estrellas tipo Vega). En particular, el índice β , el cual ellos definen [ver Ec. (5.14)], debe ser aproximadamente igual a -2 o mayor que este valor ($\beta \gtrsim -2,0$) en estrellas HAeBe.

$$\beta = 0,5 * \log\left(\frac{F_{12}}{F_V}\right) - 1 \quad (5.14)$$

donde F_{12} es el flujo en 12μ y F_V es el flujo en la banda visual.

Usando los flujos IRAS, hemos calculado el índice β para las estrellas clasificadas en el capítulo §4. Las fuentes IRAS asociadas para cada uno de los objetos de la Tabla 5.1 fueron seleccionadas principalmente de Weintraub (1990) o usando la base de datos SIMBAD. Las estrellas rotuladas como HAeBe poseen contrapartida IRAS a excepción de las estrellas LkH α 233 (HBC 313), por debajo del límite de IRAS, y LkH α (HBC 705), la cual cae en una región del cielo no cubierta por IRAS. La Figura 5.10 muestra un histograma del índice (3 calculado para las HAeBe (§4.1.2), esta figura da un soporte adicional al límite definido por Vieira et al. (2003), ya que la gran mayoría de la muestra tiene $\beta \gtrsim -2$.

Del conjunto de las estrellas con estado evolutivo incierto (§4.1.3), solo la estrella LkH α 350 (HBC 314) posee mediciones IRAS dando un $\beta=-3.8$. La estrella V751 Cyg (HBC 297) cae en una región no cubierta por IRAS. Para el resto de este conjunto de objetos fue necesario calcular un límite superior del

índice β usando la magnitud límite del survey de IRAS (0.1, 0.3, 0.6 y 1.0 Jy para 12μ , 25μ , 60μ y 100μ respectivamente, Joint IRAS Science Working Group, 1988). A excepción de PQ Ori ($\beta < -1.95$) ese límite superior es menor a -2.3, lo que implica que estos objetos no poseen suficiente excesos en el infrarrojo medio para argumentar la presencia de discos.

Para las estrellas más tardías que F5 (§4.1.4), los objetos P102 (HBC432), MV Ori (HBC 460) y RNO 63 (HBC518) no tienen suficientes datos fotométricos para calcular la magnitud V corregida por enrojecimiento, y de esta manera no fue posible calcular el índice β . Para 3 estrellas (HBC 308, HBC 535 y HBC 690) el índice (3 calculado es menor que -2.35 mientras que para las

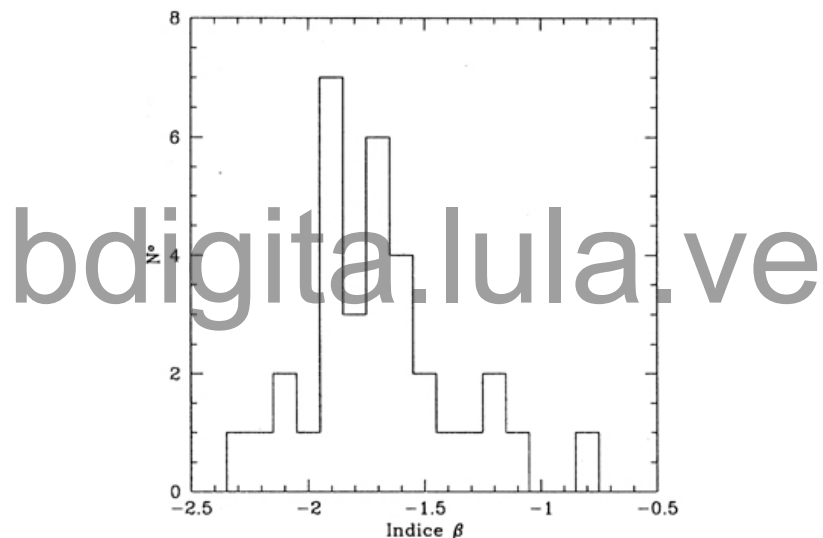


Figura 5.10: **Histograma del parámetro β para las HAeBe.** El índice β se calculó a partir de la ecuación (5.14). Se puede apreciar que para las HAeBe el índice β está restringido a valores mayores que -2.3, en acuerdo al resultado de Vieira et al. (2003).

estrellas restantes de esta muestra el índice (3 implica presencia, de disco circumestelar ($\beta > -2$), lo que argumenta a favor que estos objetos forman parte del grupo de estrellas T Tauri de masa intermedia.

5.6. Catálogo interactivo de estrellas HAeBe

Con el fin de facilitar la consulta de los datos de las estrellas HAeBe, se diseñó la página Web (<http://www.cida.ve/~jesush/haebe/principal.html>) la cual a su vez es complemento del artículo titulado "Spectral Analysis and Classification of Herbig Ae/Be Stars" (Hernández et al., 2004). Esta página está conformada por 2 tablas electrónicas las cuales incluyen los 75 objetos seleccionados en §2.2, la estrella T Tauri de masa intermedia CO Ori y 3 objetos FU Ori: FU Ori (HBC 186), Z Cma (HBC 243) y Par 21 (HBC 687). La primera tabla muestra información general de cada uno de los 79 objetos. En este catálogo interactivo, se puede observar el espectro de la estrella, la región alrededor de $H\alpha$, la distribución espectral de energía en las bandas UBVR_iJHKL, curvas de luz en diferentes bandas ópticas, una imagen 0.2x0.2 grados del Digital Sky Survey, referencias, e información acerca de los rasgos espectrales usados para asignarle el tipo espectral respectivo. Existe la posibilidad adicional de descargar los espectros de los objetos que conforman esta tabla. La segunda tabla muestra información fotométrica en las bandas U, B, V, R, I, J, H, K y L y sus respectivas fuentes bibliográficas. En la Figura 5.6 se puede apreciar el catálogo interactivo y sus prestaciones.

File Edit View Go Bookmarks Tools Window Help
 Back Reload Search Print
<http://www.cida.ve/~jesush/haebe/hbcstars.html>
 Home Bookmarks Mandrakestore Mandrakeclub Mandrakeexpert graphps Mandrakeonline

CATALOGO GENERAL HAeBe

1 Selected Objects from Herbig and Bell Catalogue (1988)

If you want see details of this table click : [here](#)

1.1 Stars

HBC	Name	Sp.T.	Err	Halpha	Spectrum	Spectrum	Image	SEDs	LightCurv	REF(1960-2002)
<u>1</u>	MacCH12	Not defined	Not defined	31.5	View	Load	View	View	2	View
<u>3</u>	V633Cas	B9	2.5	56.2	View	Load	View	View	519	View
<u>7</u>	LkHa201	B2	2.5	-41.6	View	Load	View	View	241	View
<u>40</u>	LkHa101	Not defined	Not defined	44.1	View	Load	View	View	1	View
<u>94</u>	HKOri	Not defined	Not defined	49.0	View	Load	View	View		

Figura. 5.11: **Catálogo interactivo de estrellas HAeBe.** Desde esta página se puede acceder a información referente a las estrellas conocidas como HAeBe u objetos relacionados. La figura muestra las diferentes características interactivas de esta página electrónica (<http://www.cida.ve/~jesush/haebe/principal.html>).

Capítulo 6

Análisis de estrellas en asociaciones OB

Este capítulo está dirigido a analizar la presencia de HAeBe, estrellas de masa intermedia con disco ópticamente grueso, en asociaciones OB con edades entre 3 y 6 Myr. Con este propósito analizaremos las propiedades más importantes presentes en HAeBe, estudiadas en el capítulo 5, tales como, presencia de líneas en emisión, localización en el diagrama color-color JHK y flujos IRAS característicos de la presencia de discos. Para analizar la presencia de HAeBe, limitamos la muestra al rango en tipo espectral entre B5 y F0, esto permite comparar la presencia de discos en estrellas con características similares. Por otro lado, la presencia de discos en estrellas más tempranas que B5 no está bien establecida, posiblemente debido a la rápida evolución de esos objetos, los cuales dispersan el polvo y el gas en aproximadamente 1 Myr (Fuente et al., 2002; Natta et al., 2000).

La Tabla 6.1 muestra las propiedades generales de las estrellas distribuidas en las asociaciones, Upper Scorpius, Perseus OB2, Lacerta OB1, Orion OB1a y Orion OB1d. Las columnas 1 y 2 muestran el número Hipparcos y el nombre de la estrella. El tipo espectral calculado en §4.2 y su error están en las columnas 3 y 4. El valor de A_v y su incertidumbre se muestra en las columnas 5 y 6. La magnitud J y colores (J-H, H-K) 2MASS se muestran en las columnas 7, 8 y 9. Las últimas 3 columnas muestran los valores de T_{eff} , luminosidad y masa derivados en §6.1.

Tabla 6.1: Estrellas en asociaciones OB cercanas

Hipparcos	Nombre	SpT	Error	A_V	$\sigma(A_V)$	J	J-H	H-K _s	$\log(T_{\text{eff}})$	$\log(L/L_{\odot})$	M/M _⊙
Upper Scorpis											
HIP76071	HD138343	B9	1	0.28	0.14	7.11	0.03	0.08	4.02	1.64	2.5
HIP76310	HD138813	A1	2	0.09	0.23	7.16	-0.02	0.01	3.96	1.43	2.2
HIP78207 ¹	HD142983	B1	2	0.62	0.41	5.10	0.27	0.24	4.44	3.66	12.8
HIP79439	HD145631	B9	1	0.63	0.15	7.05	0.00	0.11	4.02	1.65	2.5
.....											
Perseus OB2											
HIP14145	BD+42 684	F8	1	0.23	0.13	8.60	0.21	0.06	3.79	1.19	2.1
HIP17172	HD22765	A5	2	0.31	0.24	8.83	0.01	0.10	3.91	1.37	2.0
HIP17313	HD22951	B1	1	0.65	0.18	5.00	-0.07	0.01	4.41	4.26	13.4
.....											

Notas:

Tabla completa en el apéndice A

¹ Estrella con H α en emisión

6.1. Distancias y análisis de observaciones

Se obtuvieron distancias a partir de los paralajes de Hipparcos de los miembros que conforman la muestra en cada asociación. Sobre la distribución de distancias de cada grupo estelar (Figura 6.1) se aplicó un test χ^2 , para el cual se cambió la distancia teórica de la asociación hasta conseguir el mínimo valor de χ^2 , de esta manera se obtuvo una distancia preliminar para el grupo estelar. Con esta distancia preliminar y las distancias individuales de las estrellas se calculó la desviación estándar (σ_D) para la distribución de distancias de la asociación. Para mejorar nuestra determinación, rechazamos los valores de las distancias individuales que se desviaban más de 3 σ_D del valor preliminar, y corrimos de nuevo el test χ^2 sobre la distribución mejorada para obtener el valor de distancia reportado en la columna 6 de la Tabla 2.1. Los objetos rechazados no superan el 10 % de las estrellas de la muestra original de la asociación. Los errores reportados en la Tabla 2.1 se refieren a la incertidumbre del promedio de σ_D , σ_D/\sqrt{N} donde N es el número de estrellas usadas para calcular la distancia en cada asociación. Con excepción de la asociación Lac OB2 (ver §6.4), nuestras determinaciones de distancias concuerdan con los valores calculados previamente usando datos de Hipparcos

(de Zeeuw et al., 1999; Brown et al., 1999b).

La extinción de cada estrella en cada asociación fue calculada usando los colores intrínsecos de Kenyon & Hartmann (1995) y la ecuación (5.1) para un valor de $R_V=3.1$. Esta ley de extinción es adecuada para las estrellas estudiadas en las asociaciones OB debido a que generalmente estos objetos no poseen gran enrojecimiento ($A_V < 1.0$). De esta manera se corrigieron por enrojecimiento los datos fotométricos de Hipparcos (V , $B-V$) y las magnitudes de 2MASS (J , H , K_S). Las magnitudes 2MASS desenrojadas se transformaron al sistema CIT (Carpenter, 2001) para realizar un diagrama color-color JHK para cada una de las asociaciones descritas en las secciones siguientes de este capítulo.

Usando las magnitudes desenrojadas de Hipparcos, hemos ajustado sobre el diagrama $B-V$ versus M_V la ZAMS definida por Cox (2000) a las estrellas en cada grupo estelar para calcular una distancia fotométrica de la asociación (Figura 6.2). Aplicamos un test χ^2 comparando los valores $B-V$ y M_V de las estrellas en cada asociación con los valores respectivos que definen la ZAMS. En cada caso hemos cambiado la distancia de la asociación, usada para calcular M_V , hasta que el mínimo valor de χ^2 sea obtenido. Luego se usa un criterio similar al descrito para el cálculo de distancias astrométricas para rechazar los valores que se desvían significativamente del comportamiento general de la muestra. Aquí rechazamos adicionalmente las estrellas con $B-V > 0.0$ para evitar objetos que por su juventud aun no han alcanzado la ZAMS. Estas estimaciones de distancias fotométricas son menos confiables, ya que el método es dependiente del estado evolucionario y de la metalicidad del grupo estelar, de la presencia de sistemas múltiples y de la calibración fotométrica utilizada (e.g; Vandenberg & Poll, 1989; Pinsonneault et al., 1998; Robichon et al., 1999; Carretta et al., 1999). Sin embargo, con excepción de la asociación Ori OB1bc (§6.6), la cual debido a su juventud tiene un gran número de estrellas por encima de la ZAMS, las distancias fotométricas y astrométricas calculadas para cada grupo estelar concuerdan dentro del error estimado.

Con la distancia astrométrica y la magnitud V corregida por enrojecimiento hemos calculado la luminosidad bolométrica usando la corrección bolométrica de Kenyon & Hartmann (1995) respectiva al tipo espectral calculado en §4.2. De manera similar hemos calculado T_{eff} para las estrellas en las asociaciones usando nuestro tipo espectral y la calibración dada por Kenyon &

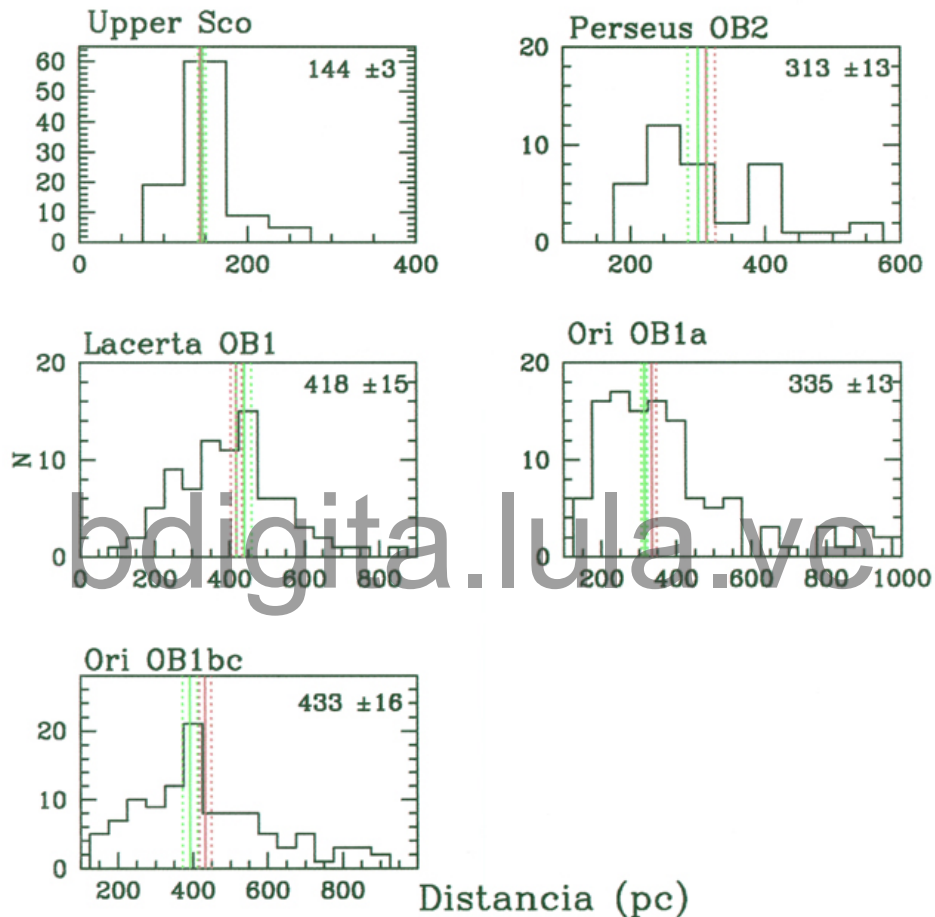


Figura 6.1: **Histograma de distancias.** Sobre cada histograma de distancias se corrió el test χ^2 , a partir del cual resultó la distancia astrométrica mostrada en los paneles correspondientes para cada grupo estelar (línea salida azul), y su respectivo error (línea punteada azul). A modo de comparación se muestra las estimaciones de distancias calculadas a partir de los datos fotométricos (línea salida roja) con sus respectivos errores (líneas punteadas rojas). Los valores mostrados en cada panel corresponden a la distancia astrométrica.

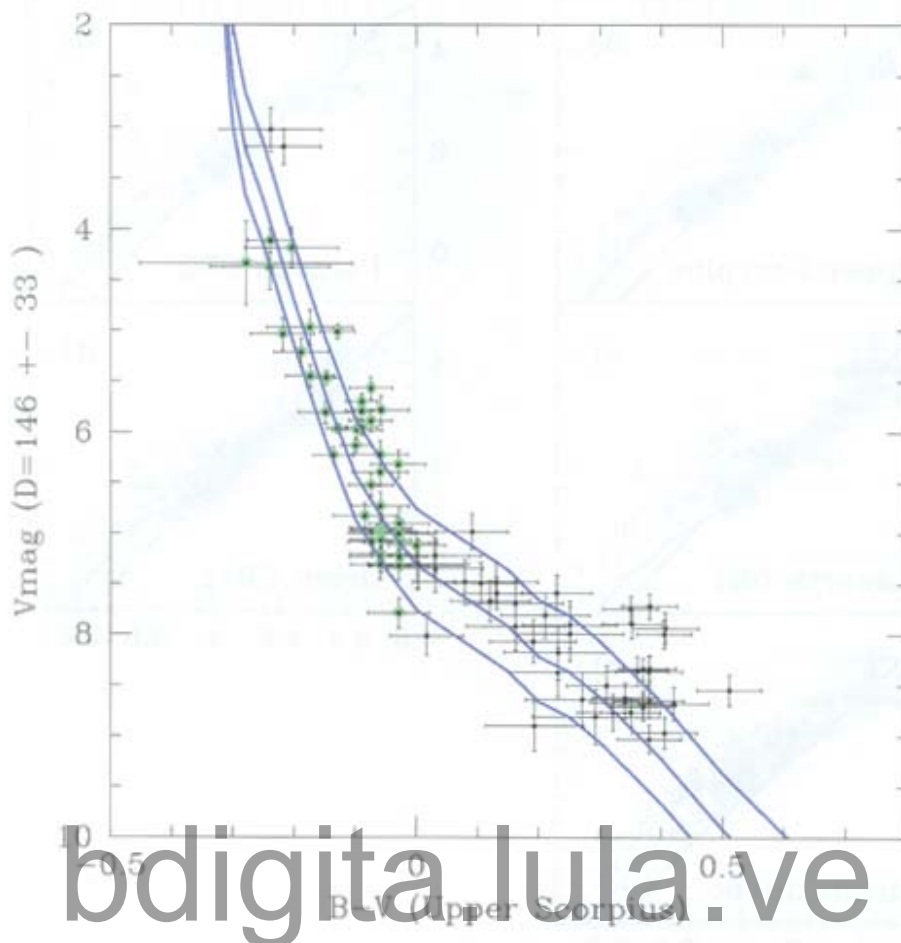


Figura 6.2: **Diagrama Color-Magnitud para Upper Scorpius.** Ejemplo del cálculo de distancia fotométrica usando datos corregidos por enrojecimiento. Los objetos con $B-V > 0$ fueron rechazados del cálculo debido a que ellos posiblemente no han llegado a la ZAMS (Cox, 2000), la cual sirve como referencia para el cálculo de distancia. Otros objetos fueron rechazados debido a que se desvian significativamente ($>3\sigma$) del comportamiento general del grupo estelar. Con los objetos seleccionados (círculos verdes) se calculó la distancia minimizando el valor de χ^2 entre la ZAMS y los valores de M_V calculado para cada estrella, suponiendo una distancia para la asociación. La línea sólida central corresponde a la ZAMS calculada a la distancia de 146 pc, las líneas sólidas adyacentes representan la incertidumbre en el cálculo de esta distancia.

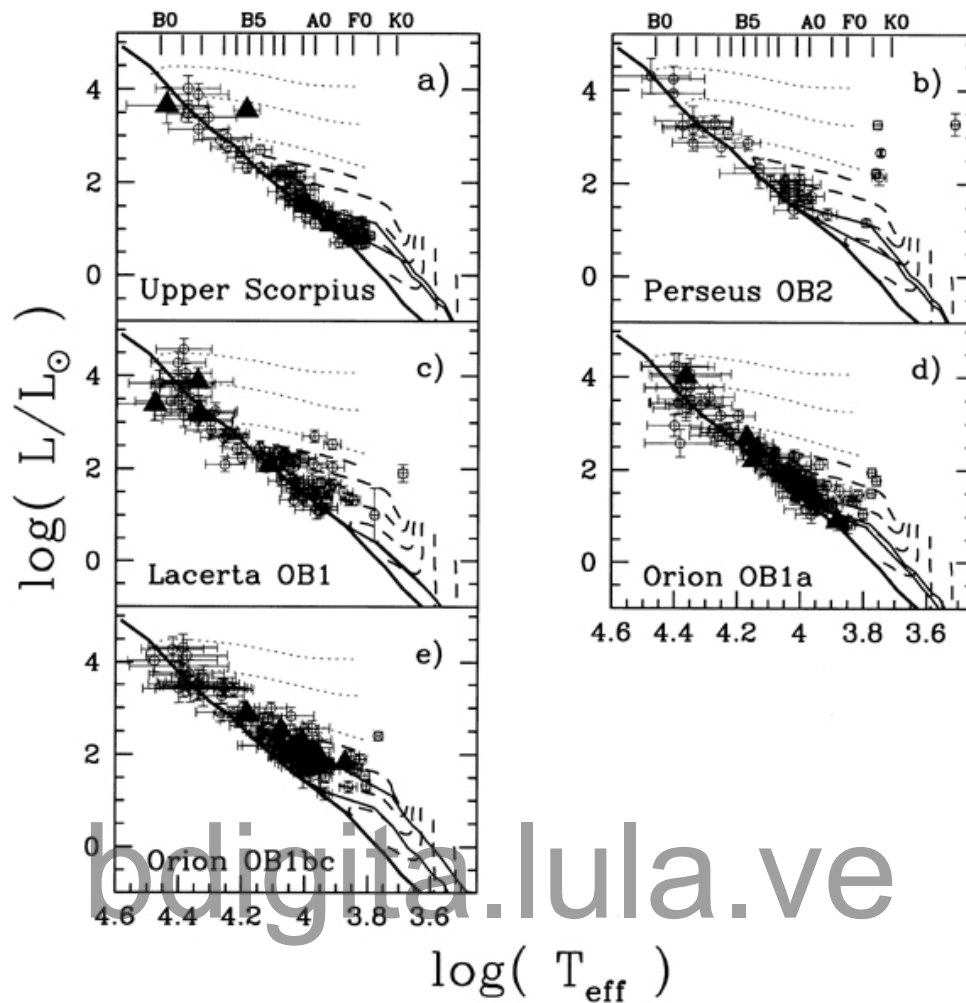


Figura 6.3: **Diagramas H-R para las estrellas Hipparcos en las asociaciones OB (Hernández et al., 2005).** Las estrellas con líneas de emisión están graficadas con triángulos sólidos, mientras que los círculos abiertos indican estrellas sin emisión. Las isocronas de Palla & Stahler (1993) se han graficado asumiendo la edad descrita en la Tabla 2.1 para cada grupo estelar (líneas solidas). Los caminos evolutivos se muestran (de abajo hacia arriba) para 0.2, 0.6, 1.0, 1.5 2.0, 3.0 y 4.0 M_{\odot} (Palla & Stahler, 1993) y para 5, 9 y 15 M_{\odot} (Bernasconi, 1996). La ZAMS está representada con la línea de mayor espesor. Se observa que los objetos con y sin líneas en emisión comparten la misma región en estas gráficas, lo cual indica similar una naturaleza en esos objetos. Aunque para los grupos más jóvenes se observa una tendencia acorde a su edad, las inferencias acerca de la edad de la asociación en este rango de masa son muy inciertas (ver §5.3).

