

# Propiedades Físicas de Estrellas con Exoplanetas y Anillos Circunestelares

por Carlos Saffe

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de  
Doctor en Astronomía de la

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

Marzo de 2008

© FaMAF - UNC 2008

Directora: Dr. Mercedes Gómez

*A Mariel,  
a Juancito y a Ramoncito.*

## Resumen

En este trabajo, estudiamos diferentes aspectos de las estrellas con exoplanetas (EH, “Exoplanet Host stars”) y de las estrellas de tipo Vega, a fin de comparar ambos grupos y analizar la posible diferenciación con respecto a otras estrellas de la vecindad solar. Inicialmente, compilamos la fotometría óptica e infrarroja (IR) de un grupo de 61 estrellas con exoplanetas detectados por la técnica Doppler, y construimos las distribuciones espectrales de energía de estos objetos. Utilizamos varias cantidades para analizar la existencia de excesos IR de emisión, con respecto a los niveles fotosféricos normales. En particular, el criterio de Mannings & Barlow (1998) es verificado por 19-23% (6-7 de 31) de las estrellas EH con clase de luminosidad V, y por 20% (6 de 30) de las estrellas EH evolucionadas. Esta emisión se supone que es producida por la presencia de polvo en discos circunestelares. Sin embargo, en vista de la pobre resolución espacial y problemas de confusión de IRAS, se requiere mayor resolución y sensibilidad para confirmar la naturaleza circunestelar de las emisiones detectadas. También comparamos las propiedades de polarización. Las estrellas con exoplanetas presentan muy modestos grados de polarización (mediana de 0.02%) y comparable a las estrellas de tipo Vega (0.05%), ambas con edades de  $\sim 10^{8-9}$  años. Estos grupos tienen medianas de polarización óptica significativamente menores que las estrellas jóvenes de tipo T Tauri (1.0%) y Herbig AeBe (1.5%), con edades de  $\sim 10^6$  años. Esta parte del trabajo fue publicada en la revista *Astronomy & Astrophysics* (Saffe & Gómez 2004, *A&A* 423: 221).

Luego, estimamos las edades del grupo de estrellas con exoplanetas. Medimos la actividad cromosférica utilizando  $\sim 150$  espectros tomados en CASLEO, para una muestra de 49 estrellas EH. Combinando nuestros datos con los de la literatura, derivamos el índice de actividad cromosférica,  $R'_{HK}$ , y estimamos las edades para la muestra completa de estrellas EH (112 objetos). También, aplicamos otros métodos para estimar edad, tales como: isócronas, abundancias del Litio y del Hierro, y dispersión de la velocidad espacial, para comparar con los resultados cromosféricos. Las medianas de las edades derivadas para el grupo EH son de 5.2 y 7.4 Gyr, usando los métodos cromosféricos y de isócronas, respectivamente, que resultaron ser los más confiables. La mediana de la edad para las estrellas EH de tipos G y F derivadas de las isócronas, son  $\sim 1-2$  Gyr más viejas que las correspondientes a estrellas de la vecindad solar. Las estrellas EH de los relevamientos Doppler, han sido seleccionadas

---

como estrellas cromosféricamente inactivas y rotadores lentos, donde las mediciones de velocidad radial pueden alcanzar precisiones muy altas, de algunos m/s (ver, por ejemplo, Henry et al. 1997, Vogt et al. 2000). Como la actividad disminuye con el tiempo (en promedio), debemos esperar que las estrellas EH sean más viejas que estrellas con propiedades similares sin exoplanetas detectados. Buscamos correlaciones entre la edad, la  $L_{\text{IR}}/L_*$  y la metalicidad. No encontramos una tendencia clara en el primer caso, mientras que la dispersión de metalicidad pareciera aumentar con la edad. Esta parte del trabajo fue publicada en la revista *Astronomy & Astrophysics* (Saffe et al. 2005, A&A 443: 609).

Posteriormente, determinamos la metalicidad de la muestra más grande posible de estrellas de tipo Vega observables desde el hemisferio Sur. Utilizamos más de 400 espectros de CASLEO para 113 objetos, y aplicamos dos métodos para determinar metalicidad (WIDTH y Downhill). Hay un buen acuerdo entre ellos y con respecto a los valores de literatura. Obtuvimos una menor dispersión en metalicidad con el método de Downhill (+0.06 dex), que con el programa WIDTH (+0.20 dex). También, el método realiza un número mucho menor de suposiciones, utilizando la morfología completa del espectro. Las estrellas de tipo Vega presentan metalicidades similares a la vecindad solar, lo cual es una clara diferencia con respecto al grupo de estrellas con exoplanetas, que son ricas en metales. El modelo de acreción de núcleos, como discute Greaves et al. (2006), es al momento una explicación plausible que logra compatibilizar la alta metalicidad de las estrellas con exoplanetas y la baja metalicidad en las estrellas de tipo Vega. Sin embargo, esto no descarta otras hipótesis de formación de planetas y/o enriquecimiento metálico. Por otro lado, las estrellas de tipo Vega que además poseen un compañero de baja masa, son levemente ricas en metales, lo cual está de acuerdo con el modelo de sólidos en los discos primordiales (Greaves et al. 2007). Dado que este resultado se basa en muestras muy pequeñas, constituye sólo una tendencia inicial que debe ser confirmada. Este trabajo fue presentado en la “50° Reunión de la Asociación Argentina de Astronomía”, 2007, Malargüe, Mendoza. Se está preparando el manuscrito correspondiente para enviar a publicar a la revista *Astronomy & Astrophysics*.

Finalmente, determinamos los parámetros de los discos de polvo en estrellas de tipo Vega, mediante un modelado de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) observadas. Las distribuciones de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo de los discos en las estrellas de tipo Vega, resultaron relativamente robustas bajo la presencia de un exoplaneta. Esta independencia entre los parámetros de los discos

---

y la presencia de planetas, podría sugerir que estos últimos no son requeridos para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. Todas las estrellas de tipo Vega con un exoplaneta presentan el semieje mayor del exoplaneta menor que el radio interno del disco, es decir,  $a < R_{\text{int}}$ . Esto ha sido interpretado en la literatura (Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006), como un probable barrido de la zona interna del disco por el exoplaneta, aunque esto es difícil de comprobar ya que sólo el 2% de las estrellas de tipo Vega presentan polvo en  $r < 10$  AU (Wyatt et al. 2006). También, pareciera que son más frecuentes los sistemas múltiples en las estrellas de tipo Vega (33%), que entre las estrellas sin excesos IR (11%), sin embargo esto se basa en muestras muy pequeñas hasta el momento. Los discos de polvo parecen ocurrir en estrellas muy diferentes, y son relativamente independientes de los parámetros de la fuente. Actualmente, se está preparando el manuscrito correspondiente para enviar a publicar a la revista *Astronomy & Astrophysics*.

---

## Abstract

In this work, we studied different aspects of exoplanet host stars (EH) and Vega-like stars, in order to compare both groups and analyse their possible differentiation with another solar neighborhood stars. Initially, we compiled optical and infrared (IR) photometry of 61 exoplanet host stars detected by the Doppler technique, and assembled the spectral energy distributions of these objects. We used many quantities to explore the existence of IR excess emission, compared to normal photospheric levels. In particular, the criteria of Mannings & Barlow (1998) is verified by 19-23 % (6-7 out of 31) of main sequence EH stars, and by 20 % (6 de 30) of evolved EH stars. This emission is likely produced by the presence of dust in circumstellar disks. However, due to the IRAS poor resolution and confusion problems, it is required a better resolution and sensibility to verify the circumstellar nature of the detected emissions. We also compared the polarimetric properties. Exoplanet host stars present a very little polarization degree (median of 0.02 %), and comparable to the Vega-like stars (0.05 %), both with ages of  $10^{8-9}$  years. These groups have optical polarization medians significantly lower than T Tauri (1.0 %) and Herbig AeBe (1.5 %) stars, both with ages of  $10^6$  years. This part of the work was published in *Astronomy & Astrophysics* (Saffe & Gómez 2004, A&A 423: 221).