Hartmann (1995). Finalmente, se ubicaron las estrellas de cada asociación en el diagrama H-R (Figura 6.3). Estos diagramas serán descritos en las secciones siguientes.

6.2. Upper Scorpius

Upper Scorpius es el más joven de los tres subgrupos que conforman la asociación Scorpius-Centaurus, la asociación OB más cercana al sistema solar. Los otros dos grupos, Upper Centaurus y Lower Centaurus-Crux, con edades de 13 y 10 Myr (Brown et al., 1999a) se extienden más allá del límite de posicionamiento del telescopio usado (ver §2.4). Las edades estimadas para US por diferentes autores (de Geus et al., 1989; Blaauw, 1991; Preibisch & Zinnecker, 1999; Brown et al., 1999a; Preibisch et al., 2002) concuerdan en ~5 Myr. La distancia reportada por de Zeeuw et al. (1999), calculada usando datos astrométricos de Hipparcos, concuerda con nuestras estimaciones de distancia astrométrica y fotométrica (§6.1).

De un total de 93 objetos en nuestra muestra en US, 4 exhiben emisión en $H\alpha$. Estos objetos se graficaron en el diagrama color-color JHK (Figura 6.4) utilizando triángulos sólidos para diferenciarlos de las demás estrellas en la muestra, las cuales se grafican con círculos abiertos. Podemos observar que dos estrellas con líneas en emisión (HIP79476 y HIP81624) están localizadas en la región definida para las HAeBe, mientras que las otras dos estrellas (HIP78207 y HIP80569) están localizadas cercanas a la región de las CBe (ver Figura 5.7). La SED de las estrellas con líneas en emisión (Figura 6.5) confirman los resultados obtenidos usando fotometría JHK, ya que el valor β , definido utilizando la ecuación (5.14), para las estrellas HIP79476 y HIP81624 concuerda con lo esperado para estrellas con discos (HAeBe), mientras que para HIP78207 y HIP80569 estos valores son característicos de estrellas sin discos o con discos fósiles (ver sección 5.5).

Todas las estrellas de esta muestra, incluyendo las HAeBe, caen cerca o sobre

la MS en el diagrama H-R (Figura 6.3a), indicando que los miembros de esta muestra tienen propiedades comunes. Solo la estrella HIP80569, rotulada como CBe, se desvía ligeramente de la distribución general en este diagrama, y de esta forma la membresía de esta estrella a US debe ser tomada con precaución. La mayoría de las estrellas siguen las isócronas entre 4 y 6 Myr, en concordancia con la edad reportada para esta asociación.

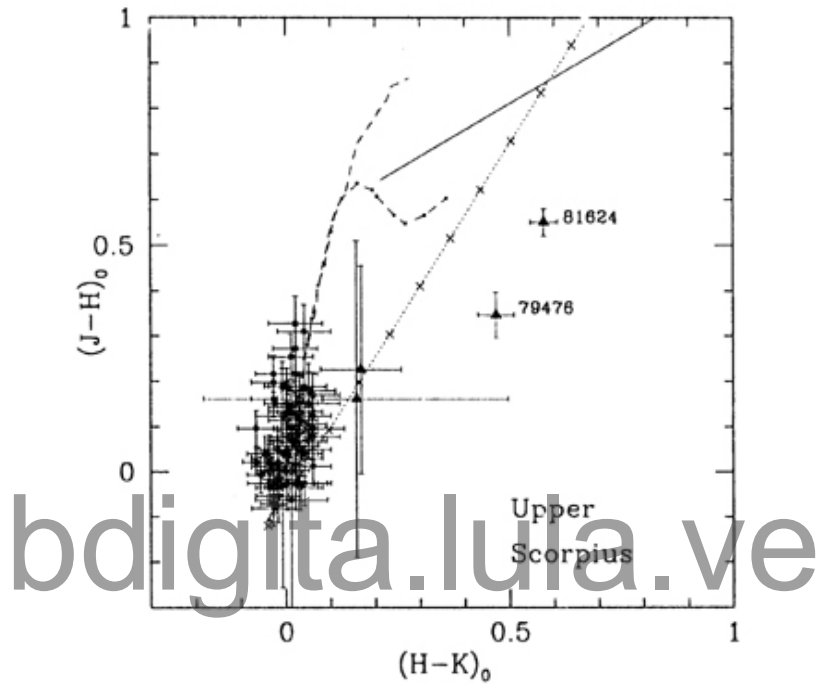


Figura 6.4: **Diagrama color-color JHK para Upper Scorpius (Hernández et al., 2005)**. Triángulos muestran las estrellas con emisión. Los objetos en la región de las H Ae Be son rotulados con su número Hipparcos. Las barras de error fueron estimadas de los errores en el tipo espectral y de los errores en las magnitudes de 2MASS. Otros símbolos similares a la figura 5.7

Entre los 93 objetos observados en US, 13 tienen tipo espectral más tempranas que B5, 20 tienen tipos espectrales más tardíos que F0 y 60 tienen tipos espectrales entre B5 y F0 (N_{B5-F0}). Ya que solo las estrellas HIP79476 y HIP81624 pueden ser rotuladas como estrellas con disco interno (N_{disk}), podemos calcular la fracción de disco como

$$\% F_{disk} = 100 * \frac{N_{disk}}{N_{B5-F0}} \quad (6.1)$$

esto indica que para US tenemos una $\%F_{disk} = 3.3 \pm 1.3$, en donde el error es calculado a partir de la razón $\%F_{disk} / \sqrt{N_{disk}}$

Finalmente, hemos explorado las propiedades en el cercano infrarrojo de las 11 estrellas clasificadas como miembros tempranas por de Zeeuw et al. (1999) y para las cuales no hemos obtenido observaciones espectrales. Todas estas estrellas caen a la izquierda del vector de enrojecimiento definido para un tipo espectral B0 sobre el diagrama color-color JHK, cerca de la secuencia principal estándar. Ya que estos objetos no fueron corregidos por enrojecimiento, se infiere que ellos presentan pequeños valores de A_v y pequeños o ningún

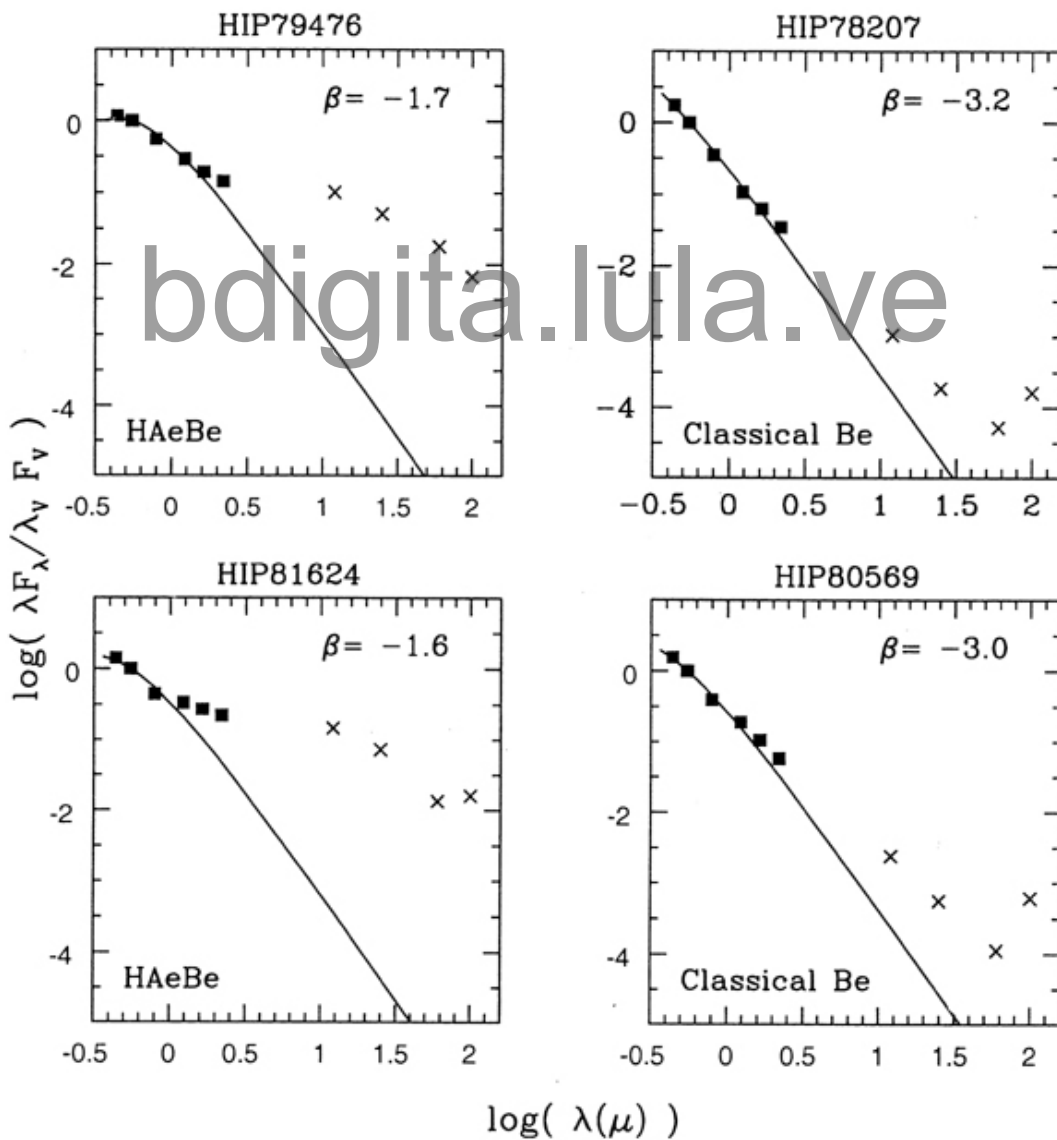


Figura 6.5: **Distribución espectral de energía para Upper Scorpius (Hernández et al., 2005)**. Los flujos calculados de las magnitudes ópticas (B, V, I, Esa, 1997) y de las magnitudes de 2MASS (J, H, K) fueron normalizados a la banda V (cuadrados sólidos). Los flujos IRAS a 12,25, 60 y 100 μ están representados por las X's. Se observa que el índice (3 definido en Vieira et al. (2003) puede separar las HAeBe (paneles derechos) de las CBe (paneles izquierdos)

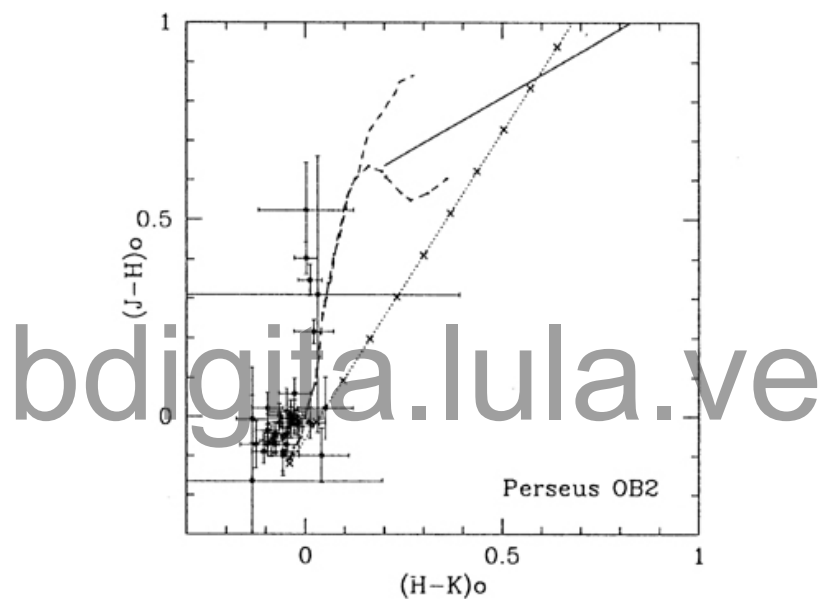


Figura 6.6: **Diagrama color-color JHK para Perseus OB2 (Hernández et al., 2005)**. Símbolos similares a la Figura 6.4. No se observó estrellas con líneas en emisión ni excesos infrarrojos.

exceso en las bandas JHK. De esta manera es poco probable que estas estrellas posean discos. Si incluimos estas estrellas para calcular la fracción de discos, el valor resultante ($F_{disk}=3.1$) cae dentro del error originalmente estimado.

6.3. Perseus OB2

La asociación Perseus OB2 consiste en 2 subgrupos (Herbig, 1998; Hakobyan et al., 2000; Belikov et al., 2002a,b), un grupo más joven y más concentrado, IC348, proyectado sobre una población más vieja y más extendida (Herbig, 1998; Belikov et al., 2002a). Las edades reportadas para IC348 generalmente son menores a 7 Myr (eg, Lada & Lada, 1995; Trullols & Jordi, 1997; Herbig, 1998). Nuestras estrellas se localizan en el subgrupo más viejo, fuera de IC348, en donde Brown et al. (1999a) dan una edad entre 4 y 8 Myr citando edades reportadas por diferentes autores (ver también de Zeeuw et al., 1999). La distancia reportada por de Zeeuw et al (1999) concuerda con las distancias calculadas en §6.1.

En nuestra muestra de 40 estrellas, la cual incluye todos los miembros tempranos listados por de Zeeuw et al. (1999), no se han encontrado estrellas con líneas en emisión. En la Figura

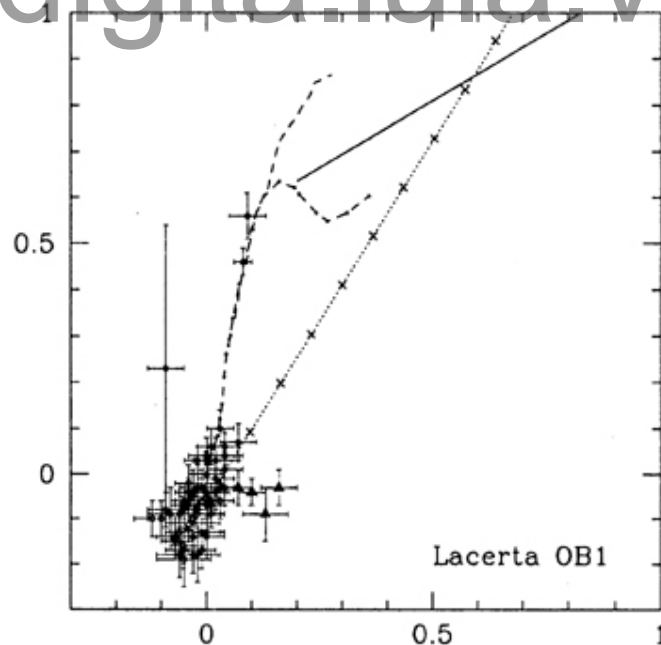


Figura 6.7: **Diagrama color-color JHK para Lacerta OB1 (Hernández et al., 2005)**. Símbolos iguales a la Figura 6.4. Las 4 estrellas con líneas en emisión en Lac OB1 caen en la región definida para las CBe.

6.6 no se observan estrellas con excesos en el cercano infrarrojo, característico de HAeBe. Ya que solo 23 estrellas poseen tipos espectrales entre B5 y F0 (N_{B5-F0}), podemos inferir un $\%F_{disk} = 0 \pm 4.3$ [Ec. (6.1)]. El error fue calculado suponiendo una HAeBe en nuestra muestra. El resultado nulo en la fracción de discos en Perseus OB2 pudiera deberse al bajo número presente en nuestra muestra.

La Figura 6.3b muestra el diagrama H-R para Perseus OB2. Las cinco estrellas más tardías que G0 no parecen pertenecer a Perseus OB2. En la gráfica hemos colocado las isocronas correspondientes a 4 y a 8 Myr, sin embargo, la carencia de estrellas de baja masa impide realizar algún comentario acerca de la edad de esta asociación.

6.4. Lacerta OB1

Lacerta OB1 es un grupo moderadamente extenso. Blaauw (1958) derivó dos regiones con diferentes edades utilizando movimientos propios y velocidades radiales. Un grupo más joven se concentra alrededor de la estrella 10 Lac (HIP111841), mientras que el grupo más viejo posee una extensión mayor. Usando datos fotométricos, Blaauw (1958) derivó edades de 12 y 16

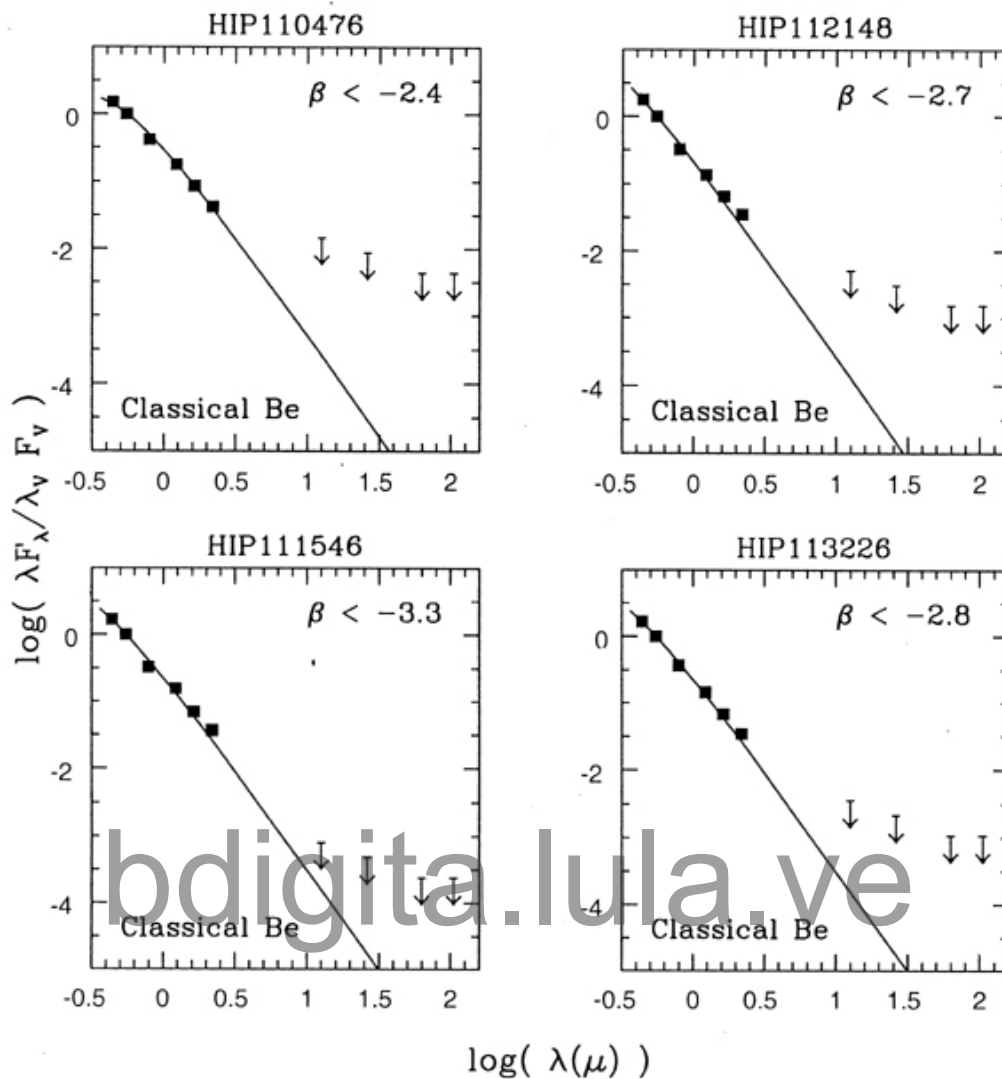


Figura 6.8: Distribución espectral de energía para Lacerta OBI (Hernández et al., 2005). Símbolos como la Figura 6.5. Las flechas invertidas representan el límite de completitud del catálogo IRAS para 12, 25, 60 y 100 μ (0.4, 0.5, 0.6 y 1.0 Jy). La presencia de discos internos es poco probable en estas estrellas.

Myr para los dos subgrupos. La distancia calculada por de Zeeuw et al. (1999) usando movimientos propios y paralajes de Hipparcos es significativamente más pequeña que las estimadas previamente por diferentes autores (e.g, Blaauw, 1964; Lesh, 1969; Crawford & Warren, 1976). La distancia astro métrica calculada en §6.1 para esta asociación es $\sim 3\sigma$ mayor que el valor dado por de Zeeuw et al. (1999), pero en mejor acuerdo con los otros autores y con

el valor de distancia estimado usando datos fotométricos (§6.1).

De las 82 estrellas observadas en Lac OB1, 27 tienen tipos espectrales más tempranas que B5, 3 tienen tipos espectrales más tardíos que F0, y 52 objetos se encuentran en el rango B5-F0. De toda la muestra solo 4 objetos exhiben emisión en $H\alpha$, sin embargo, todos ellos caen en la región definida para CBe en el diagrama color-color JHK (Figura 6.7). De esta manera concluimos que no existen estrellas con disco interno en nuestra muestra. Esta suposición se apoya además en el análisis de los colores IRAS realizado para las estrellas con líneas en emisión (HIP110476, HIP112148, HIP111546 y HIP113226). Ya que estos objetos no tienen fuentes IRAS asociadas, los flujos en esas bandas deben ser menores al límite de completitud del survey (0.4, 0.5, 0.6 y 1.0 Jy para 12μ , 25μ , 60μ , y 100μ , respectivamente; Joint IRAS Science Working Group, 1988). De esta manera hemos determinado un límite superior para el índice β [Ec. (5.14)], el cual para las 4 estrellas con líneas en emisión es siempre menor que -2, confirmando así el resultado obtenido en el diagrama color-color JHK. En la Figura 6.8, graficamos las SEDs para HIP110476, HIP112148, HIP111546 y HIP113226, utilizando los flujos límites definidos para las bandas IRAS. Finalmente, derivamos una frecuencia de disco para Lac OB1 de 0 ± 1.9 . El error estadístico fue calculado asumiendo la presencia de una HAeBe.

Solo la estrella HIP111841, listada por de Zeeuw et al. (1999) como miembro de tipo espectral temprano, no fue observada en este trabajo, sin embargo, esta estrella cae cerca de la secuencia principal en el diagrama color-color JHK al usar los colores 2MASS no corregidos por enrojecimiento. Esto indica que esta estrella no posee excesos infrarrojos característicos de las HAeBe y no altera el resultado previo.

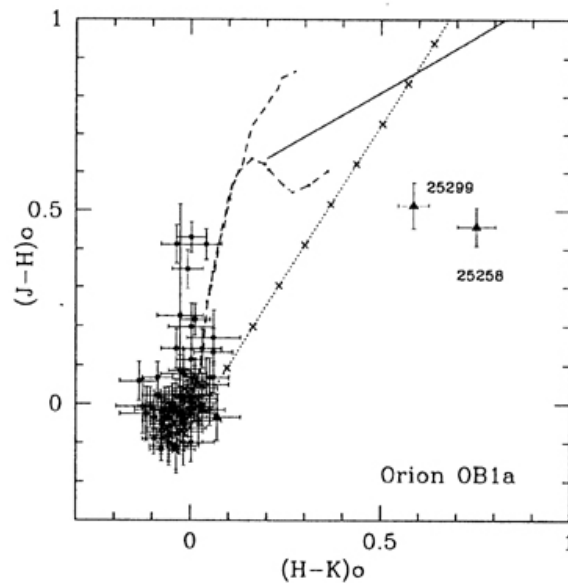


Figura 6.9: **Diagrama color-color JHK para Orion OB1a (Hernández et al., 2005)**. Símbolos similares a la Figura 6.4. Las estrellas HIP25299 y HIP25258 poseen colores en el NIR característico de presencia de disco. Las otras cuatro estrellas con líneas en emisión se localizan en la región de las CBe.

bdigitalula.ve

6.5. Orion OB1a

Orion OB1a es el grupo más viejo de la asociación Orion OB1 (ver §2.3.2), una de las más grandes y más cercanas regiones con formación estelar activa. La edad reportada para este grupo abarca desde 4 Myr (Lesh, 1968) a 12 Myr (Blaauw, 1991; Brown, et al., 1994). Briceño et al. (2005) calcularon una edad de 7-10 Myr para Ori OB1a, usando miembros de baja masa seleccionados usando variabilidades fotométricas y confirmadas por datos espectroscópicos. Nosotros hemos adoptado esta edad para Ori OB1a. La distancia reportada por Brown et al. (1999b) usando el paralaje promedio de 61 estrellas Hipparcos concuerda con la distancia astrométrica calculada en §6.1.

En nuestra muestra de 114 estrellas, tenemos 80 estrellas con tipos espectral es entre B5 y F0, 25 estrellas poseen tipos espectrales más tempranos que B5 y 9 objetos son más tardíos que F0. Los objetos HIP25258, HIP25299,

HIP25302, HIP25655, HIP26476 y HIP26481 poseen emisión en $H\alpha$. Particularmente, la componente en emisión de HIP25299 solo fue detectada al comparar el ancho equivalente de esta estrella y una estrella estándar A8, ya que, la emisión

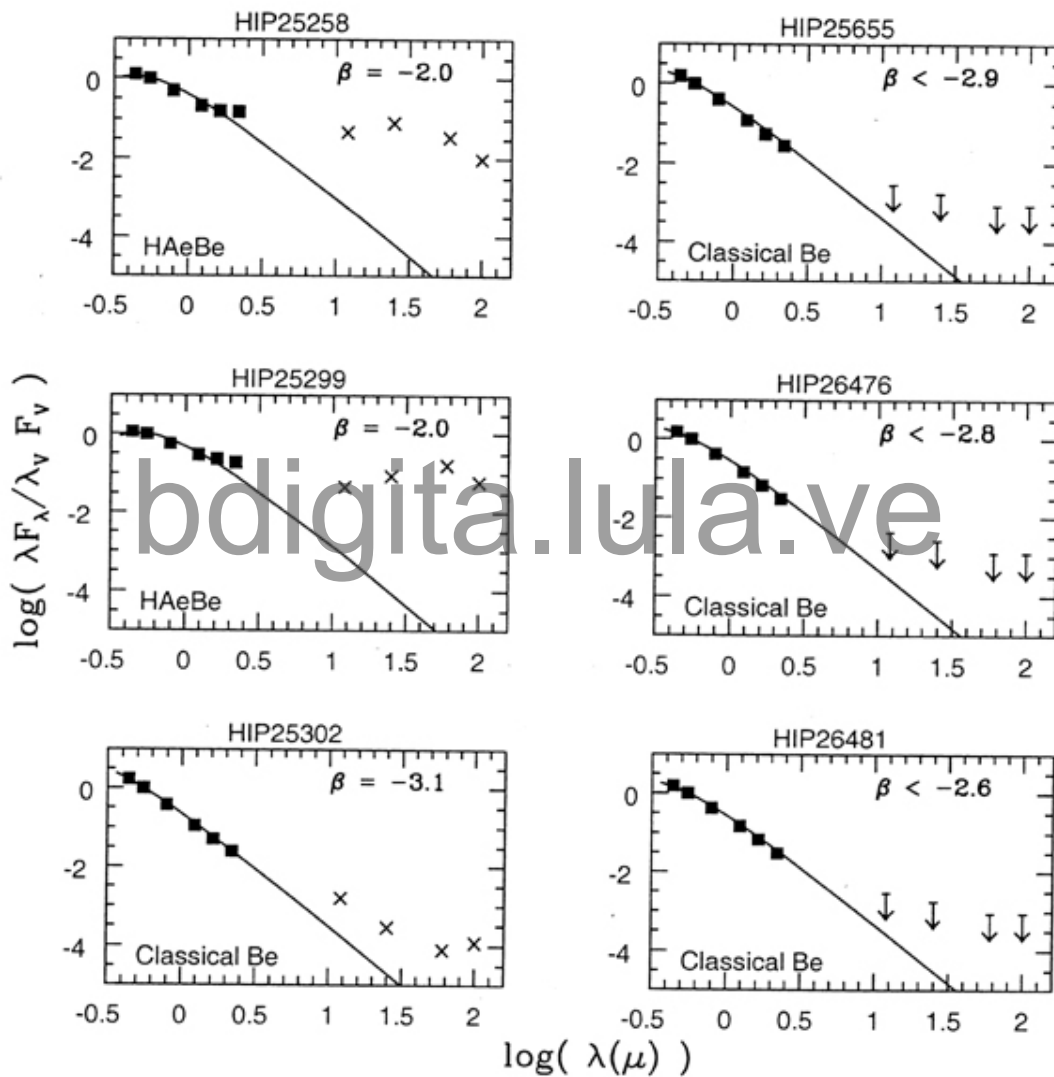


Figura 6.10: **Distribución espectral de energía para Orion OB1a (Hernández et al.,2005)**. Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. La SED de HIP25258 y HIP25299 confirman el resultado de la Figura 6.9

de esta estrella en $H\alpha$ es relativamente baja. Espectros de alta resolución multi-época para HIP25299, obtenidos por el consorcio EXPORT, fueron proporcionados por Bruno Merín. Al analizar estos espectros es evidente la variabilidad en la línea $H\alpha$ y la poca emisión presente en este rasgo. Todas las estrellas, incluyendo las estrellas con líneas en emisión, están localizadas de manera similar en el diagrama H-R (Figura 6.3d) evidenciando una naturaleza similar.

En la Figura 6.9 podemos observar claramente que solo las estrellas HIP25299 y HIP25258 están localizadas en la región definida para las HAeBe en el diagrama color-color JHK, mientras las otras 4 estrellas con emisión se encuentran en la región CBe. El índice β [Ec. (5.14)] calculado para estas 6 estrellas confirma el resultado derivado de los colores JHK. En la Figura 6.10 podemos observar las SEDs graficadas junto con el valor del índice β para las estrellas con líneas en emisión presentes en Ori OB1a. De esta manera hemos encontrado 2 HAeBe, lo que indica una frecuencia de disco de 2.5 ± 1.8 para este grupo estelar.

6.6. Orion OB1bc

Como se discutió en §2.3.2 se han combinado las asociaciones Ori OB1b y Ori OB1c definidas por Warren & Hesser (1977a) en una asociación rotulada como Ori OB1bc. Estos autores reportan una edad de 5.1 Myr para Ori OB1b y 3.7 Myr para Ori OB1c. Posteriormente, Blaauw (1991) estimó una edad de 7 Myr y 3 Myr para Ori OB1b y Ori OB1c, respectivamente. En contraste, Brown, et al. (1994) sugiere que Ori OB1b es más joven que Ori OB1c, derivando edades de 1.7 ± 1.1 y 4.6 ± 2.0 , para estos grupos estelares. Sin embargo, OB1c está más relacionada espacialmente a la sub-asociación más joven, Ori OB1d, la cual se estima una edad aproximada de 1 Myr (Hillenbrand, 1997) y además, contiene mayor cantidad de polvo y gas (ver Figura 2.1). De esta forma Ori OB1c debe ser más joven o de similar edad que la asociación Ori OB1b, para la cual se estima una edad entre 3-5 Myr (Briceño et al, 2005). En esta contribución

asumimos un rango de edad que incluye la mayoría de las edades publicadas para Ori OB1b y Ori OB1c (3.5 ± 3 Myr). Usando datos de Hipparcos, Brown et al. (1999b) encontraron que ambas asociaciones se encuentran a distancias similares, 440 pc para OB1b y 460 pc para OB1c. Esos valores concuerdan dentro del error con las estimaciones derivadas de datos astrométricos en §6.1 para el grupo combinado Ori OB1bc.

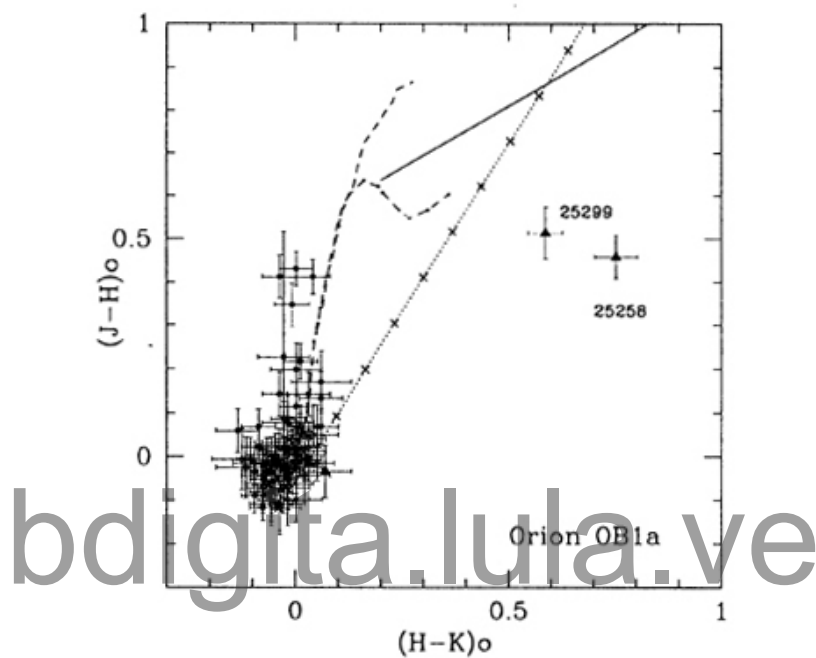


Figura 6.11: **Diagrama color-color JHK para Orion OB1bc (Hernández et al., 2005)**. Símbolos similares a la Figura 6.4. Las estrellas HIP26752, HIP26955 y HIP27059 son del tipo HAeBe. La estrella HIP26500 se extiende entre la región de las CBe y las HAeBe, la presencia de disco en esta estrella no es concluyente. Las otras 2 estrellas con líneas en emisión no poseen disco circumestelar.

Para nuestra muestra de 110 estrellas, tenemos 77 estrellas en el rango de tipo espectral definido (B5-F0), 26 estrellas con tipos espectrales más tempranas que B5 y 7 objetos tipos espectrales más tardíos que F5. En este grupo estelar hemos encontrado 6 estrellas con emisión en $H\alpha$. Las posiciones que ocupan estos objetos en el diagrama color-color JHK se puede observar en la Figura

6.11. Dos objetos, HIP27452 y HIP27842, claramente aparecen en la región de las CBe, mientras que las estrellas HIP25258, HIP25299 y HIP25302, tienen colores JHK característicos de estrellas con discos, ya que se localizan en la región de las HAeBe. La estrella HIP26500 se encuentra entre las regiones definida para las HAeBe y para las CBe, y por lo tanto su naturaleza es incierta. Esta estrella es una binaria cuyas componentes poseen tipo espectral similar (Guetter, 1976). Una fuente IRAS localizada a 13" de HIP26500 se puede asociar a otros objetos debido a la alta densidad de estrellas alrededor de este objeto. Sin embargo, hemos calculado el índice β y graficado la SED (Figura 6.12) para ambas posibilidades; asumiendo que la fuente IRAS está asociada a HIP26500 ($\beta=-2.2$), y asumiendo que la fuente no pertenece a este objeto ($\beta<2.5$). Como se puede observar, el análisis de los flujos IRAS no HAeBe. El estatus de HIP26500 es incierto ayudan a discernir

bdigita.lula.ve

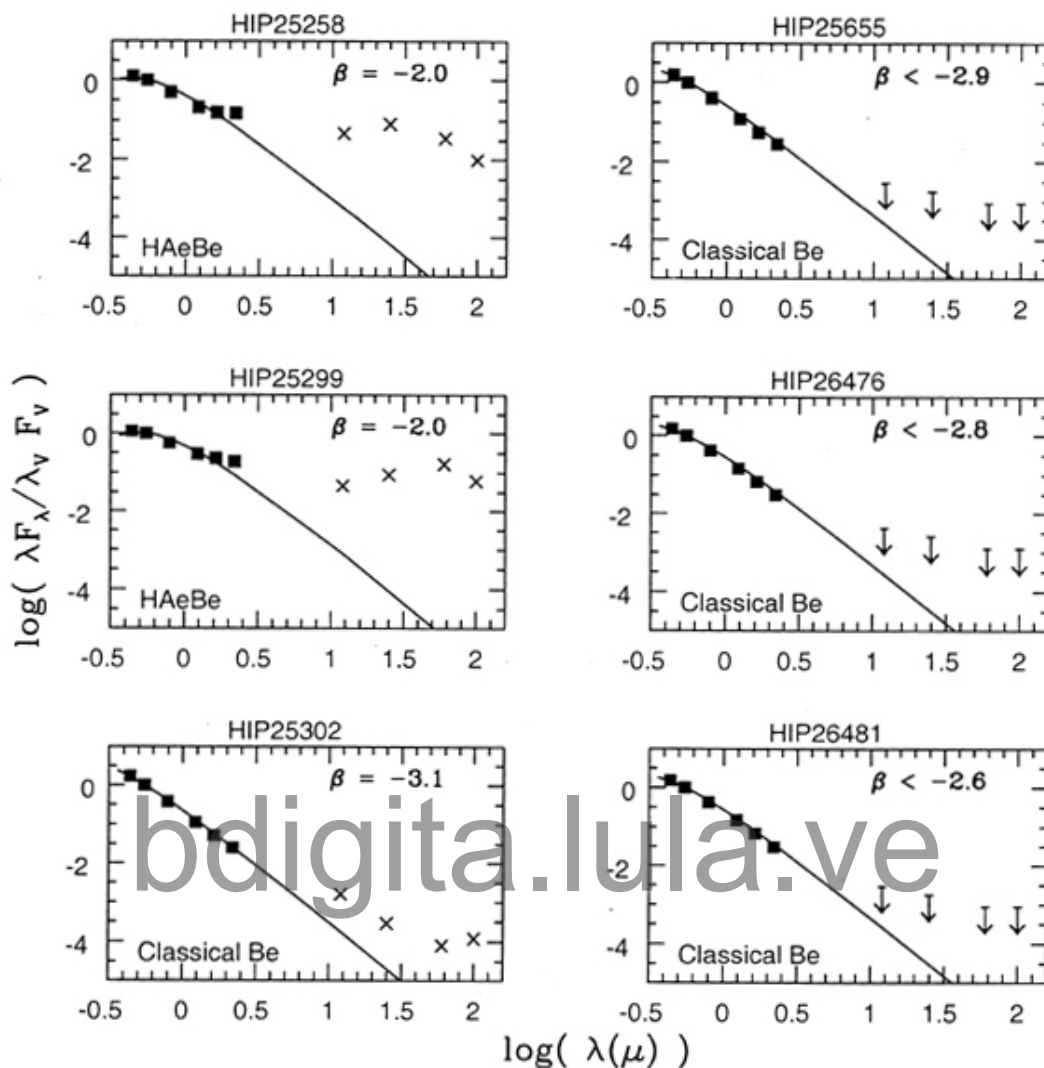


Figura 6.12: **Distribución espectral de energía para Orion OB1bc (Hernández et al., 2005)**. Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. Los tres objetos en la columna izquierda de paneles muestran clara evidencia de ser HaEBe. El estatus de HIP26500, es cierto ayudan a discernir la naturaleza de HIP26500 ya que los índices β calculados están cerca del límite definido por Vieira et al. (2003), ver también §5.5. Para las otras estrellas localizadas en la región de las CBe, el índice β confirma la ausencia de discos, mientras que para las estrellas localizadas en la región HAeBe los flujos IRAS muestran clara evidencia de presencia de discos. La Figura 6.12 muestra la SEDs para las estrellas con líneas en emisión en Ori OB1bc. La fracción de discos excluyendo la estrella HIP26500 como HAeBe es de 3.8 ± 2.2 %, mientras que este valor

aumenta a 5.1 ± 2.6 si se toma a esta estrella como una estrella con disco.

La Figura 6.3e muestra que la mayoría de las estrellas están localizadas entre las isocronas correspondientes al rango de edad estimado para este grupo estelar (3.5 ± 3).

6.7. Trumpler 37

Hemos estudiado la frecuencia de discos internos en Trumpler 37 (Tr37) usando los tipos espectrales, extinciones y membresías definidas por Contreras et al. (2002). Tr37 es un grupo estelar que se extiende en la asociación de Cep OB2 a una distancia de 900 pc y con una edad de 3 a 5 Myr. Los datos espectroscópicos usados por Contreras et al. (2002) fueron obtenidos con la misma configuración instrumental utilizada en este trabajo (§2.4).

De 66 estrellas definidas como miembros probables de Tr 37, 56 tienen tipos espectrales entre B5 y F0 y solamente 3 estrellas muestran emisión en $H\alpha$ (MVA 437, MVA 426, y KUN 314S). La estrella KUN 314S no tiene tipo espectral definido por Contreras et al. (2002), debido al alto velamiento exhibido por este objeto. Las estrellas MVA 437 y MVA 426 poseen un tipo espectral B7.

Usamos los datos 2MASS para inferir la presencia de discos en Tr 37. Las magnitudes JHK_s fueron corregidas por enrojecimiento usando los valores de A_V dados por Contreras et al. (2002). La estrella MVA 437 cae en la región de las CBe en el diagrama color-color JHK, mientras que MVA 426 cae en la región definida para las HAeBe (Figura 6.13). Ya que, KUN 314S no posee tipo espectral no puede determinarse directamente el valor de A_V . Sin embargo podemos usar el valor de A_V promedio de Tr 37 calculado recientemente por Sicilia-Aguilar et al. (2004). Hemos usado este valor para corregir el enrojecimiento las magnitudes JHK de KUN 3148 y su compañera KVN 314N, para la cual hemos determinado un tipo espectral G2. La localización de la

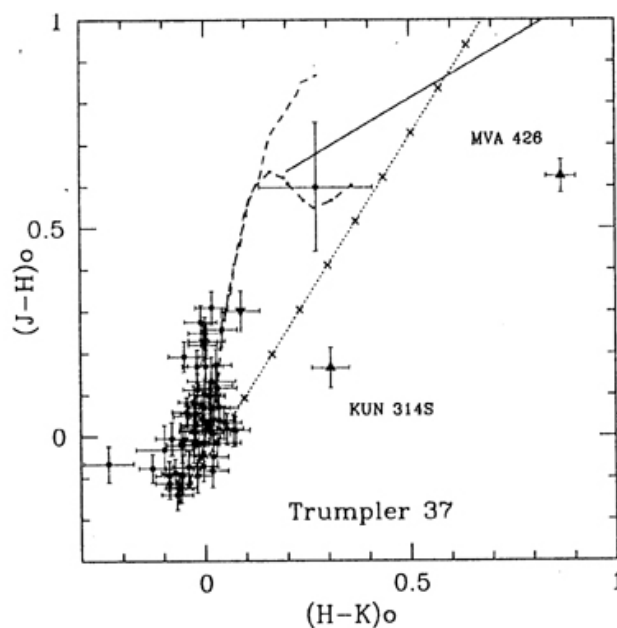


Figura 6.13: **Diagrama color-color JHK para Trumpler 37 (Hernández et al., 2005)**. Símbolos similares a la Figura 6.4. El triángulo sólido invertido es la estrella KUN 314N. La estrella MVA 426 muestra clara evidencia de presencia de disco. La estrella MVA 437 no parece tener disco circumestelar. La presencia de disco en KUN 314S no es concluyente.

estrella KUN 314N en el diagrama color-color JHK apoya el valor usado de A_V , ya que esta estrella cae cerca de la región G temprana de la secuencia principal. Con esta corrección, la estrella KUN314S se localiza en la región media de las CBe y las HAeBe, y no podemos inferir la presencia o ausencia de disco en esta estrella. Esta estrella no tiene fuente IRAS asociada y solo es posible calcular un límite superior del índice $\beta < -1.8$) el cual no aclara la naturaleza de KUN 314S. La Figura 6.14 muestra la SEDs para las 3 estrellas con líneas en emisión encontradas en Tr 37. Si asumimos que KUN 314S es una HAeBe obtenemos una frecuencia de disco de 4.3 ± 3.0 . Por otro lado este valor disminuye a 2.2 ± 2.2 si KUN 314S se excluye como HAeBe.

6.8. Censo de estrellas HAeBe en asociaciones OB

La Tabla 6.2 resume los resultados obtenidos en este capítulo, allí se muestra

la información referente a las estrellas con H α en emisión observadas en cada grupo estelar.

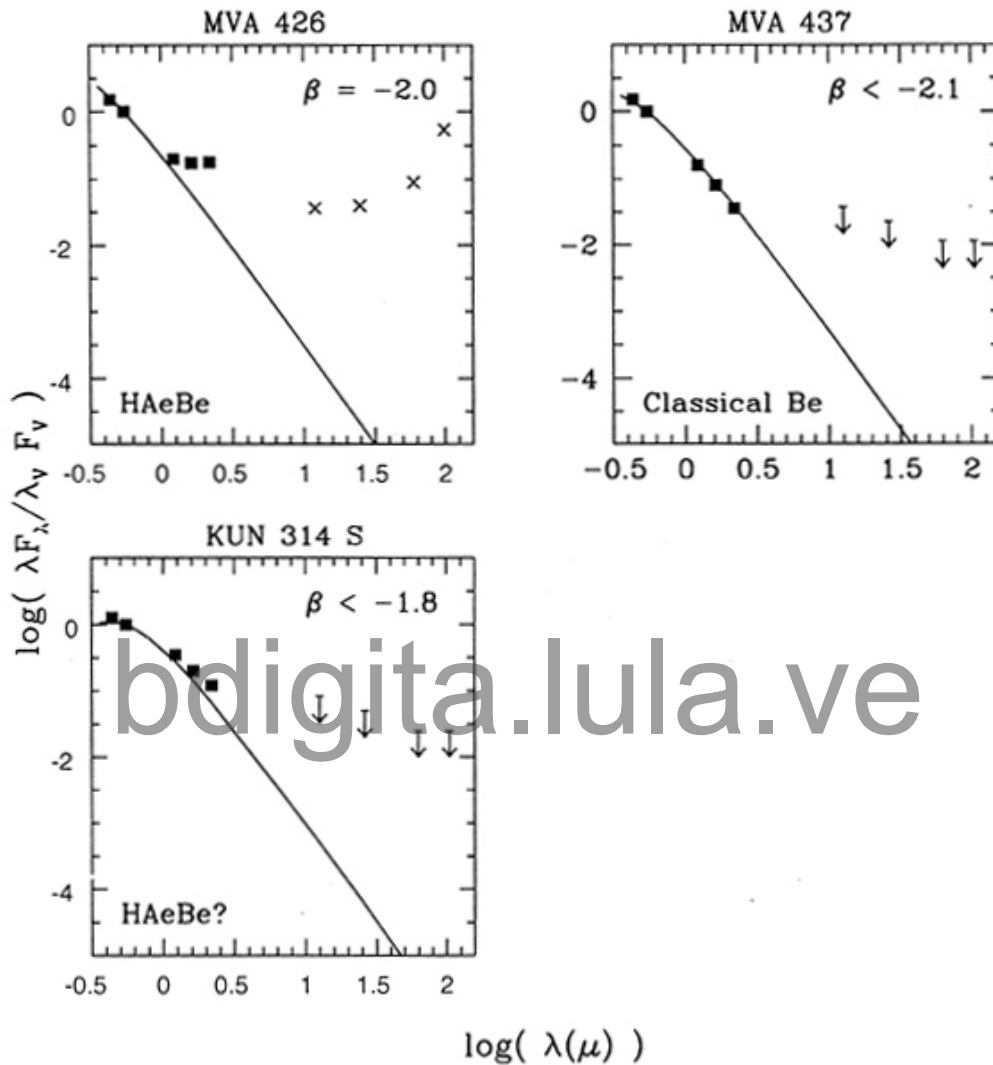


Figura 6.14: **Distribución espectral de energía para Thumpler 37 (Hernández et al., 2005).** Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. Solo la estrella MVA 426 tiene flujos IRAS que confirman su clasificación como HAeBe. El límite superior en el flujo IRAS para MVA 437 sugiere que esta estrella no posee disco. El estatus de KUN 314S es incierto.

Tabla 6.2: Estrellas con H α en emisión en asociaciones OB

Hipparcos	Nombre	Asoc	EW $_{\lambda}$ [H α] (Å)	EW $_{\lambda}$ [H β] (Å)	JHK locus	IRAS	Índice β	Disco interno
HIP78207	48 Lib	US	-21.0	-0.1	CBe	15553-1408	-3.2	N
HIP79476	V718 Sco	US	-0.6	-	HAeBe	16102-2221	-1.7	Y
HIP80569	HD148184	US	-36.4	-3.9	CBe	16241-1820	-3.0	N
HIP81624	V2307 Oph	US	-11.9	-	HAeBe	16372-2347	-1.6	Y
HIP110476	BD+42 4370	Lac OB1	-18.7	-0.5	CBe	-	<-2.4	N
HIP111546	HD214167	Lac OB1	-12.9	-0.1	CBe	-	<-3.3	N
HIP112148	HD215227	Lac OB1	-23.1	-1.2	CBe	-	<-2.7	N
HIP113226	HD216851	Lac OB1	-41.2	-2.4	CBe	-	<-2.8	N
HIP25258	HD287823	Ori OB1a	-0.4	-	HAeBe	05215+0225	-2.0	Y
HIP25299	V346 Ori	Ori OB1a	-0.1	-	HAeBe	05221+0141	-2.0	Y
HIP25302	V1086 Ori	Ori OB1a	-3.8	-	CBe	05221+0148	-3.1	N
HIP25655	V1372 Ori	Ori OB1a	-26.0	-1.4	CBe	-	<-2.9	N
HIP26476	HD37330	Ori OB1a	-5.4	-	CBe	-	<-2.8	N
HIP26481	HD37342	Ori OB1a	-5.6	-	CBe	-	<-2.6	N
HIP26500 ²	HD37371	Ori OB1bc	-4.3	-	-	-	< 2.5	?
HIP26752	HD37806	Ori OB1bc	-24.5	-	HAeBe	05385+0244	-2.0	Y
HIP26955	HD38120	Ori OB1bc	-21.6	-2.1	HAeBe	05407+0501	-3.1	Y
HIP27059	V351 Ori	Ori OB1bc	-0.9	-	HAeBe	05417+0007	-2.9	Y
HIP27452	HD38856	Ori OB1bc	-13.9	-0.6	CBe	-	<-2.8	N
HIP27842	HD39557	Ori OB1bc	-24.0	-0.7	CBe	-	<-2.7	N
-	MVA 426	Tr 37	-6.9	-	HAeBe	21365+5713	-2.0	Y
-	MVA 437	Tr 37	-8.3	-	CBe	-	<-2.1	N
- ²	KUN 314S	Tr 37	-38.1	-3.9	-	-	<-1.8	?