Then, we estimated the age of a group of exoplanet host stars. We measured the chromospheric activity using  $\sim 150$  spectra for a sample of 49 EH stars. By combining our data with those in the literature, we derived the chromospheric activity index  $R'_{\text{HK}}$ , and estimated the ages for the complete sample of EH stars (112 objects). We applied other age estimation methods, such as: isochrones, Li and Fe abundance, and spatial velocity dispersion, to compare with the chromospheric results. The median ages derived for the EH stars are 5.2 and 7.4 Gyr, using chromospheric and isochrone methods respectively, that resulted to be the more reliable methods. The median age for EH stars with spectral types F and G, are  $\sim 1-2$  Gyr older than similar stars in the solar neighborhood. EH stars from Doppler surveys, have been selected as chromospheric inactive and slow rotators, where the radial velocity measurements precision should reach a few m/s (see, for example, Henry et al. 1997, Vogt et al. 2000). In average, the chromospheric activity diminishes with time. Then, is logical that EH stars are older than similar stars without detected exoplanets. We searched for correlations between the age, the fractional luminosity  $L_{\text{IR}}/L_*$  and metallicity. No clear tendency is found in the first case, whereas the metallicity dispersion seems to slightly increase with age. This part of the work was published in *Astronomy &*

Astrophysics (Saffe et al. 2005, A&A 443: 609).

We derived the metallicity for the greater sample of Vega-like stars, observable from the South hemisphere. We used more than 400 spectra from CASLEO for 113 objects, and applied two methods to derive the metallicity (WIDTH and Downhill). There is a good agreement between them and with literature. We obtained a minor dispersion in metallicity with the Downhill method (+0.06 dex), than the program WIDTH (+0.20 dex). Also, the first method uses the complete spectra morphology and not only an equivalent width. Vega-like stars present metallicities similar to the solar neighborhood stars, which is a clear difference with the metal-rich exoplanet host stars. The core accretion model, as explained by Greaves et al. (2006), is compatible with the increased metallicity in exoplanet host stars, and with the relatively low abundances of Vega-like stars. However, this does not rule out another models of planet formation and/or metal enrichment. On the other hand, Vega-like stars with an exoplanet are slightly metal-rich, which is compatible with the model of solids in primordial disks (Greaves et al. 2007). We warn that this result is based on rather small samples, and is only an initial tendence to be confirmed. This work was presented at the “50° Reunión de la Asociación Argentina de Astronomía”, 2007, Malargüe, Mendoza. We are writing a manuscript to publish the work in *Astronomy & Astrophysics*.

Finally, we derived disk parameters of Vega-like stars, modelating the observed spectral energy distributions (SEDs). The distributions of minimum mass, internal radius and minimum external radius of the Vega-like disks, resulted relatively robust under the presence of an exoplanet. This independence between disk parameters and the presence of exoplanets, could suggest that planets are not required to produce the dust observed in Vega-like stars. All Vega-like stars with an exoplanet present a  $< R_{\text{int}}$ . This have been interpreted in the literature (Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006), as a cleaning of the internal disk zone by the exoplanet. However, this is hard to verify because only 2% of Vega-like stars present dust in  $r < 10$  AU (Wyatt et al. 2006). Also, multiple systems seem to be more common among Vega-like stars (33%) than in stars without IR excesses (11%). Dusty disks seem to exist in very different stars, and they are relatively independent of stellar source parameters. We are currently writing a manuscript to publish this work in *Astronomy & Astrophysics*.

# Índice general

<b>Introducción</b>	<b>9</b>
<b>1. Caracterización de Estrellas con Exoplanetas y de Tipo Vega</b>	<b>12</b>
1.1. Estrellas con Exoplanetas . . . . .	12
1.1.1. Propiedades de los Exoplanetas . . . . .	14
1.1.2. Planetas de tipo “Hot Jupiter” . . . . .	17
1.1.3. Propiedades de las estrellas con Exoplanetas . . . . .	18
1.1.4. Métodos de detección de Exoplanetas . . . . .	24
1.1.5. Algunos Exoplanetas notables . . . . .	31
1.2. Estrellas de tipo Vega . . . . .	35
1.2.1. Definición . . . . .	35
1.2.2. Características de los discos . . . . .	42
1.2.3. Exoplanetas y estrellas de tipo Vega . . . . .	44
1.3. Objetivos generales de este trabajo . . . . .	45
1.4. Bibliografía . . . . .	50
<b>2. Búsqueda de Discos en Estrellas con Exoplanetas</b>	<b>57</b>
2.1. Introducción . . . . .	57
2.2. La muestra . . . . .	58
2.3. Compilación de datos . . . . .	58
2.3.1. La fotometría . . . . .	58
2.3.2. Asociaciones posicionales . . . . .	60
2.4. Los diagramas $K_s - [12]$ vs. $J - K_s$ y $K_s - [25]$ vs. $J - K_s$ . . . . .	61
2.5. Las distribuciones espectrales de energía . . . . .	64
2.6. Estrellas de tipo Vega y el exceso de emisión en el infrarrojo . . . . .	66
2.6.1. Los cocientes de los flujos observados en 12 y 25 $\mu\text{m}$ . . . . .	66
2.6.2. La luminosidad fraccional del disco de polvo . . . . .	71
2.6.3. El criterio de Mannings & Barlow (1998) . . . . .	77