Notas:

La muestra de Perseus OB1 no muestran estrellas con emisión

² Estrella localizada entre la región HAeBe y la región CBe

Las columnas 1 y 2 dan los nombres correspondientes a cada estrella perteneciente al grupo estelar listado en la columna 3. Las columnas 4 y 5 muestran el W $_{\lambda}$ de las líneas H α y H β , respectivamente. La columna 6 describe la naturaleza del objeto basado en la posición que ocupa en el diagrama color-color JHK. El índice, β fue calculado usando la fuente IRAS listada en la columna 7, y valor de este índice se muestra en la columna 8. Para aquellas estrellas sin fuente IRAS asociada ese calculó un límite superior del índice β Finalmente, basado en la presencia de emisión, el exceso en el cercano infrarrojo y el índice, β se infiere la presencia (Y) o no (N) del disco. Los resultados para las estrellas HIP26500 y KUN314S no son concluyentes.

Capítulo 7

Frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia

En el capítulo previo hemos determinado el número de HAeBe en cada grupo estelar. De esta manera calculamos la frecuencia de discos en el rango de masa estelar característico de la HAeBe. En la Figura 7.1 graficamos esta frecuencia (símbolos sólidos) como función de la edad estimada para cada asociación (Tabla 2.1). Los asteriscos muestran la frecuencia de discos asumiendo que las estrellas HIP26500 (Ori OB1bc) y KUN 314S (Tr 37) son CBe. Esta gráfica además muestra la frecuencia de discos para estrellas de baja masa ($<1M_{\odot}$), pertenecientes a grupos estelares con edades entre 0.5 Myr y 8 Myr. En la figura podemos observar las estimaciones derivadas de los colores en el cercano infrarrojo de Haisch et al. (2001, cuadrados abiertos) para NGC2024 (0.3 Myr), Trapezium (1.5 Myr), IC348 (2.3 Myr), NGC2264 (3.2 Myr) y NGC2362 (5.0 Myr); Gutermuth et al. (2004, rombo abierto) para NGC7129(1.5 Myr); Gómez & Kenyon (2001, triángulo invertido) para Cham 1 (2.3 Myr); y de Kenyon & Hartmann (1995, triángulo abierto) para Taurus (2.1 Myr).

En la Figura 7.1 mostramos nuestras estimaciones de frecuencia de discos para estrellas de baja masa de Ori OB1a y Ori OB1b usando la muestra definida en Briceño et al. (2005). Suponemos que una estrella posee disco si cumple el requerimiento:

$$(H - K)_0 - (H - K)_{KH} > \sigma_{KH} \quad (7.1)$$

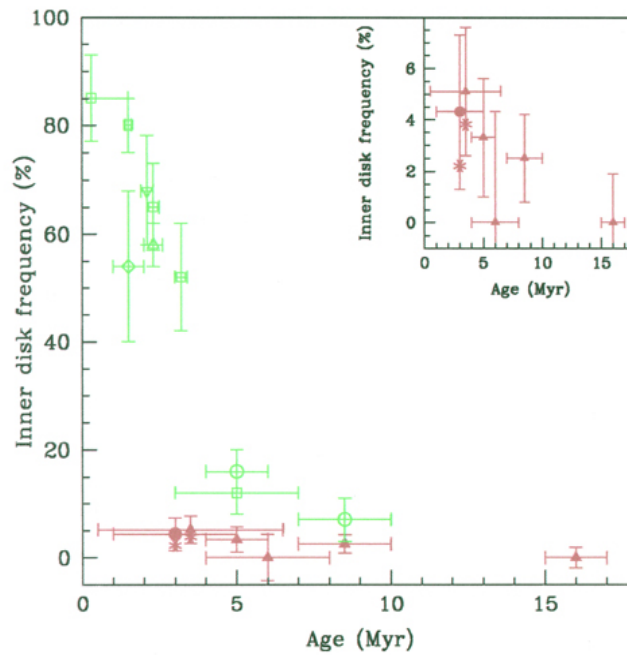


Figura 7.1: **Frecuencia de disco interno como función de la edad del grupo estelar.** Los símbolos sólidos (azules) representan la frecuencia de disco interno para estrellas de masa intermedia estimada a partir del número de HAeBe en cada asociación. De derecha a izquierda, los triángulos sólidos representan a Orión OB1bc (§6.6), Upper Scorpius (§6.2), Perseus OB2 (§6.3), Orión OB1a (§6.5) y Lacerta OB1 (§6.4). El círculo sólido muestra la posición de Trumpler 37 (§6.7; Contreras et al., 2002). Los asteriscos representan la frecuencia de discos asumiendo que HIP26500 (Ori OB1bc) y KUN 314S (Tr 37) no son HAeBe. A modo de comparación, los símbolos abiertos (rojos) muestran la frecuencia de discos para estrellas de baja masa, derivadas usando observaciones en las bandas J H K y L. De izquierda a derecha, los cuadrados abiertos representan la frecuencia de discos en NGC2024, Trapezium, IC348, NGC2264 y NGC2362 (Haisch et al., 2001). El triángulo abierto y el triángulo invertido muestra la posición sobre el diagrama de Taurus (Kenyon & Hartmann, 1995) y Camaleón (Gómez & Kenyon, 2001). El rombo representa a NGC7129 (Gutermuth et al., 2004). Los círculos abiertos son nuestras determinaciones de frecuencia de disco para la muestra de estrellas de baja masa de Ori OB1a y Ori OB1b Briceño et al. (2005) usando el color H-K. El panel interno muestra una ampliación de la figura para los valores de frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia.

donde $(H - K)_0$ es el color corregido por enrojecimiento, calculado usando el tipo espectral y la fotometría visual definida en Briceño et al. (2005). $(H - K)_{KH}$ es el color intrínseco dado el tipo espectral de la estrella (Kenyon & Hartmann, 1995). σ_{KH} es el valor de dispersión típico para las estrellas rotuladas como WTTS (Weak T Tauri Stars) o estrellas sin disco. Para ambas asociaciones (OB1a y OB1b) el valor de σ_{KH} es 0.04 mago Usando este criterio, encontramos una frecuencia de discos de $7.4 \pm 3.4 \%$ para Ori OB1a y $17.4 \pm 3.6 \%$ para Ori OB1b. Es de recalcar que estas frecuencias calculadas usando los excesos en el cercano infrarrojo son menores a las calculadas usando el $W\lambda$ de $H\alpha$, el cual define las CTTS (con acrecimiento de masa) y las WTTS (sin acrecimiento). Los valores calculados por Briceño et al. (2005) son de $10 \pm 4 \%$ para Ori OB1a y $23 \pm 4 \%$ para Ori OB1b. Estas frecuencias corresponden a un disco el cual esta aun acretando masa a la estrella, como lo indica la fuerte emisión presente en $H\alpha$ característica de las CTTS (Muzerolle et al, 2001; White & Basri, 2003). La más baja fracción de discos internos calculadas por los excesos en el cercano infrarrojo, es consistente con los resultados de Calvet et al. (2005), donde se muestra claras evidencias de evolución del polvo en los discos circumestelares en Ori OB1, y se sugiere que en las regiones tales como Ori OB1 existe un número de objetos tipo TW Hydra (Calvet et al, 2002; Uchida et al , 2004), con una carencia significativa de partículas más pequeñas de polvo localizado en el disco interno.

De la Figura 7.1 es evidente que la frecuencia de discos en HAeBe es mucho menor que las frecuencias encontradas en estrellas de baja masa ($\sim < 1M_{\odot}$) en asociaciones con edades similares (abarcando entre 3-15 Myr). Además, en las HAeBe no observamos el fuerte decrecimiento en la frecuencia de discos observado en estrellas de baja masa entre 3 y 5 Myr. La fracción de discos en HAeBe comienza con muy bajo valor en 3 Myr (2-5 %) pero tiende a decrecer ligeramente con la edad hasta 16 Myr, donde esta frecuencia cae a cero.

Podemos inferir de los resultados anteriores, que la vida media del disco depende fuertemente de la masa estelar, como sugiere Haisch et al. (2001);

para estrellas de masas intermedias ($2-10M_{\odot}$) el disco interno se disipa más rápido que en las estrellas con baja masa ($\leq 1M_{\odot}$). Existen varias posibilidades para explicar la influencia de la masa estelar sobre el tiempo de vida del disco. Calvet et al. (2004) extendieron hasta $3.5 M_{\odot}$ la correlación de Muzerolle et al. (2003a) entre la tasa de acreción (\dot{M}) y la masa estelar (M_{*}), esta relación se observa en la Figura 7.2,

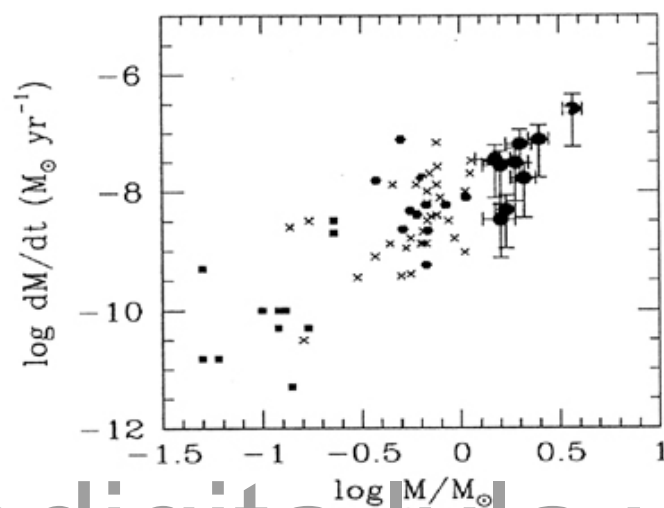


Figura 7.2: **Correlación entre la tasa de acreción y masa estelar (Calvet et al., 2004)**. Los círculos muestran los datos para las T Tauri de masa intermedia de Calvet et al. (2004), los hexágonos muestran las CTTS de Gullbring et al. (1998), las cruces son CTTS de White & Ghez (2001) y los cuadrados representan los datos de estrellas de muy baja masa de Muzerolle et al. (2003a).

la cual sigue una tendencia general de $\dot{M} \propto M_{*}^2$. Por otro lado, como se observa en la Figura 7.3 (Natta et al., 2000), la masa del disco es aproximadamente proporcional a la masa de la estrella en el rango en tipo espectral entre A0-M7 (Natta et al., 2000; Fuente et al., 2003).

Si el tiempo de vida del disco está determinado por la evolución viscosa, que controla la tasa de acreción a la estrella, la escala de tiempo para que un disco desaparezca por procesos de acreción se puede estimar como M_D/\dot{M} . De esta

manera, la escala tiempo para la pérdida viscosa del disco es inversamente proporcional a la masa de la estrella ($t_v \propto M^{-1}$). Así, una estrella de mayor masa perdería el disco más rápido que una de menor masa.

Similarmente, otra alternativa para explicar lo observado en la Figura 7.3, se debe a que el crecimiento del polvo y el asentamiento al plano medio del disco puede decrecer la altura de la pared interna del disco y de esa forma, disminuir la contribución en el NIR del disco interno (Calvet et al., 2004). Siguiendo a Dullemond & Dominik (2004b), en ausencia de movimientos

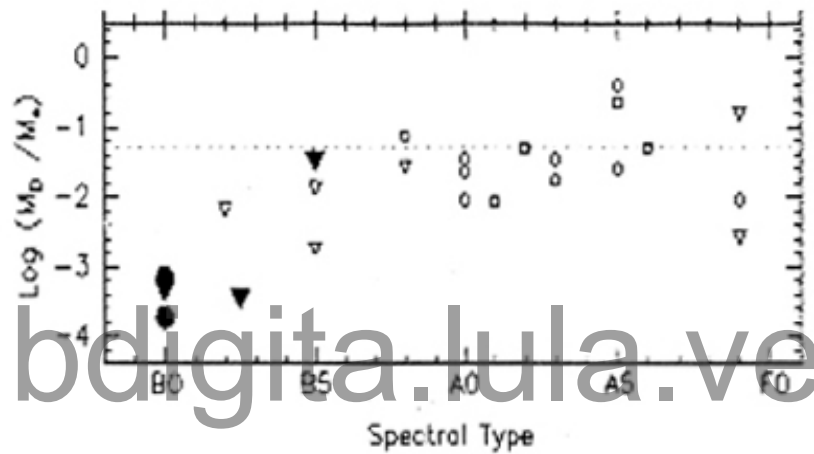


Figura 7.3: **Relación entre la masa del disco y el tipo espectral (Fuente et al., 2003)**. Los símbolos abiertos muestran la compilación realizada por Natta et al. (2000). Los símbolos sólidos son objetos de Fuente et al. (2001) y Fuente et al. (2003). Los triángulos representan un límite superior a la masa del disco. Se observa que la masa del disco es proporcional a la masa de la estrella para en rango de tipo espectral de las HAeBe.

turbulentos, la velocidad de asentamiento del polvo a la zona ecuatorial del disco está dada por la ecuación;

$$V_{sett} \propto \frac{M * z m}{r^3 p(z)} \quad (7.2)$$

donde z y r dan la posición vertical y radial de una partícula de masa m que se

está asentando, respectivamente, $p(z)$ es la densidad del gas en el disco, la cual decrece exponencialmente, con un máximo en $z=0$, V_{sett} es proporcional a la masa de la estrella. Así, el asentamiento del polvo es más efectivo en estrellas con masas típicas de las HAeBe que en el rango de masa típico de las CTTS.

De esta manera, los procesos que conducen a la disipación de la parte interna del disco (procesos viscosos y evolución del polvo) son más eficientes en estrellas más masivas, perdiendo así el disco interno en escalas de tiempo menores.

bdigita.lula.ve

Capítulo 8

Síntesis de resultados y conclusiones

Hemos llevado a cabo un estudio sistemático de las estrellas HAeBe y sus características primordiales, así como de la frecuencia con que aparecen estos objetos en grupos estelares jóvenes con diferentes edades, lo que permitió un análisis evolutivo de ciertas propiedades ligadas a estos objetos. Podemos resaltar los puntos más importantes de este trabajo de la manera siguiente.

Se ha diseñado un sistema de clasificación espectral, el cual evita contaminación de rasgos originados fuera de la fotosfera al tipo espectral calculado. Además, el sistema de clasificación es independiente del nivel de enrojecimiento del objeto y de la gravedad superficial de los tipos luminosos V, VI y III. De esta manera, el resultado arrojado por el sistema es en gran medida independiente de algunas características que generalmente se encuentran en objetos PMS. Este sistema de clasificación espectral fue diseñado inicialmente para estrellas HAeBe (B, A, F), y luego fue extendido a estrellas T Tauri (más tardío que K5) y estrellas T Tauri de masa intermedia (F tardío - K temprano).

Se analizaron los espectros de una muestra de 75 estrellas B, A y F catalogadas por Herbig & Bell (1988) como estrellas jóvenes con líneas en emisión. Nuestro esquema de clasificación fue capaz de asignar tipos espectrales a 58 estrellas de esta muestra. El esquema de clasificación no pudo determinar un tipo espectral confiable para 17 estrellas, 7 de ellas son estrellas de continuo, en las que, el espectro está dominado por rasgos en emisión. Para los otros 10

objetos, la fuerte presencia de rasgos no fotosféricos y/o gran enrojecimiento no nos permitió determinar un tipo espectral apropiado. De las 58 estrellas clasificadas, 7 de ellas tienen un estado evolutivo incierto y 12 objetos parecen ser estrellas T Tauri de masa intermedia, con tipos espectrales entre F7 y G4. Finalmente, 39 objetos poseen fuertes indicios de ser HAeBe. Este último subconjunto fue usado para determinar las características propias de estos objetos.

Por definición, todas las estrellas HAeBe exhiben $H\alpha$ en emisión. Sin embargo, a nuestra resolución solo el 53 % muestra $H\beta$ en emisión, y 15 % tiene $H\gamma$ en emisión. No obstante, por comparación directa con estrellas estándares del mismo tipo espectral, hemos notado que el 95 % y el 56 % de las HAeBe presentan un llenado de las líneas $H\beta$ y $H\gamma$, respectivamente, debido a una componente en emisión que en algunas ocasiones no es resuelta en nuestros espectros.

Casi la mitad de las estrellas clasificadas como HAeBe (Tabla 4.1), exhiben la línea prohibida [O I] $\lambda 6300$ en emisión, en acuerdo con estudios realizados previamente (Corcoran & Ray, 1997; Bohm & Catala, 1994). Este rasgo es indicativo de la presencia de vientos y jets. Un tercio de la muestra exhibe emisión en el multiplete 42 del Fe II y la intensidad de esta emisión está correlacionada con la intensidad de la emisión en $H\alpha$. La emisión en Fe II(42) aparece solo cuando existe emisión en la línea [O I], aunque la energía emitida en estas líneas no parece estar correlacionada.

Un subconjunto de 11 HAeBe (~28 %) muestra las líneas de Fe II(42) anormalmente en absorción. De ellas 75 % han sido confirmadas como objetos UXOr, sugiriendo que el rasgo en absorción de Fe II(42) es producido por el mismo mecanismo que produce el fenómeno UXOr, el cual se caracteriza por una variación fotométrica y espectroscópica originada por un incremento en la densidad del material extendido entre la estrella y el observador. El porcentaje de objetos UXOr es consistente con el número esperado de sistemas estrella-

disco con alta inclinación ($>75^\circ$), condición para que el fenómeno UXOr ocurra (Natta et al., 2000).

Hemos usado datos fotométricos publicados previamente, combinados con nuestros tipos espectrales para estimar la mejor ley de enrojecimiento que caracteriza las HAeBe. Encontramos que una ley de enrojecimiento con alto R_v (~ 5) conduce a una mejor comparación entre las extinciones A_v obtenidas de diferentes colores. Ya que el 85 % de las estrellas con A_v grande están localizadas dentro de 1 Kpc del Sol, la extinción observada no es producida por el medio interestelar sino por su ambiente circumestelar o por la nube molecular ligada a estos objetos jóvenes. El mayor valor de R_v para estrellas HAeBe indica un crecimiento del polvo en relación a los tamaños de granos observados normalmente en el medio interestelar.

La posición de la estrella en el diagrama H-R depende críticamente del valor de R_v usado, afectando particularmente la determinación de masa y edad del objeto. Con el valor más apropiado para las HAeBe ($R_v=5.0$), los objetos aparecen sistemáticamente más jóvenes y más brillantes en relación a las posiciones calculadas con la ley de extinción estándar. La localización de las HAeBe en el diagrama H-R con $R_v=5.0$ está en mejor acuerdo a la naturaleza PMS de estos objetos.

Hemos comparado nuestra muestra de HAeBe (Hernández et al., 2004) y una muestra de estrellas CBe (Yudin, 2001), usando los colores J-H y H-K corregidos por enrojecimiento, y encontramos que las HAeBe y las CBe ocupan diferentes regiones sobre el diagrama color-color JHK. Comparando la región de las HAeBe con un modelo teórico simple concluimos que los excesos observados en el NIR son originados en la pared interna de un disco truncado a la temperatura de destrucción del polvo. La presencia de un disco alrededor de las HAeBe se apoya adicionalmente por el exceso observado en los flujos IRAS. De esta forma se refuerza la suposición de que las estrellas HAeBe son objetos rodeados por un disco circumestelar activo.

Con las características más sobresalientes de las HAeBe estudiadas: (1) emisión en $H\alpha$, (2) localización en la región de las HAeBe en el diagrama color-color JHK, (3) flujos IRAS característicos de presencia de discos (índice $\beta > -2$), se realizó un censo de estrellas de masa intermedia con disco (HAeBe) en 5 grupos estelares (US, Per OB2, Lac OB1, Ori OB1a, Ori OB1bc), los cuales abarcan un rango de edades de 3 a 16 Myr. Las estrellas fueron seleccionadas del catálogo Hipparcos. La membresía de los objetos pertenecientes a las asociaciones US, Per OB2 y Lac OB1 fueron determinadas por de Zeeuw et al. (1999) usando las posiciones, movimientos propios y paralajes publicados por Hipparcos. Las estrellas en Ori OB1 fueron seleccionadas como miembros combinando criterios astrométricos y fotométricos (Brown, et al., 1994; Brown et al., 1999b). Se dividió la asociación Ori OB1 en dos subgrupos con diferentes edades y distancias, Ori OB1a y Ori OB1bc. Para las 440 estrellas repartidas en las asociaciones OB estudiadas, se obtuvieron datos espectroscópicos, a partir de los cuales, y en combinación con la fotometría óptica (Esa, 1997) y en el cercano infrarrojo (Cutri et al., 2003), se determinaron el tipo espectral, la extinción visual la T_{eff} , la luminosidad, la presencia de líneas en emisión y de excesos infrarrojos para cada uno de los objetos. También incluimos en nuestro estudio el cúmulo Trumpler 37 en la asociación Cep OB2, estudiado por Contreras et al. (2002). Hemos identificado 2 HAeBe en US, ninguna en Per OB2, ninguna en Lac OB1, 2 en Ori OB1a, 4 en Ori OB1bc y 2 en Tr 37; estimando una frecuencia de discos de $3.3 \pm 1.7\%$, $0 \pm 4.4\%$, $0 \pm 1.9\%$, $2.5 \pm 1.7\%$, $5.1 \pm 2.0\%$ y $4.3 \pm 1.8\%$, respectivamente.

Hemos comparado la frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia (HAeBe) con la frecuencia de discos estimada en Ori OB1 para la muestra de estrellas de baja masa de Briceño et al. (2005), y con estimaciones de este valor para estrellas de baja masa ($< 1M_{\odot}$) derivadas por diferentes autores en diferentes grupos estelares. Concluimos que las estrellas con disco interno son menos frecuentes entre las estrellas de masa intermedia. Particularmente, en las asociaciones más jóvenes (Ori OB1bc y Tr 37) la fracción de estrellas de masa intermedia con disco es ~ 10 veces menor que la fracción reportada para

estrellas de baja masa en grupos estelares con edades similares. Aunque la frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia decrece ligeramente con la edad, no hemos encontrado evidencia del fuerte decaimiento en la frecuencia de discos observado en estrellas de baja masa, que sugiere una escala de tiempo para la disipación de estos discos de $\sim 3\text{-}5$ Myr. Es necesario extender estudios de la presencia de discos en estrellas de masa intermedia a asociaciones más jóvenes que 3 Myr, para determinar si existe una escala de tiempo de disipación de discos para objetos en el rango de masa de las HAeBe, que pareciera menor a 3 Myr. Hemos sugerido que la escasez de discos en estrellas de masa intermedia puede ser debido a que los mecanismos de dispersión del disco interno (acreción, crecimiento de polvo y asentamiento del polvo al plano medio del disco) son más eficientes en las estrellas de mayor masa.

Finalmente, se ha diseñado una página electrónica, en la que el espectro de las HAeBe y de algunos objetos relacionados se encuentra disponible. Además, en esta página se puede tener acceso a información acerca de líneas en emisión, magnitudes UBVR_IJHK, cartas de búsquedas, excesos fotométricos, etc.

Bibliografía

Van den Ancker, M. E., Thé, P. S., Feinstein, A., Vazquez, R A., de Winter, D., & Perez, M. R 1997, A&AS, 123, 63

van den Ancker, M. E., de Winter, D., & Tjin A Dje, H. R E. 1998, A&A, 330, 145

Allen L. & Strom, K. 1995, AJ, 109, 1379

Arce, H. G. & Goodman, A. A. 2002, ApJ, 575, 911

Bailey, J. 1998, MNRAS, 301, 161

Bally, J., Stark, A. A., Wilson, R. W., & Langer, W. D. 1987, ApJ, 312, L45

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2002, A&A, 382, 563

Belikov, A.Ñ., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Scholz, R.-D., & Yatsenko, A. I. 2002a, A&A, 384, 145

Belikov, A.N., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., & Scholz, R-D. 2002b, A&A, 387, 117

Bernasconi, P. A. 1996, A&AS, 120, 57

Bertout, C., Robichon, N., & Arenou, F. 1999, A&A, 352, 574

Bertout, C. 2000, A&A, 363, 984

Bessell, M. S. & Brett, J. M. 1988, PASP, 100, 1134 107

- Bibo, E. A., Thé, P. S., & Dawanas, D.N. 1992, A&A, 260, 293
- Blaauw, A. 1952, Bull. Astron. Inst.Netherlands, 11, 405
- Blaauw, A. 1958, AJ, 63, 187
- Blaauw, A. 1964, ARA&A, 2, 213
- Blaauw, A. 1991, NATO ASIC Proc. 342: The Physics of Star Pormation and Early Stellar Evolution, 125
- Bohm, T. & Catala, C. 1994, A&A, 290, 167
- Boehm, T. & Catala, C. 1995, A&A, 301, 155
- Bouwman, J., Meeus, C., de Koter, A., Hony, S., Dominik, C., & Waters, L. B. F. M. 2001, A&A, 375, 950
- Briceño, C., Hartmann, L. W., Stauffer, J. R., Gagne, M., Stern, R. A., & Caillault, J. 1997, AJ, 113,740
- Briceño, C., Hartmann, L., Stauffer, J., & Martín, E. 1998, AJ, 115, 2074
- Briceño C., Calvet N., Hernández J., Vivas A.K., Hartmann L., Downes J. & Berlind P. 2005, AJ, 129, 907 .
- Brown, A. 1950, ApJ, 112, 225
- Brown, A. G. A., de Geus, E. J., & de Zeeuw, P. T. 1994, A&A, 289, 101
- Brown, A. G. A., Blaauw, A., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., & de Zeeuw, P. T. 1999a, NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary

Systems, 411

Brown, A. G., Walter, F. M., & Blaauw, A. 1999b, in ASP Conf. Ser., The Orion Complex Revisited, ed. M.J. McCaughrean & A. Burkert.

Brown, A. G. A. 2001, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, 11, 89 de Bruijne, J. H. J. 1999, MNRAS, 306, 381

Buscombe, W. 2001, VizieR Online Data Catalog, III/222.

Calvet, N., Hartmann, L., & Strom, S. 2000, Protostars and Planets IV, 377

Calvet, N., D'Alessio, P., Hartmann, L., Wilner, D., Walsh, A., & Sitko, M. 2002, ApJ, 568, 1008.

Calvet, N., Muzerolle, J., Briceño, C., Hernández, J., Hartmann, L., Saucedo, J. L., & Cardon, K. D. 2004, AJ, 128, 1294

Calvet N., Briceño, Hernández J., Hoyer S., Hartmann L., Sicilia-Aguilar A., Megeath S., and D'Alessio P. 2005, AJ, 129,935.

Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245

Carpenter, J. M. 2001, AJ, 121, 2851

Carretta, E., Gratton, R. G., Clementini, G., & Fusi Pecci, F. 1999, ASP Conf. Ser. 167: Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era, 255

Casey, S. C. & Harper, D. A. 1990, ApJ, 362, 663

Catala, C., Bohm, T., Donati, J.-F., & Semel, M. 1993, A&A, 278, 187

Chavarría, C., de Lara, E., Finkenzeller, D., Appenzeller, I., & Cardona, O. 1983, A&A, 118, 189

Chavarría-K., C., Terranegra, L., Alcalá, J. M., & Neri, L. 1989, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, vol 18, 178

Chkhikvadze, I.Ñ. 2002, Astrophysics, 45, 150

Cohen, M. & Kuhl, L. V. 1979, ApJS, 41, 743

Contreras, M. E., Sicilia-Aguilar, A., Muzerolle, J., Calvet, N., Berlind, P., & Hartmann, L. 2002, AJ, 124, 1585

Coluzzi, R 1999, VizieR Online Data Catalog, VI/71A..

Corcoran, M. & Ray, T. 1994, ASP Conf. Ser. 62: The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars, 151

Corcoran, M. & Ray, T. P. 1997, A&A, 321, 189

Corporon, P. & Lagrange, A.-M. 1999, A&AS, 136,429

Cox, A.Ñ. 2000, Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher: New York: AIP Press; Springer, 2000. Edited by Arthur N. Cox. ISBN: 0387987460.

Crawford, D. L. & Warren, W. H. 1976, PASP, 88, 930

Cutri RM., Skrutskie M.F., Van Dyk S., Beichman C.A., Carpenter J.M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., Howard E., Huchra J., Jarrdt T., Kopan E.L., Kirkpatrick J.D., Light R.M, Marsh K.A., McCallon H., Schneider S., Stiening R, Sykes M., Weinberg M., Wheaton W.A., Wheelock S., Zacarias N. 2003, 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources, University of

Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center.

D'Alessio P., Calvet N., Hartmann L., Muzerolle J., & Sitko M. 2003, Proceeding of IAU Symposium 221, Star Formation at High Angular Resolution, Editors M. Burton, R Jayawardhana & T. Bourke, Astronomical Society of the Pacifico

Davies, J. K., Evans, A., Bode, M. F., & Whittet, D. C. B. 1990, MNRAS, 247, 517

Downes, R., Hoard, D. W., Szkody, P., & Wachter, S. 1995, AJ, 110, 1824

Dullemond, C. P., Dominik, C., & Natta, A. 2001, ApJ, 560, 957

Dullemond, C. P., van den Ancker, M. E., Acke, B., & van Boekel, R 2003, ApJ, 594, L47

Dullemond, C. P. & Dominik, C. 2004a, A & A, 417, 159

Dullemond, C. P. & Dominik, C. 2004b, A & A, 421, 1075

Echevarría, J., Costero, R., Tovmassian, G., Zharikov, S., Pineda, L., & Michel, R. 2002, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series, 12, 86

Eiroa, C., Garzón, F., Alberdi, A., de Winter, D., Ferlet, R., Grady, C. A., Cameroll, A., Davies, J. K., Deeg, H. J., Harris, A. W., Horne, K., Merín, B., Miranda, L. F., Montesinos, B., Mora, A., Oudmaijer, R., Palacios, J., Penny, A., Quirrenbach, A., Rauer, H., Schneider, J., Solano, E., Tsapras, Y., Wesselius, P. R. 2001, A & A, 365, 110

Eisner, J. A., Lane, B. F., Hillenbrand, L. A., Akeson, R. L., & Sargent, A. I.

2004, ApJ, 613, 1049

ESA 1. 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogs, ESA SP-1200.

Fabricant, D., Cheimets, P., Caldwell, N., & Geary, J. 1998, PASP, 110, 79

Fernandez, M. 1995, A&AS, 113,473

Fernandez, M., Ortiz, E., Eiroa, C., & Miranda, L. F. 1995, A&AS, 114, 439

Finkenzeller, U. & Mundt, R. 1984, A&AS, 55, 109

Finkenzeller, U. & Jankovics, 1. 1984, A&AS, 57, 285

Finkenzeller, U. 1985, A&A, 151, 340

Fitzgerald, M. P. 1968, AJ, 73, 983

Flaccomio, E., Micela, G., Sciortino, S., Favata, F., Corbally, C., & Tomaney, A.
1999, A&A, 345, 521

Fuente, A., Neri, R., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Rodríguez-Franco, A., &
Palla, F. 2001, A&A, 366, 873

Fuente, A., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Rodríguez-Franco, A., & Palla, F.
2002, A&A, 387, 977

Fuente, A., Rodríguez-Franco, A., Testi, L., Natta, A., Bachiller, R., & Neri, R.
2003, ApJ, 598, L39

Fukagawa, M., et al. 2002, PASJ, 54, 969

García, B. 1989, Bulletin d'Information du Centre de Données Stellaires, 36, 27

Genzel, R. & Stutzki, J. 1989, ARA&A, 27,41

de Geus, E. J., de Zeeuw, P. T., & Lub, J. 1989, A&A, 216, 44 .

Gómez, M., Kenyon, S. J., & Whitney, B. A. 1997, AJ, 114, 265

Gómez, M. & Kenyon, S. J. 2001, AJ, 121, 974

Gorti, U. & Bhatt, H. C. 1993, A&A, 270, 426

Graham, J. A. 1992, PASP, 104,479

Gray, R. O., Napier, M. G., & Winkler, L. I. 2001, AJ, 121, 2148

Gray, D.F. 1992, "The Observation and Analysis of stellar photospheres", pag. 81. Second edition, Cambridge University Press.

Grinin, V. P. 1988, Soviet Astronomy Letters, 14, 27

Grinin, V. P. 1994, ASP Conf. Ser. 62: The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars, 63

Guetter, H. H. 1976, AJ, 81, 537

Gullbring, E., Hartmann, L., Briceño, C., & Calvet, N. 1998, ApJ, 492, 323

Gutermuth, R. A., Megeath, S. T., Muzerolle, J., Allen, L. E., Pipher, J. L., Myers, P. C., & Fazio, G. G. 2004, ArXiv Astrophysics e-prints, astro-ph/0406091

Haisch, K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, ApJ, 553, L153

Hajjar, R., & Bastien, P. 2000, ApJ, 531, 494

Hakobyan, A. A., Hambaryan, V. V., Poghosyan, A. V., & Salukvadze, G.N.
2000, IAU Symposium, 200, 124P

Hamann, F. & Persson, S. E. 1992, ApJS, 82, 285

Hamann, F. 1994, ApJS, 93, 485

Hartmann, L., Kenyon, S. J., & Calvet, N. 1993, ApJ, 407, 219

Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., & D'Alessio, P. 1998, ApJ, 495, 385

Hartmann, L. 2003, ApJ, 585, 398

Herbig, G. H. 1960, ApJS, 4, 337

Herbig, G. & Bell, K. 1988, Lick Observatory Bull., Santa Cruz: Lick
Observatory, 1988, 1111

Herbig, G. H. 1998, ApJ, 497, 736

Herbst, W. & Racine, R. 1976, AJ, 81, 840

Herbst, W., Warner, J. W., Miller, D. P., & Herzog, A. 1982, AJ, 87, 98

Herbst, W. & Shevchenko, V. S. 1999, AJ, 118, 1043

Hernández J., Calvet N., Briceño C., Hartmann L., and Berlind P. 2004, AJ.,
127, 1682.

Hernández J., Calvet N., Hartmann L., Briceño C., Sicilia-Aguilar A., and Berlind P. 2005, AJ, 129, 856.

Hessman, F. V., Beckwith, S. V. W., Bender, R., Eisloffel, J., Goetz, W., & Guenther, E. 1995, A&A, 299, 464

Hillenbrand, L. A., Strom, S. E., Vrba, F. J., & Keene, J. 1992, ApJ, 397, 613

Hillenbrand, L.A. 1995, Herbig Ae/Be stars: An investigation of molecular environments and associated stellar populations. PH.D. Thesis, University of Massachusetts

Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 113, 1733

Hoogerwerf, R. & Aguilar, L. A. 1999, MNRAS, 306, 394

Houk, N. & Cowley, A. P. 1975, VizieR Online Data Catalog III/31, Michigan catalog for the HD stars, vol. 1.

Houk, N. 1978, VizieR Online Data Catalog III/51, Michigan catalogs for the HD stars, vol. 2.

Houk, N. 1982, VizieR Online Data Catalog III/80, Michigan catalogs for the HD stars, vol. 3.

Houk, N. & Smith-Moore, M. 1988, VizieR Online Data Catalog III/133, Michigan catalogs for the HD stars, vol. 4.

Jaschek, M. 1978, Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires, 15, 121

Joint IRAS Science Working Group 1988, IRAS Point Source Catalog (1988).

Kawamura, A., Onishi, T., Yonekura, Y., Dobashi, K., Mizuno, A., Ogawa, H., & Fukui, Y. 1998, ApJS, 117, 387

Keenan, P. C. & Barbaumn, C. 1999, ApJ, 518, 859

Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117

Kirkpatrick, J., Henry T., & McCarthy, D. 1991, ApJS, 77,417

Koornneef, J. 1983, A&A, 128, 84

Kozok, J. R. 1985, A&AS, 62, 7

Kun, M. 1998, ApJS, 115, 59

Lada, C. J. & Adams, F. C. 1992, ApJ, 393, 278

Lada, E. A. & Lada, C. J. 1995, AJ, 109, 1682

Lagage, P. O., Olofsson, G., Cabrit, S., Cesarsky, C. J., Nordh, L., & Rodriguez Espinosa, J. M. 1993, ApJ, 417, 179

Lagrange, A.-M., Backman, D. E., & Artymowicz, P. 2000, Protostars and Planets IV, 639

Leinert, C, Richichi, A., & Haas, M 1997, A&A, 318, 472

Lesh, R. J. 1968, ApJ, 152, 905

Lesh, R. J. 1969, AJ, 74, 891

Lorenzetti, Do, Saraceno, P., & Strafella, F. 1983, ApJ, 264, 554

MacConnell, D. J. 1968, ApJS, 16, 275

Magakian, T. Y. & Movsesian, T. A. 2001, Astrophysics, 44, 419

Maheswar, G., Manoj, P., & Bhatt, H. C. 2002, A&A, 387, 1003

Malfait, K., Bogaert E. & Walkens C. 1998, A&A, 331, 211

Mannings, V. & Sargent, A. I. 1997, ApJ, 490, 792

Mannings, V. & Sargent, A. I. 2000, ApJ, 529, 391

Marconi, M., Ripepi, V., Bernabei, S., Palla, F., Alcalá, J. M., Covino, E., & Terranegra, L. 2001, A&A, 372, L21

Mendoza V., E. E. & Gómez, T. 1980, MNRAS, 190, 623

Meeus, G., Waters, L. B. F. M., Bouwman, J., van den Ancker, M. E., Waelkens, C., & Malfait, K. 2001, A&A, 365, 476

Meeus, G., Bouwman, J., Dominik, C., Waters, L. B. F. M., & de Koter, A. 2002, A&A, 392, 1039

Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 114, 288

Miroshnichenko, A. S., Bjorkman, K. S., Chentsov, E. L., Klochkova, V. G., Grav, R. O., García-Lario, P., & Perea Calderón, J. V. 2001, A&A, 377, 854

Miroshnichenko, A. S., Bjorkman, K. S., Morrison, N. D., Wisniewski, J. P., Manset, N., Levato, H., Grosso, M., Pollmann, E., Buil, C., Knauth, D. C. 2003, A&A, 408, 305

Mora, A., Merin, B., Solano, E., Montesinos, B., de Winter D., Eiroa, C., Ferlet, R., Grady, C., Davies, J., Miranda, L., Oudmaijer, R., Palacios, J., Quirrenbach, A., Harris, A., Rauer, H., Cameron, A., Deeg, H., Garzon, F., Penny, A., Schneider, J., TsapraJ, Y., and Wesselius, P. 2001, A&A, 378, 116.

Morgan, W. W., Keenan P.C., and Kellman E. 1943, An Atlas of Spectra Classification, the Ulliversity of Chicago press.

Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann L., 2001, ApJ, 550, 944

Muzerolle, J., Hillenbrand, L., Calvet, N., Briceño, C., & Hartmann, L. 2003a, ApJ, 592, 266

Muzerolle, J., Calvet N., Hartmann, L., & D'Alessio, .P. 2003b, ApJ, 597, L149

Muzerolle, J., D'Alessio, P., Calvet, N., & Hartmann, L. 2004, ApJ, 617, 406

Natta, A., Grinin, V. P., Mannings, V., & Ungenchts, H. 1997, ApJ, 491, 885

Natta, A., Grinin, V., & Mannings, V. 2000, Protostars and Planets IV, 559

Natta, A. & Whitney, B. A. 2000, A&A, 364, 633

Natta, A., Prusti, T., Neri, R., Wooden, D., Grinin, V. P., & Mannings, V. 2001, A&A, 371, 186

Neri, L. J., Chavarria-K., C., & de Lara, E. 1993, A&AS, 102, 201

Osterbrock, D.E. 1989, Astrophysics of Gaseus Nebulae and Active Galactic Nuclei, (Mill Valley California: University Science Books)

Oudmaijer, R. D., Palacios, J., Eiroa, C., Davies, J. K., de Winter, D., Ferlet, R., Garzon, F., Grady, C. A., Cameron, A., Deeg, H. J., Harris, A. W., Horne, K., Merin, B., Miranda, L. F., Montesinos, B., Mora, A., Penny, A., Quirrenbach, A., Rauer, H., Schneider, J., Solano, E., Tsapras, Y, Wesselius, P. R. 2001, A&A, 379, 564

Palla, F. & Stahler, S. W. 1991, ApJ, 375, 288

Palla, F. & Stahler, S. W. 1993, ApJ, 418, 414

Park, B., Sung, H., Bessell, M. S., & Kang, Y. H. 2000, AJ, 120, 894

Parsamian, E. S., Gasparian, K. G., & Ohanian, G. B. 1996, Astrophysics, 39, 121

Pinsonneault, M. H., Stauffer, J., Soderblom, D. R., King, J. R., & Hanson, R. B. 1998, ApJ, 504, 170

Pirzkal, N., Spillar, E. J., & Dyck, H. M. 1997, ApJ, 481, 392

Preibisch, T. & Zinnecker, H. 1999, AJ, 117, 2381

Preibisch, T., Brown, A. G. A., Bridges, T., Guenther, E., & Zinnecker, H. 2002, AJ, 124,404

Pritchett, C. & van den Bergh, S. 1977, ApJS, 34, 101

Reid, I.Ñ., Hawley, S. L., & Gizis, J. E. 1995, AJ, 110, 1838

Robichon, N., Arenou, F., Lebreton, Y., Turon, C., & Mermilliod, J. C. 1999, ASP Conf. Ser. 167: Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era, 72

Robinson, E. L. 1973, ApJ, 180, 121

Rodgers, B., Wooden, D. H., Grinin, V., Shakhovsky, D., & Natta, A. 2002, ApJ, 564, 405

Shevchenko, V. S., Grankin, K.Ñ., Ibragimov, M. A., Mel'Nikov, S. Y., & Yakubov, S. D. 1993, Ap&SS, 202, 121

Shevchenko, V. S., Ezhkova, O., Tjin A Djie, H. R. E., van den Ancker, M. E., Blondel, P. F. C., & de Winter, D. 1997, A&AS, 124, 33

Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

Sicilia-Aguilar, A., Hartmann, L. W., Briceño, C., Muzerolle, J., & Calvet, N. 2004, AJ, 128, 805

Sicilia-Aguilar A., Hartmann L., Szentgyorgyi A., Fabricant D., Furesz G., Roll J., Conroy M., Calvet N., Torkarz S., and Hermández J. 2005a, AJ, 129, 363

Sicilia-Aguilar A., Hartmann L., Hernández J., Briceño C. and Calvet N. 2005b, enviado a AJ

Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593

Skumanich, A. 1972, ApJ, 171, 565

Sorell, W. H. 1990, ApJ, 361, 150

Sorelli, C., Grinin, V. P., & Natta, A. 1996, A&A, 309, 155

Steenman, H., & The, P. S. 1991, Ap&SS, 184, 9

- Stock, J. & Stock, J. M. 1999, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 35, 143
- Strom, S. E., Strom, K. M., Yost, J., Carrasco, L., & Grasdalen, G. 1972, *ApJ*, 173, 353
- Strom, S. E. 1983, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 7, 7, 201
- Strom, K. M., Wilkin, F. P., Strom, S. E., & Seaman, R. L. 1989, *AJ*, 98, 1444
- Terranegra, L., Chavarria-K., C., Diaz, S., & Gonzalez-Patino, D. 1994, *A&AS*, 104, 557
- Testi, L., Palla, P., & Natta, A. 1998, *A&AS*, 133, 81
- Thé, P. S., Tjin-A-Djie, H. R. E., Bakker, R., Bastiaansen, P. A., Burger, M., Cassatella, A., Fredga, K., Gahm, G., Liseau, R., Smyth, M. J., Viotti, R., Wamsteker, W., Zeuge, W. 1981, *A&AS*, 44,451
- Thé, P. S., de Winter, D., & Perez, M. R. 1994, *A&AS*, 104, 315
- Trullols, E. & Jordi, C. 1997, *A&A*, 324, 549
- Uchida, K. I.; Calvet, N.; Hartmann, L.; Kemper, F.; Forrest, W. J.; Watson, D. M.; D'Alessio, P.; Chen, C. H.; Furlan, E.; Sargent, B.; Brandl, B. R.; Herter, T. L.; Morris, P.; Myers, P. C.; Najita, J.; Sloan, G. C.; Barry, D. J.; Green, J.; Keller, L. D.; Hall, P., 2004, in preparation .
- Yonekura, Y., Dobashi, K., Mizuno, A., Ogawa, H., & Fukui, Y. 1997, *ApJS*, 110, 21
- Yudin, R. V. 2001, *A&A*, 368, 912

Vandenberg, D. A. & Poll, H. E. 1989, AJ, 98, 1451

Vieira, S. L. A., Corradi, W. J. B., Alencar, S. H. P., Mendes, L. T. S., Torres, C. A. O., Quast, G. R., Guimaraes, M. M., & da Silva, L. 2003, AJ, 126, 2971

Warren, W. H. & Hesser, J. E. 1977a, ApJS, 34, 115

Warren, W. H. & Hesser, J. E. 1977b, ApJS, 34, 207

Waters, L. B. F. M. & Waelkens, C. 1998, ARA&A, 36, 233

Weintraub, D. A. 1990, ApJS, 74, 575

de Winter, D., van den Ancker, M. E., Maira, A., Thé, P. S., Djie, H. R. E. T. A., Redondo, I., Eiroa, C., & Molster, F. J. 2001, A&A, 380, 609

White, R. J. & Ghez, A. M. 2001, ApJ, 556, 265

White, R. J. & Basri, G. 2003, ApJ, 582, 1109

Whittet, D. C. B., Gerakines, P. A., Hough, J. H., & Shenoy, S. S. 2001, ApJ, 547, 872

Wu, Y., Huang, M., & He, J. 1996, A&AS, 115, 283

Yudin, R. V. & Evans, A. 1998, A&AS, 131, 401

de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., & Blaauw, A. 1999, AJ, 117, 354

Apéndice A

Estrellas en Asociaciones OB cercanas

Hipparcos	Nombre	T.Esp.	Error	A_V	$\sigma(A_V)$	J	J-H	H-K _S	$\log(T_{\text{eff}})$	$\log(L/L_{\odot})$	M/M_{\odot}
Upper Scorpion											
HIP76071	HD138343	B9	1	0.28	0.14	7.11	0.03	0.08	4.02	1.64	2.5
HIP76310	HD138813	A1	2	0.09	0.23	7.16	-0.02	0.01	3.96	1.43	2.2
HIP76503	HD139160	B8	1	0.24	0.08	6.17	-0.06	0.04	4.08	2.16	3.4
HIP76633	HD139486	B9	1	0.33	0.14	7.48	-0.01	-0.00	4.02	1.50	2.6
HIP77457	HD141190	A7	2	0.15	0.22	7.41	0.04	0.09	3.89	1.14	1.8
HIP77545	HD141441	A9	2	0.59	0.27	8.14	0.15	0.10	3.87	0.81	1.5
HIP77635	HD141637	B2	1	0.52	0.12	4.80	-0.06	0.08	4.38	3.59	10.3
HIP77813	HD142113	F7	2	0.71	0.15	7.78	0.36	0.12	3.79	0.87	1.6
HIP77840	HD142114	B2	2	0.41	0.20	4.74	-0.07	0.03	4.31	3.41	7.6
HIP77858	HD142165	B6	1	0.37	0.07	5.34	-0.04	0.03	4.15	2.70	4.6
HIP77859	HD142184	B4	2	0.44	0.18	5.44	0.02	0.05	4.25	2.96	5.8
HIP77900	HD142250	B6	1	0.19	0.05	6.23	-0.08	0.01	4.15	2.32	3.9
HIP77909	HD142301	B8	1	0.08	0.08	5.92	-0.07	0.01	4.08	2.23	3.6
HIP77911	HD142315	B9	1	0.34	0.11	6.68	0.02	0.01	4.05	1.88	2.8
HIP77939	HD142378	B4	1	0.50	0.11	5.88	0.02	0.02	4.25	2.77	5.9
HIP77960	HD142424	A8	2	0.41	0.27	7.54	0.07	0.08	3.87	1.07	1.8
HIP78099	HD142705	A1	2	0.52	0.17	7.25	-0.03	0.10	3.96	1.43	2.2
HIP78168	HD142883	B3	1	0.62	0.14	5.76	-0.00	0.03	4.27	2.91	6.7
HIP78207 ¹	48 Lib	B1	2	0.62	0.41	5.10	0.27	0.24	4.44	3.66	12.8
HIP78233	HD142989	F4	2	0.41	0.17	7.99	0.18	0.12	3.82	0.81	1.5
HIP78246	HD142990	B2	2	0.39	0.16	5.58	-0.09	0.02	4.34	3.15	8.0
HIP78494	HD143472	F2	2	0.01	0.13	7.07	0.09	0.09	3.84	1.17	1.9
HIP78530	HD143567	B9	1	0.46	0.14	6.93	-0.02	0.04	4.02	1.73	2.6
HIP78549	HD143600	B9	1	0.34	0.14	7.04	-0.00	0.07	4.00	1.59	2.4
HIP78663	HD143811	F5	2	0.23	0.17	7.97	0.19	0.08	3.81	0.81	1.5
HIP78702	HD143956	B9	1	0.47	0.15	7.38	0.04	0.10	4.00	1.46	2.3