---

2.7. Polarimetría de las estrellas con Exoplanetas . . . . .	83
2.8. Resumen y discusión del presente Capítulo . . . . .	87
2.9. Bibliografía . . . . .	89
<b>3. Sobre la Distribución de Edades de las Estrellas con Exoplanetas</b>	<b>94</b>
3.1. Introducción . . . . .	94
3.1.1. Precisión en la determinación de edades . . . . .	95
3.2. Observaciones y reducción de datos . . . . .	97
3.3. Derivación de la edad a partir de la actividad cromosférica . . . . .	98
3.4. Derivación de edades para las estrellas con Exoplanetas aplicando otros métodos . . . . .	113
3.4.1. Isócronas . . . . .	113
3.4.2. Abundancia del Litio . . . . .	117
3.4.3. Metalicidad . . . . .	119
3.4.4. Cinemática . . . . .	121
3.4.5. Comparación de edades de las estrellas con Exoplanetas derivadas por diferentes métodos . . . . .	126
3.4.6. Limitaciones de los diferentes estimadores de edad . . . . .	134
3.5. Comparación con las edades de estrellas de la vecindad solar . . . . .	135
3.6. Correlación de las propiedades estelares con la edad . . . . .	143
3.7. Resumen y discusión del presente Capítulo . . . . .	143
3.8. Bibliografía . . . . .	146
<b>4. Determinación de la Metalicidad de Estrellas de Tipo Vega</b>	<b>157</b>
4.1. Introducción . . . . .	157
4.1.1. Objetivos del trabajo . . . . .	160
4.2. La muestra de objetos . . . . .	162
4.3. Observaciones y reducción de datos . . . . .	163
4.4. Determinación de la metalicidad . . . . .	164
4.5. Determinación de metalicidades con el programa WIDTH . . . . .	165
4.5.1. Parámetros atmosféricos . . . . .	165
4.5.2. Cálculo de abundancias . . . . .	167
4.5.3. Análisis de errores . . . . .	174
4.6. Determinación de metalicidades mediante el método de Downhill . . . . .	177
4.6.1. Introducción . . . . .	177
4.6.2. La grilla de espectros sintéticos . . . . .	180
4.6.3. Implementación del método de Downhill . . . . .	181

---

4.6.4. Análisis de incertezas . . . . .	185
4.6.5. Incertezas de WIDTH vs. incertezas de Downhill . . . . .	191
4.6.6. Comparación de metalicidades derivadas con ambos métodos . . . . .	191
4.7. Discusión y resultados de este Capítulo . . . . .	196
4.7.1. Comparación con la metalicidad de la vecindad solar . . . . .	196
4.7.2. Estrellas de tipo Vega con y sin exoplaneta/s . . . . .	203
4.7.3. Modelos de formación de planetas . . . . .	205
4.8. Resumen y discusión del presente Capítulo . . . . .	209
4.9. Bibliografía . . . . .	211
<b>5. Características de Discos en Estrellas de Tipo Vega con y sin Exo- planeta/s</b>	<b>218</b>
5.1. Introducción . . . . .	218
5.1.1. Objetivos del trabajo . . . . .	219
5.2. La muestra de objetos . . . . .	221
5.3. Procedimiento de modelado . . . . .	222
5.4. Incertezas en el modelado de las distribuciones espectrales de energía . . . . .	227
5.5. Parámetros obtenidos para los discos de polvo . . . . .	228
5.6. Resumen y discusión del presente Capítulo . . . . .	246
5.6.1. Analogía con el Cinturón de Kuiper . . . . .	250
5.7. Bibliografía . . . . .	254
<b>Conclusiones y Perspectivas Futuras</b>	<b>257</b>
<b>Índice de Tablas</b>	<b>263</b>
<b>Índice de Figuras</b>	<b>266</b>
<b>Apéndices</b>	<b>281</b>
.1. La Definición de Exoplaneta . . . . .	281
.2. Índices medidos de actividad cromosférica en estrellas EH. . . . .	283
.3. Programa Fortran utilizado con el Método de Downhill . . . . .	294