APÉNDICE A. ESTRELLAS EN ASOCIACIONES OB CERCANAS

HIP78809	HD144175	B9	1	0.44	0.15	7.41	0.04	0.02	4.02	1.54	2.4
HIP78847	HD144254	A1	2	0.44	0.24	7.31	0.09	0.08	3.96	1.38	2.1
HIP78877	HD144334	B9	1	0.01	0.11	6.03	0.06	0.05	4.05	2.13	3.0
HIP78956	HD144569	B9	1	0.82	0.15	7.40	0.09	0.09	4.02	1.60	2.5
HIP78968	HD144586	B9	1	0.68	0.15	7.43	-0.02	0.06	4.00	1.55	2.4
HIP78977	HD144548	F4	2	0.77	0.15	7.54	0.40	0.10	3.81	1.10	1.8
HIP78996	HD144587	A8	2	0.44	0.23	7.47	0.11	0.12	3.87	1.10	1.8
HIP79031	HD144661	B7	1	0.19	0.07	6.38	-0.06	0.00	4.09	2.13	3.3
HIP79054	HD144729	F1	2	0.50	0.16	8.15	0.24	0.08	3.84	0.80	1.6
HIP79083	HD144822	F3	2	0.69	0.12	7.09	0.32	0.10	3.82	1.19	1.9
HIP79097	HD144823	F4	2	0.43	0.12	7.60	0.27	0.07	3.82	0.94	1.6
HIP79098	HD144844	B9	1	0.29	0.11	5.74	-0.01	0.03	4.05	2.26	3.4
HIP79124	HD144925	A0	1	0.86	0.15	7.19	0.16	0.02	4.00	1.62	2.5
HIP79156	HD144981	A0	2	0.74	0.24	7.59	0.01	0.10	3.98	1.42	2.2
HIP79250	HD145189	A4	2	0.30	0.21	7.37	0.05	0.07	3.92	1.29	1.9
HIP79258	HD145132	F3	2	0.29	0.14	8.43	0.20	0.02	3.82	0.66	1.4
HIP79288	HD145263	F0	2	0.47	0.20	8.08	0.13	0.07	3.86	0.86	1.6
HIP79366	HD145468	A5	2	0.64	0.16	7.45	0.08	0.10	3.92	1.25	1.9
HIP79369	HD145467	A8	2	0.80	0.27	7.86	0.20	0.09	3.88	0.99	1.7
HIP79374	HD145502	B2	1	0.97	0.22	3.97	0.17	-0.08	4.38	4.02	11.7
HIP79404	HD145482	B2	1	0.21	0.23	4.98	-0.03	0.03	4.38	3.48	9.8
HIP79410	HD145554	B9	1	0.64	0.15	7.17	0.00	0.10	4.02	1.63	2.5
HIP79439	HD145631	B9	1	0.63	0.15	7.05	0.00	0.11	4.02	1.65	2.5
HIP79476	V718 Sco	A6	2	0.91	0.24	7.69	0.43	0.57	3.92	1.11	1.8
HIP79530	HD145792	B5	1	0.59	0.11	6.16	0.03	0.04	4.21	2.53	4.9
HIP79599	HD145904	B9	1	0.10	0.14	6.04	-0.05	0.04	4.02	1.94	2.8
HIP79606	HD145998	F2	2	1.25	0.14	7.53	0.29	0.16	3.84	1.11	1.8
HIP79622	HD146001	B8	1	0.36	0.08	5.86	-0.04	0.08	4.08	2.26	3.7
HIP79643	HD146069	F1	2	0.76	0.18	8.36	0.22	0.12	3.85	0.75	1.5
HIP79644	HD146089	F0	2	1.39	0.27	8.90	0.24	0.12	3.86	0.74	1.5
HIP79733	HD146236	F2	2	0.38	0.14	8.16	0.14	0.09	3.84	0.76	1.5
HIP79739	HD146285	B9	1	0.84	0.12	7.24	0.07	0.15	4.05	1.65	2.8
HIP79771	HD146331	B9	1	1.14	0.15	7.33	0.14	0.09	4.02	1.53	2.4
HIP79785	HD146416	B9	1	0.22	0.14	6.51	-0.00	0.03	4.02	1.87	2.8
HIP79860	HD146569	A0	1	0.47	0.15	7.94	0.03	-0.01	4.00	1.27	2.3
HIP79878	HD146606	A0	1	0.00	0.14	7.03	-0.07	0.06	3.98	1.51	2.3
HIP79897	HD146706	B9	1	0.51	0.15	7.08	0.04	0.02	4.00	1.58	2.4
HIP79910	HD146743	F2	2	0.64	0.14	7.84	0.23	0.07	3.83	0.93	1.6
HIP79977	HD146897	F1	2	0.47	0.15	8.06	0.21	0.05	3.84	0.82	1.6
HIP79987	HD146899	A7	2	1.33	0.25	8.57	0.26	0.13	3.90	0.71	1.7
HIP80019	HD147009	B9	1	1.07	0.15	7.25	0.12	0.05	4.02	1.63	2.5
HIP80024	HD147010	A8	2	0.00	0.18	6.75	0.00	0.07	3.88	1.32	2.0
HIP80059	HD147083	A7	2	0.52	0.21	7.77	0.18	0.09	3.90	1.04	1.8
HIP80088	HD147137	A8	2	0.63	0.24	8.03	0.13	0.12	3.88	0.91	1.7

HIP80130	HD147220	A6	2	0.93	0.23	7.62	0.14	0.11	3.92	1.20	1.9
HIP80196	HD147343	A2	2	1.87	0.23	7.57	0.30	0.17	3.95	1.30	2.1
HIP80238	HD147432	A3	2	0.56	0.18	6.85	0.16	0.07	3.94	1.50	2.4
HIP80311	HD147592	A0	1	0.91	0.18	8.15	0.09	0.09	3.97	1.12	2.1
HIP80324	HD147553	A0	1	0.13	0.14	6.96	-0.04	0.02	4.00	1.86	2.7
HIP80338	HD147648	B8	1	2.58	0.12	7.29	0.35	0.22	4.08	1.81	3.1
HIP80371	HD147701	B5	1	2.11	0.08	6.67	0.29	0.19	4.19	2.31	4.3
HIP80425	HD147809	A0	2	1.30	0.24	7.43	0.21	0.16	3.98	1.42	2.2
HIP80461	HD147888	B4	1	1.28	0.07	5.70	0.14	0.12	4.21	2.67	4.8
HIP80473	HD147933	B2	2	1.38	0.17	3.57	0.22	0.17	4.34	3.89	9.6
HIP80474	HD147932	B8	2	1.29	0.12	6.11	0.19	0.15	4.09	2.20	3.4
HIP80493	HD147955	A0	1	0.85	0.14	7.30	0.12	0.10	4.00	1.49	2.3
HIP80569 ¹	HD148184	B5	1	1.10	0.06	3.40	0.26	0.26	4.19	3.56	8.1
HIP80586	HD148153	F5	2	0.21	0.14	7.42	0.15	0.08	3.81	1.08	1.8
HIP80799	HD148562	A4	2	0.15	0.20	7.46	0.06	0.10	3.93	1.22	1.9
HIP80896	HD148716	F3	2	0.19	0.11	7.69	0.14	0.10	3.83	0.94	1.6
HIP81455	HD149790	F5	2	0.18	0.15	8.26	0.21	0.01	3.81	0.69	1.4
HIP 1474	HD149914	B9	1	0.95	0.14	5.90	0.11	0.09	4.02	2.11	3.0
HIP81624 ¹	V2307 Oph	A0	2	1.70	0.18	6.95	0.73	0.74	4.00	1.55	2.4
HIP81851	HD150589	F3	2	0.08	0.16	7.69	0.13	0.06	3.82	0.93	1.6
HIP82218	HD151376	F3	2	0.35	0.15	8.06	0.17	0.09	3.83	0.79	1.5
HIP82319	HD151594	F3	2	0.18	0.13	8.05	0.15	0.02	3.83	0.79	1.5
HIP82397	HD151721	A3	2	0.01	0.20	7.32	-0.00	0.02	3.93	1.29	2.1

Perseus OB2

HIP14145	BD+42 684	F8	1	0.23	0.13	8.60	0.21	0.06	3.79	1.19	2.1
HIP14207	HD18830	A1	2	0.23	0.24	8.08	0.05	0.01	3.96	1.75	2.6
HIP14458	HD19197	B9	1	0.43	0.14	8.76	-0.01	0.04	4.05	1.77	2.7
HIP14552	HD19359	B9	1	0.68	0.14	8.56	0.02	0.01	4.05	1.86	2.8
HIP14713	HD19567	A0	1	0.23	0.14	7.41	-0.04	0.05	4.00	2.11	3.1
HIP14824	HD19664	M5	1	0.00	0.31	2.99	1.01	0.28	3.51	3.21	-
HIP14869	HD19749	A0	1	0.31	0.16	8.93	-0.02	0.03	4.00	1.53	2.4
HIP15601	HD20653	B9	1	0.60	0.12	8.31	0.02	0.03	4.05	1.93	2.8
HIP15696	HD20825	G6	2	1.29	0.15	3.69	0.44	0.15	3.76	3.29	-
HIP15895	HD20987	B2	1	0.50	0.11	8.00	-0.08	-0.05	4.34	2.90	6.9
HIP15984	BD+30 540	B6	3	1.42	0.23	8.34	0.05	0.04	4.13	2.23	3.6
HIP16164	BD+29 564	B9	1	1.06	0.18	8.84	0.10	0.01	4.02	1.67	2.5
HIP16705	HD22125	A0	1	0.64	0.16	8.38	0.03	0.04	3.98	1.70	2.6
HIP16784	HD22281	G4	1	1.93	0.31	6.51	0.60	0.16	3.75	2.16	-
HIP17113	HD278942	B0	2	4.41	0.28	5.88	0.44	0.16	4.48	4.32	14.8
HIP17172	HD22765	A5	2	0.31	0.24	8.83	0.01	0.10	3.91	1.37	2.0
HIP17313	HD22951	B1	1	0.65	0.18	5.00	-0.07	0.01	4.41	4.26	13.4
HIP17474	HD23244	B7	1	0.40	0.08	8.18	0.01	0.01	4.09	2.08	3.1
HIP17498	HD23268	B9	1	0.54	0.15	7.99	-0.00	0.02	4.00	1.99	2.9
HIP17561	HD281157	B1	1	2.68	0.45	7.41	0.17	0.08	4.38	3.26	8.4

APÉNDICE A. ESTRELLAS EN ASOCIACIONES OB CERCANAS

HIP17596	HD23427	G8	1	2.10	0.07	5.55	0.75	0.17	3.75	2.68	-
HIP17698	HD23597	B3	1	1.11	0.12	7.99	0.06	0.03	4.25	2.80	5.9
HIP17735	HD23625	B3	1	0.69	0.10	6.37	-0.05	0.00	4.27	3.33	7.2
HIP17845	HD23802	B6	1	1.07	0.19	6.97	0.03	0.01	4.17	2.89	4.9
HIP17998	HD24012	B7	2	0.34	0.12	7.71	-0.12	0.10	4.13	2.35	3.9
HIP18081	HD24131	B1	1	0.69	0.18	5.73	-0.08	0.02	4.41	3.95	11.3
HIP18111	HD24190	B2	1	0.81	0.16	7.26	-0.03	0.03	4.34	3.20	7.9
HIP18246	HD24398	O9	2	1.82	0.25	2.60	-0.02	0.02	4.51	5.85	-
HIP18258	HD281305	B9	2	1.80	0.28	8.24	0.10	0.10	4.02	2.01	2.9
HIP18330	HD24525	G5	2	1.20	0.14	6.24	0.46	0.12	3.76	2.24	-
HIP18392	HD24601	B9	1	0.88	0.12	8.25	0.06	0.02	4.05	2.06	2.9
HIP18397	HD24600	B8	1	0.97	0.12	8.13	0.01	0.01	4.05	2.10	3.0
HIP18578	HD24885	B9	1	0.75	0.16	8.79	-0.01	0.03	4.00	1.68	2.5
HIP18610	HD24913	A0	1	0.72	0.15	7.88	0.01	0.04	4.00	1.98	2.9
HIP18886	HD281486	B9	2	0.74	0.18	9.37	0.01	0.06	4.02	1.46	2.5
HIP19039	HD25539	B2	2	0.68	0.22	6.79	0.03	-0.06	4.34	3.37	8.6
HIP19178	HD25799	B3	2	0.74	0.16	6.88	-0.04	-0.02	4.31	3.24	7.0
HIP19201	HD25833	B4	1	0.47	0.08	6.62	-0.05	-0.02	4.23	3.09	6.1
HIP19240	HD281537	B9	1	0.63	0.14	8.78	0.03	0.03	4.05	1.75	2.7
HIP19659	HD26499	B9	1	0.70	0.16	8.67	0.01	0.04	4.02	1.76	2.6
Lacerta OB1											
HIP106656	HD205742	A0	2	0.13	0.21	8.77	-0.03	0.01	3.98	1.75	2.7
HIP108508	BD+47 3639	B4	1	0.42	0.09	8.66	-0.04	0.01	4.22	2.42	4.5
HIP108841	HD209483	B8	1	0.33	0.08	8.08	-0.01	-0.01	4.07	2.28	3.8
HIP108933	HD209679	A1	2	0.19	0.20	6.29	-0.02	0.04	3.97	2.69	5.3
HIP109082	HD209961	B2	1	0.46	0.14	6.36	-0.13	0.02	4.87	3.81	10.2
HIP110033	BD+40 4771	B9	1	0.45	0.11	9.36	-0.03	0.01	4.05	1.78	2.7
HIP110373	HD212153	B7	1	0.39	0.06	8.36	-0.06	0.00	4.13	2.86	3.9
HIP110473	BD+46 3676	A4	2	0.31	0.23	9.62	0.06	0.04	3.93	1.33	2.2
HIP110476	BD+42 4370	B7	1	0.60	0.09	8.91	0.04	0.11	4.11	2.06	3.3
HIP110664	HD212668	B4	1	0.37	0.10	8.19	-0.09	0.01	4.24	2.75	5.0
HIP110700	HD212732	B9	1	0.10	0.15	9.45	-0.06	0.00	4.02	1.58	2.5
HIP110790	HD212883	B1	1	0.39	0.16	6.70	-0.14	-0.03	4.41	3.79	10.3
HIP110804	BD+45 3940	A1	3	0.00	0.34	10.12	-0.03	-0.03	3.96	1.08	2.1
HIP110835	BD+43 4205	B9	1	0.22	0.14	9.86	-0.01	-0.00	4.03	1.48	2.5
HIP110849	HD212978	B2	1	0.32	0.14	6.41	-0.13	0.01	4.38	3.81	10.2
HIP110953	HD213190	B5	1	0.28	0.08	9.15	-0.06	-0.00	4.20	2.22	4.2
HIP111038	BD+40 4831	F0	2	0.00	0.23	9.04	0.06	0.04	3.86	1.26	2.0
HIP111080	HD213390	B8	1	0.42	0.09	8.65	0.00	0.00	4.08	2.08	3.3
HIP111104	HD213420	B1	1	0.50	0.16	4.99	0.29	-0.05	4.39	4.56	16.6
HIP111139	HD213484	B7	1	0.31	0.07	8.22	-0.05	0.00	4.10	2.33	3.8
HIP111292	HD213732	A2	3	0.00	0.33	10.01	-0.04	-0.03	3.95	1.07	1.9
HIP111308	BD+36 4868	G0	2	-1.36	0.15	8.66	0.46	0.08	3.78	0.45	1.9
HIP111329	HD213800	B9	1	0.14	0.12	9.14	-0.03	0.03	4.04	1.75	2.7

HIP111337	HD213801	B8	1	0.14	0.08	8.18	-0.05	-0.03	4.06	2.21	3.7
HIP111340	HD213833	A8	2	0.15	0.26	8.69	0.12	0.04	3.88	1.48	2.3
HIP111375	BD+40 4852	B9	1	0.13	0.15	9.94	-0.07	0.02	4.01	1.39	2.4
HIP111429	HD213976	B3	1	0.24	0.12	7.19	-0.08	-0.02	4.29	3.23	7.0
HIP111491	HD214098	B3	1	0.45	0.14	8.42	-0.04	-0.03	4.30	2.82	6.4
HIP111546 ¹	HD214167	B2	2	0.18	0.28	5.78	-0.07	0.15	4.34	3.86	9.4
HIP111552	HD214179	B8	1	0.33	0.10	9.57	-0.02	0.01	4.08	1.72	2.9
HIP111576	HD214243	B3	1	0.25	0.12	8.50	-0.07	-0.02	4.26	2.66	5.5
HIP111589	HD214263	B0	2	0.50	0.19	7.12	-0.11	-0.02	4.46	3.82	13.2
HIP111591	HD214311	B9	1	0.43	0.19	10.18	-0.02	0.02	4.01	1.34	2.3
HIP111683	HD214432	B1	2	0.51	0.20	7.74	-0.09	-0.02	4.43	3.44	10.4
HIP111762	BD+51 3434	K2	1	1.46	0.39	7.26	0.72	0.19	3.69	1.89	-
HIP111814	BD+36 4896	A0	2	0.27	0.22	9.42	0.00	0.01	3.98	1.47	2.3
HIP111916	BD+38 4834	A2	2	0.24	0.21	9.27	0.01	0.03	3.95	1.47	2.3
HIP112016	HD215025	B9	1	0.18	0.13	7.78	-0.02	0.01	4.00	2.21	3.5
HIP112017	HD214977	B7	1	0.45	0.06	9.29	0.01	0.00	4.12	2.00	3.4
HIP112031	HD214993	B1	1	0.38	0.16	5.48	-0.10	-0.04	4.41	4.27	13.6
HIP112144	HD215191	B1	1	0.39	0.14	6.61	-0.06	0.00	4.38	3.74	9.8
HIP112148 ¹	HD215227	B0	2	1.20	0.24	8.23	0.10	0.25	4.48	3.38	-
HIP112167	HD215211	B6	1	0.23	0.05	8.73	-0.05	-0.03	4.14	2.21	3.7
HIP112182	HD215271	A2	2	0.16	0.25	10.14	-0.01	0.05	3.95	1.08	2.0
HIP112213	BD+39 4919	A1	2	0.22	0.27	9.54	0.09	0.03	3.96	1.34	2.1
HIP112293	BD+39 4920	B9	1	0.40	0.12	9.71	0.07	0.01	4.03	1.55	2.6
HIP112639	HD216037	B8	1	0.61	0.09	8.75	0.02	0.01	4.07	2.06	3.3
HIP112700	HD216105	B8	1	0.68	0.08	8.13	-0.00	0.03	4.07	2.32	3.9
HIP112710	HD216117	B9	1	0.77	0.16	9.45	0.01	0.01	4.02	1.69	2.6
HIP112805	HD216255	A0	2	0.43	0.20	8.06	-0.03	0.03	3.98	2.10	3.3
HIP112906	BD+38 4883	B9	1	0.20	0.11	9.44	-0.05	0.01	4.03	1.64	2.6
HIP113003	HD216537	B6	1	0.47	0.07	8.63	-0.09	0.04	4.15	2.29	3.8
HIP113110	HD216684	B2	1	0.59	0.15	7.76	-0.11	0.02	4.37	3.26	8.4
HIP113145	HD216733	A5	2	1.16	0.20	6.54	0.17	0.12	3.92	2.52	5.0
HIP113187	HD216797	B8	1	0.54	0.11	8.02	0.00	-0.00	4.07	2.33	3.9
HIP113188	HD216795	B8	1	0.40	0.09	8.64	-0.04	0.01	4.08	2.12	3.3
HIP113208	HD216815	B2	2	0.81	0.20	8.20	-0.02	-0.05	4.34	3.06	7.7
HIP113226 ¹	HD216851	B2	2	0.81	0.20	7.67	0.05	0.16	4.34	3.19	8.0
HIP113281	HD216916	B1	1	0.29	0.14	5.88	-0.13	-0.03	4.38	4.04	11.9
HIP113371	HD217101	B1	1	0.34	0.14	6.46	-0.15	-0.03	4.41	3.88	11.0
HIP113411	HD217161	B9	1	0.65	0.45	9.05	-0.06	0.04	4.04	2.03	2.9
HIP113469	HD217227	B1	1	0.56	0.17	7.25	-0.07	-0.02	4.39	3.54	10.2
HIP113474	HD217262	B3	1	0.82	0.11	7.99	-0.06	-0.02	4.30	3.01	6.9
HIP113731	HD217713	B6	2	0.47	0.08	8.21	-0.02	-0.01	4.15	2.44	4.1
HIP113835	BD+48 3916	B3	1	0.21	0.14	9.64	-0.04	0.01	4.26	2.08	-
HIP113950	BD+43 4383	B9	1	0.23	0.19	9.99	-0.01	0.05	4.04	1.32	2.4
HIP114097	HD218344	B1	1	0.47	0.13	7.63	-0.09	-0.03	4.41	3.43	9.1

APÉNDICE A. ESTRELLAS EN ASOCIACIONES OB CERCANAS

HIP114106	HD218326	B4	1	0.36	0.07	8.06	-0.04	-0.06	4.22	2.73	4.9
HIP114134	HD218364	B4	1	0.62	0.10	8.46	-0.07	0.01	4.25	2.69	5.4
HIP114153	BD+45 4144	A0	2	0.55	0.26	9.82	0.04	-0.00	3.98	1.40	2.2
HIP114441	HD218844	B1	1	0.60	0.16	8.24	-0.03	-0.03	4.39	3.13	7.4
HIP114554	HD219016	A6	2	0.27	0.21	8.64	0.07	0.01	3.92	1.63	2.4
HIP114593	BD+47 4075	A0	1	0.37	0.15	9.57	-0.03	0.04	3.99	1.54	2.4
HIP114625	BD+45 4171	A3	2	0.26	0.21	10.17	-0.03	0.03	3.94	1.14	1.9
HIP114890	HD219574	A6	2	0.35	0.21	8.69	0.04	0.06	3.91	1.66	2.5
HIP114909	BD+36 5034	F1	2	0.01	0.20	8.94	0.08	0.07	3.85	1.31	2.0
HIP115067	HD219813	B8	1	0.66	0.11	8.54	-0.03	-0.07	4.07	2.23	3.7
HIP115334	HD220210	B9	1	0.37	0.13	8.21	0.04	0.03	4.04	2.17	3.2
HIP115441	BD+38 4988	A2	2	0.20	0.21	8.68	0.02	0.01	3.95	1.69	2.6
HIP116088	HD221379	A5	3	0.23	0.26	7.81	0.06	0.02	3.91	2.02	3.4
HIP116135	BD+46 4070	A2	2	0.46	0.23	9.47	-0.01	0.07	3.96	1.49	2.3
HIP116540	HD222064	B8	1	0.21	0.09	8.68	-0.04	-0.03	4.08	2.06	3.2
Orion OB1a											
HIP23289	BD-00 819	F1	2	0.00	0.28	9.37	0.19	0.04	3.85	0.84	1.7
HIP23295	HD32056	B9	1	0.37	0.45	8.26	-0.05	0.04	4.00	2.03	2.9
HIP23313	HD32114	B9	1	0.27	0.18	9.42	-0.01	0.03	4.00	1.43	2.3
HIP23434	BD-01 779	G6	2	1.01	0.18	7.30	0.53	0.10	3.76	1.78	3.9
HIP23441	BD-01 781	F1	2	0.50	0.37	10.22	0.17	0.03	3.85	0.83	1.6
HIP23469	HD32350	A7	2	0.00	0.24	8.91	0.08	0.03	3.90	1.20	1.9
HIP23473	HD32359	B7	1	0.07	0.05	7.51	-0.10	0.03	4.12	2.48	4.1
HIP23514	HD32465	B9	1	0.00	0.13	8.38	-0.02	-0.01	4.02	1.83	2.7
HIP23515	HD289883	A1	2	0.20	0.31	10.05	0.00	0.03	3.96	1.05	2.0
HIP23643	HD32686	B5	1	0.08	0.05	6.26	-0.05	-0.04	4.20	3.18	6.1
HIP23654	HD32663	A1	2	0.00	0.23	8.57	-0.06	0.00	3.96	1.58	2.4
HIP23659	HD32720	A0	1	0.12	0.15	9.01	0.03	0.05	4.00	1.52	2.4
HIP23700	HD287493	G1	2	0.73	0.17	7.96	0.48	0.12	3.77	1.51	2.9
HIP23714	HD32816	A0	1	0.16	0.14	8.11	-0.04	0.01	4.00	1.92	2.8
HIP23757	HD32867	B8	1	0.00	0.09	7.69	-0.07	-0.05	4.08	2.27	3.7
HIP23837	HD33056	B9	1	0.06	0.14	8.82	-0.05	0.08	4.01	1.62	2.5
HIP23846	HD33037	B9	1	0.09	0.11	8.04	-0.07	0.03	4.03	2.03	2.9
HIP23899	HD33110	A3	2	0.00	0.18	7.00	0.00	0.06	3.94	2.13	3.5
HIP23907	HD287545	G1	2	1.53	0.18	7.28	0.57	0.09	3.77	1.96	4.2
HIP23919	HD33190	B8	1	0.05	0.07	8.35	-0.06	-0.04	4.09	2.02	3.1
HIP24048	HD33403	B9	1	0.13	0.14	8.24	-0.03	0.06	4.00	1.85	2.7
HIP24127	HD33546	B9	1	0.25	0.13	7.72	-0.04	0.02	4.01	2.09	3.0
HIP24297	HD33819	B9	1	0.17	0.18	9.30	-0.00	0.07	4.01	1.42	2.4
HIP24342	HD33917	A2	2	0.10	0.23	8.94	0.04	0.09	3.96	1.36	2.1
HIP24363	HD33900	B9	1	0.26	0.18	8.61	-0.01	0.06	4.01	1.76	2.6
HIP24367	HD33928	B4	2	0.07	0.11	7.31	-0.05	-0.05	4.22	2.81	5.0
HIP24442	HD34035	A1	2	0.04	0.26	9.09	0.00	0.02	3.97	1.38	2.1
HIP24467	HD34098	B1	1	0.29	0.17	9.03	-0.12	-0.01	4.38	2.59	-

HIP24531	HD34238	A8	2	0.20	0.26	8.19	0.05	0.09	3.88	1.57	2.4
HIP24547	HD34226	A3	2	0.24	0.19	8.25	0.02	0.06	3.94	1.69	2.6
HIP24611	HD34341	B9	1	0.47	0.14	8.42	0.09	-0.02	4.00	1.86	2.8
HIP24635	HD34430	B9	1	0.52	0.13	8.89	-0.02	0.04	4.03	1.75	2.6
HIP24709	HD34511	B6	1	0.05	0.08	7.64	-0.06	-0.04	4.16	2.54	4.3
HIP24747	HD34582	A5	2	0.38	0.20	8.08	0.07	0.07	3.92	1.68	2.5
HIP24757	HD34561	A2	2	0.00	0.25	9.45	-0.01	0.03	3.95	1.12	1.9
HIP24758	HD34595	B9	1	0.34	0.17	9.22	-0.04	0.03	4.02	1.55	2.4
HIP24803	HD34637	A0	1	0.07	0.17	9.38	0.02	0.05	3.99	1.35	2.2
HIP24811	HD34672	B9	1	0.26	0.10	8.40	0.01	0.05	4.05	1.91	2.8
HIP24847	HD34748	B2	1	0.37	0.15	6.57	-0.03	-0.07	4.35	3.52	8.3
HIP24848	HD287738	F7	2	0.05	0.23	8.88	0.33	0.03	3.80	1.07	1.9
HIP24849	HD34747	B9	1	0.35	0.16	8.31	0.03	0.04	4.02	1.86	2.7
HIP24851	HD290240	A0	1	0.13	0.14	9.02	-0.04	0.07	4.00	1.49	2.3
HIP24922	HD34859	B9	1	0.65	0.15	8.55	0.02	0.03	4.03	1.77	2.7
HIP24970	HD34908	A4	2	0.05	0.20	8.92	0.02	0.07	3.92	1.38	2.0
HIP24989	HD34929	B8	1	0.20	0.09	8.39	-0.03	0.00	4.06	1.96	3.1
HIP25025	HD35008	B9	1	0.00	0.13	7.23	-0.09	0.05	4.02	2.28	3.7
HIP25028	HD35007	B3	1	0.22	0.12	5.95	-0.07	-0.03	4.29	3.58	8.2
HIP25044	HD35039	B1	1	0.27	0.15	5.46	0.23	0.02	4.40	4.24	13.3
HIP25121	HD35153	A1	2	0.21	0.17	8.74	-0.05	0.04	3.96	1.52	2.3
HIP25128	HD35135	B9	1	0.15	0.18	8.30	-0.01	0.02	4.02	1.88	2.8
HIP25142	HD35149	B2	2	0.39	0.20	5.35	-0.10	-0.03	4.35	4.07	11.4
HIP25145	HD35148	B4	1	0.15	0.09	7.35	-0.11	-0.02	4.23	2.83	5.0
HIP25152	HD35195	A0	1	0.32	0.15	8.92	0.01	0.02	3.99	1.57	2.4
HIP25163	HD35157	B8	1	0.07	0.08	8.27	-0.05	-0.07	4.05	2.06	3.2
HIP25179	HD35203	B7	1	0.10	0.10	8.08	-0.03	-0.03	4.11	2.20	3.6
HIP25193	HD290385	B9	1	0.17	0.11	8.42	-0.06	-0.02	4.05	1.95	2.9
HIP25199	HD35271	B9	1	0.18	0.12	7.91	-0.05	-0.01	4.03	2.11	3.0
HIP25223	HD35299	B1	1	0.12	0.15	6.13	-0.11	-0.04	4.39	3.77	9.9
HIP25235	HD35298	B9	1	0.00	0.18	8.12	-0.05	-0.10	4.03	1.94	2.9
HIP25241	HD35305	B8	1	0.05	0.08	8.49	-0.11	0.02	4.07	1.92	3.0
HIP25244	HD35318	A3	2	0.31	0.21	9.22	0.01	0.05	3.94	1.35	2.1
HIP25258 ¹	HD287823	A3	2	0.45	0.23	9.24	0.50	0.83	3.94	1.32	2.1
HIP25288	HD35407	B4	1	0.09	0.10	6.60	-0.07	-0.06	4.25	3.19	6.7
HIP25299 ¹	V346 Ori	A8	2	0.00	0.42	9.70	0.51	0.63	3.88	0.88	1.7
HIP25302 ¹	V1086 Ori	B2	1	0.10	0.16	5.37	-0.05	0.06	4.36	4.02	11.3
HIP25327	HD35502	B6	1	0.26	0.06	7.39	-0.03	-0.01	4.14	2.58	4.4
HIP25340	HD35501	B8	1	0.14	0.09	7.53	-0.06	0.02	4.08	2.37	3.9
HIP25368	HD35575	B2	2	0.22	0.17	6.79	-0.03	-0.06	4.36	3.45	9.0
HIP25378	HD35588	B2	1	0.09	0.15	6.53	-0.06	-0.00	4.32	3.39	7.6
HIP25394	HD294046	B9	1	0.00	0.12	8.40	-0.06	-0.03	4.04	1.86	2.8
HIP25411	HD35612	B9	1	0.02	0.12	8.39	-0.02	0.02	4.03	1.87	2.8
HIP25469	HD35716	B9	1	0.02	0.13	8.60	-0.04	-0.02	4.02	1.76	2.6

APÉNDICE A. ESTRELLAS EN ASOCIACIONES OB CERCANAS

HIP25473	HD35715	B1	1	0.15	0.16	5.08	-0.11	-0.01	4.39	4.22	13.1
HIP25477	HD35730	B4	1	0.10	0.09	7.51	-0.11	0.00	4.25	2.83	5.1
HIP25480	HD35777	B1	1	0.26	0.13	6.96	-0.15	0.01	4.39	3.45	9.4
HIP25493	HD35762	B2	1	0.24	0.15	7.08	-0.13	0.05	4.36	3.34	8.6
HIP25496	HD35792	B3	1	0.15	0.10	7.49	-0.15	0.00	4.27	2.91	6.4
HIP25507	HD35773	A0	2	0.07	0.29	9.75	-0.01	-0.06	3.98	1.17	2.2
HIP25511	HD35790	B9	1	0.31	0.15	9.14	-0.01	0.00	4.00	1.57	2.4
HIP25533	HD35834	B8	1	0.21	0.07	7.64	-0.03	0.00	4.09	2.31	3.7
HIP25552	HD35882	B6	1	0.14	0.06	7.87	-0.05	0.04	4.13	2.34	3.9
HIP25557	HD35899	B4	1	0.06	0.08	7.78	-0.08	-0.05	4.22	2.63	5.0
HIP25567	HD35881	B7	1	0.10	0.06	7.93	-0.10	-0.03	4.13	2.32	3.8
HIP25582	HD35912	B2	1	0.16	0.10	6.74	-0.09	-0.04	4.35	3.41	8.5
HIP25591	HD244042	A6	2	0.01	0.22	9.02	0.17	0.00	3.92	1.23	1.9
HIP25592	HD35926	B8	1	0.02	0.08	8.41	0.03	-0.11	4.07	1.93	3.0
HIP25594	HD35948	A1	2	0.06	0.20	8.24	0.04	0.01	3.97	1.74	2.6
HIP25595	HD35911	F1	2	0.03	0.18	8.35	0.15	0.09	3.85	1.37	2.1
HIP25600	HD35957	B8	1	0.06	0.08	8.65	-0.03	-0.02	4.08	1.90	2.9
HIP25648	HD36013	B4	1	0.03	0.08	7.19	-0.10	-0.02	4.23	2.88	5.3
HIP25655 ¹	V1372 Ori	B6	1	0.18	0.06	7.44	-0.06	0.12	4.17	2.71	4.6
HIP25725	HD36115	B8	1	0.34	0.08	8.06	-0.01	0.01	4.09	2.15	3.4
HIP25751	HD36166	B1	1	0.18	0.14	6.17	-0.14	-0.02	4.39	3.77	10.0
HIP25752	HD36165	B8	1	0.00	0.09	8.29	-0.11	-0.03	4.09	2.05	3.1
HIP25762	HD36219	B8	1	0.12	0.07	7.74	-0.09	0.02	4.08	2.26	3.7
HIP25828	HD36311	A2	2	0.10	0.23	8.68	-0.03	0.04	3.96	1.66	2.5
HIP25831	HD244459	A8	2	0.14	0.32	9.64	0.04	0.05	3.88	0.98	1.7
HIP25850	HD36340	B1	1	0.35	0.13	8.28	-0.13	-0.03	4.40	2.97	-
HIP25861	HD36351	B2	1	0.15	0.15	5.82	-0.14	-0.02	4.35	3.78	9.0
HIP25881	HD36392	B3	1	0.16	0.12	7.76	-0.13	-0.05	4.26	2.75	5.9
HIP25897	HD36429	B6	1	0.01	0.06	7.74	-0.08	0.00	4.14	2.40	4.0
HIP25979	HD36549	B9	1	0.00	0.13	8.70	-0.03	-0.01	4.02	1.70	2.6
HIP26024	HD36627	B6	1	0.10	0.06	7.78	-0.08	0.02	4.16	2.48	4.2
HIP26045	HD36645	B9	1	0.15	0.14	8.58	-0.04	0.06	4.01	1.74	2.6
HIP26055	HD36654	A0	1	0.19	0.16	9.07	-0.00	0.04	4.00	1.57	2.4
HIP26098	HD36741	B1	1	0.23	0.12	7.00	-0.13	0.03	4.39	3.45	9.3
HIP26143	HD36810	B9	1	0.08	0.13	8.67	-0.02	0.02	4.00	1.71	2.6
HIP26331	HD245519	A6	2	0.23	0.23	9.31	0.07	0.01	3.91	1.26	1.9
HIP26353	HD288063	F4	2	0.00	0.21	8.24	0.11	0.06	3.82	1.46	2.5
HIP26467	HD288112	F3	2	0.00	0.18	8.59	0.10	0.09	3.83	1.29	2.2
HIP26476 ¹	HD37330	B6	1	0.13	0.06	7.63	-0.04	-0.01	4.13	2.47	4.1
HIP26481 ¹	HD37342	B6	1	0.00	0.06	8.26	-0.08	-0.03	4.15	2.23	3.7
HIP26637	HD37592	A0	1	0.00	0.13	8.38	-0.07	0.01	4.00	1.72	2.7
HIP26687	HD37659	A0	2	0.31	0.20	8.63	-0.02	0.06	3.98	1.65	2.5

Orion OB1bc

HIP23470	HD32394	F1	2	0.07	0.20	8.12	0.15	0.06	3.84	1.71	2.9
HIP24117	HD33547	B9	1	0.05	0.13	8.49	-0.06	-0.03	4.04	2.09	3.0
HIP24458	HD34120	B8	1	0.69	0.15	9.12	0.01	0.07	4.05	1.97	3.1
HIP24466	HD34164	B9	2	0.56	0.21	9.18	0.02	0.13	4.02	1.84	2.7
HIP24556	HD34271	A2	4	0.56	0.36	9.12	0.05	0.04	3.95	1.68	2.6
HIP24596	HD34342	B8	3	0.57	0.26	8.62	0.02	0.05	4.08	2.20	3.5
HIP24701	HD34523	B9	2	0.42	0.20	9.28	0.05	0.04	4.01	1.74	2.6
HIP24752	HD293988	F6	2	0.22	0.24	9.10	0.20	0.04	3.80	1.34	2.3
HIP24891	HD34835	B7	1	0.18	0.10	8.23	-0.05	0.02	4.11	2.41	4.0
HIP24930	HD34890	B9	1	0.47	0.16	8.42	0.21	0.19	4.03	2.04	2.9
HIP24936	HD34889	B9	1	0.01	0.16	8.78	-0.09	0.04	4.02	1.91	2.8
HIP25427	HD35658	A3	2	0.07	0.21	8.67	0.01	0.11	3.94	1.71	2.6
HIP25457	HD294145	F0	3	0.15	0.24	9.39	0.13	0.03	3.86	1.31	2.0
HIP25548	HD35867	B9	1	0.03	0.15	8.24	-0.05	0.04	4.04	2.19	3.2
HIP25643	HD36032	B9	1	0.11	0.16	9.16	-0.05	0.02	4.03	1.80	2.7
HIP25664	HD36046	B8	1	0.00	0.12	8.17	-0.01	-0.03	4.08	2.32	3.8
HIP25691	HD36120	B9	1	0.08	0.15	8.03	-0.06	0.00	4.03	2.28	3.5
HIP25770	HD36234	B9	1	0.03	0.14	8.78	-0.05	-0.03	4.04	2.00	2.9
HIP25804	HD36324	B8	2	0.50	0.14	8.82	0.04	-0.04	4.08	2.13	3.3
HIP25818	HD36312	B8	1	0.10	0.10	8.22	-0.04	-0.01	4.08	2.31	3.8
HIP25849	HD36363	F5	2	0.26	0.20	8.51	0.22	0.04	3.81	1.56	2.8
HIP25863	HD36412	F1	3	1.31	0.24	7.82	0.27	0.14	3.85	1.98	3.6
HIP25870	HD36394	A1	5	0.20	0.27	8.38	-0.02	-0.05	3.97	2.15	3.4
HIP25954	HD36540	B8	1	0.43	0.12	7.86	0.03	0.02	4.08	2.44	4.1
HIP25956	HD36827	A4	3	0.12	0.20	9.16	0.08	0.03	3.93	1.53	2.4
HIP25980	HD36591	B1	2	0.25	0.18	5.74	-0.12	-0.02	4.42	4.28	13.6
HIP25992	HD36617	A0	1	0.14	0.16	8.34	-0.06	0.08	3.99	2.04	3.0
HIP26012	HD36628	B9	1	0.07	0.16	8.01	-0.00	-0.04	4.02	2.24	3.4
HIP26016	BD-01 939C	B9	1	0.00	1.53	8.52	0.02	0.03	4.00	1.93	2.8
HIP26020	HD36646	B3	1	0.24	0.12	6.72	-0.12	0.04	4.26	3.42	7.6
HIP26021	HD36655	B8	3	0.19	0.25	8.59	0.00	0.00	4.09	2.20	3.4
HIP26048	HD36668	B9	1	0.00	0.17	8.20	-C 10	0.01	4.03	2.20	3.2
HIP26063	HD36695	B2	2	0.20	0.23	5.75	-0.06	-0.05	4.38	4.15	12.5
HIP26082	HD36709	B9	1	0.05	0.16	8.36	-0.03	-0.01	4.02	2.09	3.0
HIP26106	HD36779	B2	2	0.16	0.18	6.58	-0.05	-0.07	4.32	3.66	8.5
HIP26120	HD36827	B2	2	0.18	0.22	6.94	-0.11	-0.02	4.34	3.52	8.1
HIP26132	HD36776	B7	1	0.14	0.09	8.64	-0.06	0.03	4.10	2.22	3.6
HIP26136	HD36797	A1	2	0.11	0.49	8.14	0.00	0.06	3.97	2.04	3.0
HIP26188	HD36898	B7	1	0.09	0.07	7.29	-0.12	0.03	4.12	2.80	4.8
HIP26210	HD36935	B6	1	0.05	0.08	7.76	-0.07	-0.02	4.15	2.71	4.6
HIP26213	HD36954	B3	1	0.24	0.12	7.12	-0.03	0.01	4.26	3.27	7.0
HIP26216	HD36997	B9	1	0.06	0.16	8.32	-0.07	0.01	4.04	2.12	3.0

HIP26233	HD37017	B0	1	0.49	0.16	6.80	-0.08	-0.03	4.48	4.03	14.6
HIP26234	HD37016	B4	1	0.03	0.10	6.48	-0.09	-0.02	4.23	3.39	7.4
HIP26257	HD37040	B2	2	0.18	0.19	6.65	-0.09	-0.02	4.34	3.57	8.3
HIP26263	HD37055	B3	1	0.18	0.11	6.59	-0.13	0.00	4.26	3.46	7.7
HIP26265	HD37057	A0	1	0.14	0.16	9.11	0.08	0.03	4.00	1.70	2.6
HIP26271	HD37056	B9	1	0.05	0.13	8.44	-0.00	0.03	4.05	2.14	3.0
HIP26312	HD37141	B9	1	0.23	0.17	8.40	-0.05	0.01	4.03	2.13	3.0
HIP26319	HD37149	B6	1	0.10	0.07	8.16	-0.14	0.00	4.14	2.50	4.2
HIP26405	HD37272	B5	1	0.15	0.09	8.04	-0.06	0.07	4.21	2.74	4.9
HIP26427	HD37303	B1	3	0.14	0.28	6.49	-0.17	-0.00	4.40	3.91	11.0
HIP26431	HD37294	B8	1	0.05	0.09	8.47	-0.11	0.02	4.08	2.22	3.5
HIP26439	HD37321	B5	1	0.15	0.07	7.28	0.03	0.01	4.20	3.02	5.2
HIP26442	HD37334	B2	2	0.22	0.19	7.46	-0.04	-0.04	4.36	3.41	8.9
HIP26456	HD37333	A4	3	0.00	0.21	8.41	-0.07	0.07	3.93	1.86	2.8
HIP26464	HD37332	B4	1	0.10	0.10	7.91	-0.05	-0.05	4.23	2.87	5.2
HIP26477	HD37356	B1	2	0.68	0.20	6.20	-0.03	0.01	4.39	4.05	11.8
HIP26494	HD37370	B7	1	0.28	0.08	7.47	-0.07	0.03	4.13	2.78	4.7
HIP26500 ¹	HD37371	A2	2	0.23	0.22	8.04	0.15	0.35	3.95	1.35	2.9
HIP26508	HD37397	B2	3	0.18	0.26	7.16	-0.06	-0.03	4.32	3.43	7.8
HIP26526	HD37427	B8	1	0.19	0.12	8.70	-0.00	-0.01	4.07	2.15	3.4
HIP26551	HD37468D	B2	2	0.12	0.21	7.12	-0.10	-0.04	4.34	3.47	8.0
HIP26558	HD37480	B9	1	0.16	0.17	9.11	0.03	0.07	4.01	1.76	2.6
HIP26579	HD37525	B5	1	0.18	0.07	8.13	0.03	0.01	4.18	2.62	4.5
HIP26581	HD37526	B5	1	0.08	0.09	7.83	-0.04	-0.03	4.20	2.81	4.8
HIP26644	HD37591	B9	1	0.08	0.15	8.07	-0.05	0.03	4.03	2.26	3.4
HIP26656	HD37642	B9	1	0.09	0.19	8.17	-0.04	0.01	4.02	2.19	3.3
HIP26683	HD37674	B1	2	0.56	0.20	7.72	-0.04	-0.03	4.40	3.42	9.7
HIP26695	HD288174	G3	2	1.82	0.16	6.82	0.53	0.19	3.77	2.41	-
HIP26697	HD37700	B7	1	0.09	0.07	8.26	-0.06	0.01	4.13	2.46	4.1
HIP26713	HD37744	B2	2	0.13	0.19	6.63	-0.10	-0.06	4.37	3.76	9.7
HIP26716	HD37745	A0	1	0.17	0.15	9.12	-0.02	0.03	4.00	1.76	2.6
HIP26736	HD37756	B1	2	0.16	0.18	5.38	-0.13	-0.04	4.39	4.32	13.8
HIP26742	HD37776	B1	1	0.34	0.14	7.29	-0.14	0.01	4.39	3.58	10.0
HIP26752 ¹	HD37806	B9	1	0.21	0.18	7.12	0.86	0.85	4.01	2.29	3.6
HIP26766	HD37807	B3	1	0.25	0.13	8.12	-0.08	-0.03	4.27	2.91	6.4
HIP26816	HD37903	B1	2	1.00	0.19	7.37	-0.05	0.14	4.39	3.52	10.1
HIP26870	HD37958	B9	2	0.12	0.20	6.64	-0.04	0.01	4.04	2.83	5.2
HIP26908	HD38051	B2	1	1.70	0.14	7.65	-0.00	0.11	4.37	3.48	9.2
HIP26914	HD38013	B8	1	0.77	0.17	9.14	0.01	0.06	4.06	1.96	3.1
HIP26934	HD38088	A0	1	0.60	0.18	9.16	0.06	0.03	4.00	1.73	2.6
HIP26955 ¹	HD38120	A0	2	0.13	0.26	8.43	0.58	0.69	3.98	1.74	2.6
HIP27007	HD38165	B7	1	1.12	0.14	8.20	0.05	0.07	4.10	2.52	4.2
HIP27056	HD38249	F2	3	0.00	0.28	8.26	0.10	0.04	3.84	1.71	2.9
HIP27059 ¹	V351 Ori	A9	3	0.37	0.27	7.95	0.45	0.66	3.87	1.83	3.0

HIP27101	HD38311	A0	2	0.16	0.22	8.61	0.01	-0.00	3.98	1.89	2.8
HIP27138	HD38389	A3	3	0.00	0.26	9.87	0.04	0.07	3.94	1.16	1.9
HIP27226	HD38506	A0	2	0.17	0.22	9.43	-0.03	0.08	3.98	1.60	2.5
HIP27258	HD38547	B9	2	0.14	0.20	8.19	0.08	0.03	4.04	2.20	3.2
HIP27261	HD38528	A0	1	0.80	0.16	7.13	0.07	0.08	4.00	2.56	..5
HIP27452 ¹	HD38856	B5	1	0.03	0.08	7.35	-0.03	0.11	4.18	2.89	4.9
HIP27487	HD38912	B9	1	0.89	0.22	8.88	0.08	0.03	4.02	1.97	2.9
HIP27510	HD39000	B8	1	0.10	0.10	7.66	-0.07	-0.01	4.08	2.52	4.2
HIP27536	HD39034	A0	1	0.17	0.19	9.33	0.03	0.00	4.00	1.69	2.6
HIP27561	HD39067	A5	3	0.06	0.23	8.70	-0.07	0.00	3.92	1.71	2.6
HIP27573	HD39082	A2	2	0.00	0.27	7.35	-0.06	0.02	3.96	2.33	4.0
HIP27574	HD39103	A0	1	0.15	0.17	8.96	-0.06	0.04	3.99	1.76	2.6
HIP27580	HD39161	A2	2	0.10	0.24	8.79	0.06	0.05	3.95	1.74	2.6
HIP27645	HD39254	B9	1	1.18	0.19	8.74	0.14	0.05	4.03	2.06	2.9
HIP27744	HD39401	A4	3	0.20	0.22	8.55	-0.00	0.06	3.93	1.82	2.8
HIP27842 ¹	HD39557	B8	1	1.57	0.15	7.76	0.13	0.15	4.08	2.52	4.3
HIP27929	HD39777	B1	2	0.24	0.17	6.90	-0.12	-0.01	4.39	3.72	9.6
HIP28056	HD39953	A0	2	0.31	0.22	6.90	0.01	0.07	3.98	2.58	4.7
HIP28109	HD40067	A1	2	0.10	0.28	8.52	-0.04	0.06	3.96	1.81	2.7
HIP28140	HD40134	A5	3	0.05	0.23	8.37	0.04	0.01	3.92	1.80	2.7
HIP28158	HD40145	F4	2	0.00	0.20	7.67	0.07	0.11	3.82	1.91	3.6
HIP28285	HD40429	B9	2	0.16	0.20	8.49	-0.07	0.01	4.02	2.06	3.0
HIP28334	HD40534	B9	1	0.26	0.14	8.92	-0.07	0.05	4.05	1.95	2.8
HIP28367	HD40575	A0	1	0.23	0.19	9.43	0.00	0.02	3.99	1.64	2.5
HIP28370	HD40574	B7	1	0.14	0.10	6.66	-0.08	0.00	4.11	3.00	5.6

Notas:

¹ Estrella con H α en emisión

Apéndice B

Publicaciones

B .1. Resultados de esta tesis publicados en revistas arbitradas

1. **SPECTRAL ANALYSIS AND CLASSIFICATION OF HERBIG Ae/Be STARS** Hernández J., Calvet N., Briceño C., Hartmann L., and Berlind P., 2004, *Astronomical Journal*, 127:1682-1701.
2. **HERBIG Ae/Be STARS IN NEARBY OB ASSOCIATIONS** Hernández J., Calvet N., Hartmann L., Briceño C., Sicilia-Aguilar A., and Berlind P., 2005, *Astronomical Journal*, 129:856-871.

B.2. Publicaciones arbitradas relacionadas con esta tesis

1. **THE MASS ACCRETION RATES OF INTERMEDIATE-MASS T TAURI STARS**
Calvet N., Muzerolle J., Briceño C., Hernández J., Hartmann L., Saucedo J., and Cardon K., 2004, *Astronomical Journal*, 128:1294-1318.
2. **ACCRETION, KINEMATICS AND ROTATION IN THE ORION NEBULA CLUSTER: Initial results from HectoChelle**
Sicilia-Aguilar A., Hartmann L., Szentgyorgyi A., Fabricant D., Furesz G., Roll J., Conroy M., Calvet N., Torkarz S., and Hernández J., 2005, *Astronomical Journal*, 129:363-381.

3. THE CIDA VARIABILITY SURVEY OF ORION OB1 I: the low-mass population of Ori OB 1a and 1b

Briceño C., Calvet N., Hernández J., Vivas A.K., Hartmann L., Downes J.J., and Berlind P., 2005, *Astronomical Journal*, 129:907-926.

4. DISK EVOLUTION IN THE ORI OB1 ASSOCIATION

Calvet N., Briceño C., Hernández J., Hoyer S., Hartmann L., Sicilia-Aguilar A., Megeath S.T., and D'Alessio P., 2005, *Astronomical Journal*, 129:935-946.

5. CEP OB2: DISK EVOLUTION AND ACCRETION AT 3-10 MYR

Sicilia-Aguilar A., Hartmann L., Hernández J., Briceño C. and Calvet N., 2005, enviado a *Astronomical Journal*

bdigita.lula.ve

Índice de figuras

2.1. Distribución espacial de las estrellas Hipparcos en la asociación Ori OB1 (Hernández et al., 2005). Un mapa de emisividad integrada de CO^{13} (Bally et al., 1987) es mostrado en escala de grises en el rango de 0 a 35 K km S^{-1} . Los iso contornos son estimaciones de extinción galáctica ($A_v=1, 2, 3$ y 4 mag) a partir del mapa de emisión infraroja de polvo (Schlegel, et al., 1998). Las líneas cortadas son los límites definidos por Warren & Hesser (1977a) para las sub-asociaciones Ori OB1a (triángulo:=: abiertos), Ori OB1b (círculos abiertos dentro del rectángulo), y Ori OB1c (círculos abiertos fuera del rectángulo). Un subconjunto de estrellas (triángulos rodeados por círculos abiertos) localizados en la región de Ori OB1a (Warren & Hesser, 1977a) están espacialmente asociadas con gas molecular y polvo, este subconjunto pertenece a la subasociación Ori OB1c, en donde existe mayor presencia de gas y polvo. 11

2.2. Ejemplo de espectros tomados con FAST (Hernández et al., 2004)
:Una estrella estándar A0 (HD140775), dos HAeBe (UX Ori y AB Aur) y una estrella de continuo (MWC 137). En UX Ori solo la línea $H\alpha$ se encuentra en emisión, sin embargo, posee absorción anómala en las líneas del multiplete 42 de Fe II[Fe II(42)]. AB Aur muestra estas líneas en emisión en conjunto con líneas de He I, [O I] y las más altas líneas de la serie de Balmer. MWC 137 exhibe toda la serie Balmer en emisión y la mayoría de las otras líneas, la ausencia de rasgos en absorción impide la determinación de un tipo espectral. 14

3.1. Configuración del índice de clasificación (Hernández et al, 2004).
El continuo se establece interpolando las bandas adyacentes (BCB y RCB) a la banda central del rasgo (FB). Las líneas cortadas muestran los límites de cada banda. La línea punteada muestra el continuo proyectado 17

3.2. Ejemplo de calibración de índices espectrales (Hernández et al, 2004). Las líneas punteadas representan el ajuste de primer orden para cada índice espectral. El índice He I+Fe I λ 4922 (panel superior-izquierdo) alcanza un máximo en B2 debido a la absorción de He I λ 4922, esta absorción desaparece en A0, en donde comienza la contribución de la línea Fe I λ 4925. Los índices Ca I+ Fe I λ 5270 (panel superior-derecho) y G-band (panel inferior-izquierdo) poseen un comportamiento monótonico, siendo ambos índices monovaluados en su rango útil. El índice H α (panel inferior-derecho) muestra un comportamiento multivaluado, tiene una pendiente positiva entre B0 y A0, siguiendo el incremento en la absorción de la línea Balmer H δ , luego cambia de pendiente debido al decrecimiento en esa línea. Estos índices multivaluados deben combinarse con otros índices para inferir el intervalo adecuado en tipo espectral 18

3.3. Comparación del tipo espectral determinado en este trabajo con los tipos espectrales de literaturas previas (Hernández et al., 2004). Círculos muestran las estrellas MS, las gigantes y subgigantes son representadas por triángulos. Las diferentes clases luminosas comparten la misma tendencia en el gráfico. Las barras de error indican la incertidumbre obtenida a partir de nuestro esquema de clasificación..... 21

3.4. Ejemplo del resultado generado por el código de clasificación automática. Se especifica el tipo espectral, su error determinado por los 3 esquemas de clasificación desarrollados en este trabajo (§3.2, panel inferior izquierdo; §3.3, panel inferior central; §3.1, panel inferior derecho). Se muestra el espectro total de la estrella y ampliaciones del mismo en la zona de H α y la línea Li I λ 6707. En el ejemplo se observa claramente que el resultado generado por el esquema descrito en §3.2 es el más acorde

para la estrella a clasificar. 26

4.1. Comparación del tipo espectral determinado en este trabajo para las HAeBe y los valores publicados previamente (Figura de Hernández et al., 2004). Las barras de errores son las incertidumbres en nuestra determinación de tipo espectral. A modo de comparación mostramos en cada panel la línea de pendiente uno. La dispersión más alta se observa al comparar nuestros resultados con los de Cohen & Kuhi (1979). La mejor correspondencia se obtiene al comparar con Mora et al. (2001), quienes usaron espectros multi-época de alta y mediana resolución 32

5.1. Histogramas de $W\lambda$ para $H\alpha$ (panel superior) y [OI] (panel inferior); figura de Hernández et al. (2004). Las HAeBe (histograma sólido) y las estrellas más tardías que F (histograma rallado) generalmente poseen $W\lambda(H\alpha)$ en emisión menor a -100\AA . Las estrellas de continuo (histograma abierto) poseen emisión más intensa en $H\alpha$. Las estrellas más tardías que F0 no mostraron emisión en [O I] 51 51

5.2. Comparación entre el $W\lambda$ de $H\alpha$ y $W\lambda$ de Fe II $\lambda 5169$ (Hernández et al., 2004). Existe una clara relación entre estas líneas, aunque con un apreciable grado de dispersión. El coeficiente de correlación entre $H\alpha$ y Fe II $\lambda 5169$ es de 0.74 " 52

5.3. Comparación del valor A_v determinado a partir de $E(B-V)$ y el determinado a partir de $E(V-R)$, para $R_v=3.1$ (panel izquierdo) y $R_v=5.0$ (panel derecho); figura de Hernández et al. (2004). Las líneas sólidas representan el ajuste de los datos, mientras las líneas cortadas es la recta de pendiente uno. La mejor correlación es observada al usar un $R_v=5.0$. Las barras de error representan los errores propagados a partir del tipo espectral. 56

5.4. Razón de excesos de color $E(V-R_c)/E(B-V)$ versus la razón

$E(V_C)/E(B-V)$, figura de Hernández et al. (2004). Las líneas punteadas indican la localización predicha por las relaciones de Cardelli et., al. (1989) para diferentes valores de R_V (de 2 a 8). Estas líneas fueron calculadas usando la longitud de onda efectiva de cada filtro, para el mínimo (línea superior) y el máximo (línea inferior) valor de $V-I_C$ de nuestra muestra. Los puntos son objetos con más de 5 medidas fotométricas, mientras que los asteriscos poseen solo 1 o 2 medidas en cada filtro. Para estos últimos objetos, la variabilidad puede afectar fuertemente los excesos de color estimados 57

5.5. Diagrama H-R para $R_V=3.1$ y $R_V=5.0$ (Hernández et al., 2004).

Panel izquierdo: Luminosidades obtenidas usando el valor estándar, $R_V=3.1$. Panel derecho: Luminosidades obtenidas usando un $R_V=5.0$. Al usar $R_V=3.1$, muchas de las estrellas caen por debajo de la ZAMS. Usando el valor $R_V=5.0$ se derivan luminosidades mayores para cada estrella y así las estrellas caen generalmente arriba de la ZAMS, lo cual es más consistente con su naturaleza PMS. En la gráfica se muestran los caminos evolutivos (líneas solidas) e isocronas (líneas cortadas). Los caminos evolutivos (de arriba hacia abajo) corresponden a las masas estelares: 25, 15 y 9 M_{\odot} (Bernasconi, 1996) y 6.3 y 1 M_{\odot} (Siess et al, 2000). Las isocronas de Siess et al. (2000) son, de arriba hacia abajo, 0.1, 1, 10 y 100 Myr. Las barras de error represntan las incertidumbres propagadas de nuestra estimación de tipo espectral..... 54

5.6. Comparación entre diferentes isocronas y caminos evolutivos. En el panel izquierdo, se observan los caminos evolutivos calculados por diferentes autores (Palla & Stahler, 1993; Siess et al, 2000; Bernasconi, 1996) para estrellas con masas (de abajo hacia arriba) de 0.8 M_{\odot} , 2.0 M_{\odot} y 5 M_{\odot} , las líneas solidas corresponden a la ZAMS a partir cada modelo. Las zonas ocupadas por los caminos evolutivos no difieren significativamente entre un modelo y otro. En el panel derecho se muestran las isocronas (de arriba hacia abajo) para 1 y 5 Myr. Observamos que en el regimen de baja

masa las isocronas tienden a ser similares, en contraste, para estrellas de mayor masa existe una diferencia significativa entre las isocronas de Siess et al. (2000) y Bernasconi (1996) y las isocronas de Palla & Stahler (1993). Esta diferencia puede ser explicada por la localización de la línea de nacimiento (Hartmann, 2003)..... 61

5.7. Localización de las estrellas HAeBe y estrellas clásicas Be en el diagrama color-color JHK (Hernández et al., 2005). La secuencia de estándar de Bessell & Brett (1988) se muestra en líneas cortadas. Los colores corregidos por enrojecimiento de la muestra de HAeBe (Hernández et al., 2004) caen a la derecha del vector de enrojecimiento definido para la estrella estándar BO (línea punteada). Este vector es calculado usando $R_v=3.1$ con los intervalos (x) de 1 magnitud en Av. La pendiente del vector no se ve afectada al cambiar el valor de R_v , sin embargo, los intervalos son ligeramente más grandes para un valor de $R_v=5.0$. La muestra de HAeBe fue separada en 3 rangos de tipo espectral: más temprano que B5 (triángulos sólidos), entre B5 y FO (círculos sólidos), y más tardío que FO (cuadrados sólidos). La muestra de CBe (Yudin, 2001), también corregida por enrojecimiento, ocupa una región más limitada en el final azul de la secuencia estándar. La muestra CBe fue dividida en estrellas B5 y más tardías (círculos abiertos) y estrellas más tempranas que B5 (cuadrados abiertos). Como referencia fue graficada la región esperada para las CTTS (línea sólida) definida por Meyer et al. (1997). Las HAeBe están separadas de las CBe ocupando una región definida aproximadamente por los vértices (**J-H**, H-K): (0.27, 0.35), (0.80, 1.00), (1.10, 0.80), y (0.55, 0.80)..... 64

5.8. Esquema del disco interno de las HAeBe. En la figura superior se observa un corte transversal del disco. Dentro del radio R_{rim} el polvo es destruido generando una región interna transparente a la radiación estelar, la cual calienta la pared interna del disco a la temperatura de destrucción del polvo. El gas continúa acretando hacia la estrella. La

figura inferior muestra una simplificación de la pared interna asumida como un anillo de radio R_{rim} y ancho $2H_{rim}$ orientado a un ángulo i_{rim} con respecto al observador. En esta configuración se observan dos contribuciones, el flujo proveniente de la estrella (f_{est}) y el flujo proveniente de la pared interna del disco (f_{rim}) calentada a una temperatura T_{rim} 67
140

5.9. Localización teórica de las estrellas con disco interno en el diagrama color-color JHK. Hemos superpuesto a la Figura 5.7 la malla de colores sintéticos estimados para estrellas con diferentes tipos espectrales: F0 (panel izquierdo superior), A5 (panel derecho superior), A0 (panel izquierdo inferior) y B5 (panel derecho inferior). En cada malla teórica hemos variado la altura del disco (de abajo hacia arriba, $X_{rim}= 0.05, 0.1, 0.2, 0.4$) y la temperatura de destrucción del polvo (de izquierda a derecha, $T_{rim}= 1800, 1600, 1400$ y 1200), estos últimos valores dependen de la cantidad de grafito y silicatos en el disco (Eisner et al, 2004). La región sombreada muestra las inclinaciones entre 40° y 75° , las cuales abarcan $\sim 50\%$ de probabilidad de observación para cada valor de X_{rim} . La altura del disco (X_{rim}) y la inclinación (i_{rim}) están directamente relacionadas al área observada de la pared interna del disco 69

5.10. Histograma del parametro β para las HAeBe. El índice β se calculó a partir de la ecuación (5.14). Se puede apreciar que para las HAeBe el índice β está restringido a valores mayores que 2.3, en acuerdo al resultado de Vieira et al. (2003) 71

5.11. Catálogo interactivo de estrellas HAeBe. Desde esta página se puede acceder información referente a las estrellas conocidas como HAeBe u objetos relacionados. La figura muestra las diferentes características interactivas de esta página electrónica (<http://www.cida.ve/~jesush/haebe/principal.html>) 73

6.1. Histograma de distancias. Sobre cada histograma de distancias se corrió el test X^2 , a partir del cual resultó la distancia astrométrica mostrada en los paneles correspondientes para cada grupo estelar (línea sólida azul), y su respectivo error (línea punteada azul). A modo de comparación se muestra las estimaciones de distancias calculadas a partir de los datos fotométricos (línea sólida roja) con sus respectivos errores (líneas punteadas rojas). Los valores mostrados en cada panel corresponden a la distancia astrométrica 77

6.2. Diagrama Color-Magnitud para Upper Scorpius. Ejemplo del cálculo de distancia fotométrica usando datos corregidos por enrojecimiento. Los objetos con $B-V > 0$ fueron rechazados del cálculo debido a que ellos posiblemente no han llegado a la ZAMS (Cox, 2000), la cual sirve como referencia para el cálculo de distancia. Otros objetos fueron rechazados debido a que se desvían significativamente ($>3\sigma$) del comportamiento general del grupo estelar. Con los objetos seleccionados (círculos verdes) se calculó la distancia minimizando el valor de X^2 entre la ZAMS y los valores de M_V calculado para cada estrella, suponiendo una distancia para la asociación. La línea salida central corresponde a la ZAMS calculada a la distancia de 146 pc, las líneas sólidas adyacentes representan la incertidumbre en el cálculo de esta distancia 78

6.3. Diagramas H-R para las estrellas Hipparcos en las asociaciones OB (Hernández et al., 2005). Las estrellas con líneas de emisión están graficadas con triángulos sólidos, mientras que los círculos abiertos indican estrellas sin emisión. Las isocronas de Palla & Stahler (1993) se han graficado asumiendo la edad descrita en la Tabla 2.1 para cada grupo estelar (líneas salidas). Los caminos evolutivos se muestran (de abajo hacia arriba) para 0.2, 0.6, 1.0, 1.5, 2.0, 3.0 y 4.0 M_{\odot} (Palla & Stahler, 1993) y para 5, 9 y 15 M_{\odot} (Bernasconi, 1996). La ZAMS está representada con la línea de mayor espesor. Se observa que los objetos con y sin líneas en emisión comparten la misma región en estas gráficas,

lo cual indica similar una naturaleza en esos objetos. Aunque para los grupos más jóvenes se observa una tendencia acorde a su edad, las inferencias acerca de la edad de la asociación en este rango de masa son muy inciertas (ver §5.3). 79

6.4. Diagrama color-color JHK para Upper Scorpius (Hernández et al, 2005). Triángulos muestran las estrellas con emisión. Los objetos en la región de las HAeBe son rotulados con su número Hipparcos. Las barras de error fueron estimadas de los errores en el tipo espectral y de los errores en las magnitudes de 2MASS. Otros símbolos similares a la figura 5.7..... 82

6.5. Distribución espectral de energía para Upper Scorpius (Hernández et al., 2005). Los flujos calculados de las magnitudes ópticas (B, V, I. Esa, 1997) y de las magnitudes de 2MASS (J, H, K) fueron normalizados a la banda V (cuadrados sólidos). Los flujos IRAS a 12, 25, 60 y 100 μ están representados por las X's. Se observa que el índice β definido en Vieira et al. (2003) puede separar las HAeBe (paneles derechos) de las CBe (paneles izquierdos) 83

6.6. Diagrama color-color JHK para Perseus OB2 (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a la Figura 6.4. No se observó estrellas con líneas en emisión ni excesos infrarojos.

6.7. Diagrama color-color JHK para Lacerta OB1 (Hernández et al., 2005). Símbolos iguales a la Figura 6.4. Las 4 estrellas con líneas en emisión en Lac OB1 caen en la región definida para las CBe 85

6.8. Distribución espectral de energía para Lacerta OB1 (Hernández et al., 2005). Símbolos como la Figura 6.5. Las flechas invertidas representan el límite de completitud del catálogo IRAS para 12, 25, 60 y 100 μ , (0.4, 0.5, 0.6 y 1.0 Jy). La presencia de discos internos es poco

probable en estas estrellas 86

6.9. Diagrama color-color JHK para Orion OB1a (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a la Figura 6.4. Las estrellas HIP25299 y HIP25258 poseen colores en el NIR característico de presencia de disco. Las otras cuatro estrellas con líneas en emisión se localizan en la región de las CBe 88

6.10. Distribución espectral de energía para Orion OB1a (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. La SED de HIP25258 y HIP25299 confirman el resultado de la Figura 6.9 89

6.11. Diagrama color-color JHK para Orion OB1bc (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a la Figura 6.4. Las estrellas HIP26752, HIP26955 y HIP27059 son del tipo HAeBe. La estrella HIP26500 se extiende entre la región de las CBe y las HAeBe, la presencia de disco en esta estrella no es concluyente. Las otras 2 estrellas con líneas en emisión no poseen disco circulestelar..... .91

6.12. Distribución espectral de energía para Orion OB1bc (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. Los tres objetos en la columna izquierda de paneles muestran clara evidencia de ser HAeBe. El estatus de HIP26500 es incierto 92

6.13. Diagrama color-color JHK para Trumpler 37 (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a la Figura 6.4. El triángulo sólido invertido es la estrella KUN 314N. La estrellas, MVA 426 muestra clara evidencia de presencia de disco. La estrella MVA 437 no parece tener disco circumestelar. La presencia de disco en KUN 314S no es concluyente . 93

6.14. Distribución espectral de energía para Trumpler 37 (Hernández et al., 2005). Símbolos similares a las Figuras 6.5 y 6.8. Solo la estrella

MVA 426 tiene flujos IRAS que confirman su clasificación como HAeBe. El límite superior en el flujo IRAS para MVA 437 sugiere que esta estrella no posee disco. El estatus de KUN 314S es incierto 94

7.1. Frecuencia de disco interno como función de la edad del grupo estelar. Los símbolos sólidos (azules) representan la frecuencia de disco interno para estrellas de masa intermedia estimada a partir del número de HAeBe en cada asociación. De derecha a izquierda, los triángulos sólidos representan a Orión OB1bc (§6.6), Upper Scorpius (§6.2), Perseus OB2 (§6.3), Orión OB1a (§6.5) y Lacerta OB1 (§6.4). El círculo sólido muestra la posición de Trumpler 37 (§6.7; Contreras et al., 2002). Los asteriscos representan la frecuencia de discos asumiendo que HIP26500 (Ori OB1 bc) y KUN 314S (Tr 37) no son HAeBe. A modo de comparación, los símbolos abiertos (rojos) muestran la frecuencia de discos para estrellas de baja masa, derivadas usando observaciones en las bandas J H K y L. De izquierda a derecha, los cuadrados abiertos representan la frecuencia de discos en NGC2024, Trapezium, IC348, NGC2264 y NGC2362 (Haisch et al., 2001). El triángulo abirrito y el triángulo invertido muestra la posición sobre el diagrama de Taurus (Kenyon & Hartmann, 1995) y Camaleón (Gómez & Kenyon, 2001). El rombo representa a NGC7129 (Gutermuth et al., 2004). Los círculos abiertos son nuestras determinaciones de frecuencia de disco para la muestra de estrellas de baja masa de Ori OB1a y Ori OB1b Briceño et al. (2005) usando el color H-K. El panel interno muestra una ampliación de la figura para los valores de frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia 98

7.2. Correlación entre la tasa de acreción y masa estelar (Calvet et al., 2004). Los círculos muestran los datos para las T Tauri de masa intermedia de Calvet et al. (2004), los hexágonos muestran las CTTS de Gullbring et al. (1998), las cruces son CTTS de White & Ghez (2001) y los cuadrados representan los datos de estrellas de muy baja masa de Muzerolle et al. (2003a) 100

7.3. Relación entre la masa del disco y el tipo espectral (Fuente et al., 2003). Los símbolos abiertos muestran la compilación realizada por Natta et al. (2000). Los símbolos sólidos son objetos de Fuente et al. (2001) y Fuente et al. (2003). Los triángulos representan un límite superior a la masa del disco. Se observa que la masa del disco es proporcional a la masa de la estrella para en rango de tipo espectral de las HAeBe 100

bdigita.lula.ve

Indice de tablas

2.1. Grupos estelares estudiados	12
3.1. Indices del esquema de clasificación para estrellas HAeBe.....	20
3.2. Indices del esquema de clasificación para estrellas T Tau.....	23
3.3. Indices del esquema de clasificación para IMTTS.....	24
4.1. Estrellas confirmadas como HAeBe	30
4.2. Estrellas con estado evolutivo incierto	33
4.3. Estrellas con tipo espectral más tardío que F5	35
4.4. Estrellas de continuo	36
4.5. Líneas en emisión en estrellas de continuo.....	36
4.6. Estrellas con tipo espectral incierto	39
5.1. Propiedades de estrellas HAeBe.....	46
5.2. Rasgos no fotosféricos en HAeBe.....	49
6.1. Estrellas en asociaciones OB cercanas	76
6.2. Estrellas con H α en emisión en asociaciones OB	96