# Introducción

Hasta hace 15 años, la existencia de planetas alrededor de otras estrellas era solamente motivo de especulación. Sin embargo, ésta es una hipótesis que ya se venía considerando desde hace tiempo. En el siglo XVIII, Isaac Newton escribía en su famoso *Principia*<sup>1</sup> (1687), “...y si las estrellas fijas fuesen centros de otros sistemas [solares], los planetas se mantendrían sujetos al dominio de aquéllas...”. Durante el siglo XIX, se anunció la detección de planetas alrededor de otras estrellas, aunque estos reportes resultaron fallidos. Uno de los anuncios más tempranos involucra a la estrella de Barnard (van de Kamp & Dennison 1950). Solamente dos años más tarde, Otro Struve (1952) escribía: “No sería ilógico que un planeta pudiera existir a una distancia de 1/50 AU de una estrella, y con una masa de 10 veces la masa de Júpiter, sería detectable por una oscilación en velocidad radial de 2 km/s” ... “También habrían eclipses, que producirían una variación de 0.02 mag de la estrella, lo cual sería detectable por una fotometría de precisión”. Ambos métodos de detección, propuestos tan tempranamente por Otto Struve, son utilizados hoy en día.

El problema del origen y evolución de los sistemas planetarios también ha sido motivo de estudio. La hipótesis más importante, consiste en suponer que los planetas se formaron a partir de un disco. Hace más de 300 años, Laplace (1799) realizó la ingeniosa observación de que todos los planetas del Sistema Solar, tenían el mismo sentido de traslación, y se ubicaban aproximadamente sobre un plano común. Esto ajustaba perfectamente con la idea de que los planetas se formaran a partir de un disco, el cual surgiría a partir de la contracción gravitatoria de la “nebulosa solar” inicial.

Actualmente, está bien establecido que la mayoría de las estrellas de pre-secuencia principal se encuentran rodeadas por discos circunestelares, los cuales son análogos en sus propiedades a la nebulosa solar antes del comienzo de la formación de planetas (ver, por ejemplo, Beckwith 1996, 1999, Mundy et al. 2000, Wilner & Lay 2000).

---

<sup>1</sup>El texto fue escrito en su “General Scholium”, y agregado posteriormente al *Principia* en 1713.

Luego, los discos circunestelares jóvenes pierden la mayor parte de su material mientras la estrella se acerca a la secuencia principal. Los granos de polvo comienzan a crecer hasta formar objetos con tamaño de  $\sim$ km, mientras el disco se sigue vaciando de gas (Weidenschilling & Cuzzi 1993). Si estos objetos encuentran cantidades suficiente de gas, pueden seguir creciendo hasta llegar a formar planetas gaseosos (Pollack et al. 1996), llamados “exoplanetas”. Paralelamente, las colisiones entre estos objetos producen nuevamente polvo, el cual se observa como un exceso IR en varias estrellas de secuencia principal. Estas estrellas se conocen como “estrellas de tipo Vega”, ya que Vega (=  $\alpha$  Lyr) fue la primera descubierta por el satélite IRAS (Aumann et al. 1984).

La detección de polvo orbitando alrededor de Vega (Aumann et al. 1984), y de otras estrellas cercanas de secuencia principal por el satélite IRAS, marca la primer detección de material planetario en sistemas estelares, más allá de nuestro Sistema Solar. Desde entonces, mucho trabajo se ha realizado a fin de comprender el origen y evolución de este fenómeno, y de inferir propiedades de los sistemas planetarios, probablemente escondidos en el interior de los discos de polvo. La formación de planetas puede haber tenido lugar en estas estrellas de secuencia principal, y los discos de polvo podrían ser uno de los productos de este proceso (Lagrange et al. 2000).

En este trabajo se estudiarán dos clases de estrellas diferentes: el grupo de estrellas con exoplanetas, y estrellas con discos circunestelares de polvo. Ambas clases de estrellas se encuentran acompañadas de material circunestelar. Sin embargo, la configuración final es diferente en ambos casos. Comenzaremos este trabajo con una presentación de los dos tipos de objetos (Capítulo 1). A fin de confrontar las características de estos grupos entre sí, y con respecto a las demás estrellas de la vecindad solar, se realizará una búsqueda de discos de polvo en estrellas con exoplanetas (Capítulo 2). Luego, se estudiará si la edad de estas estrellas puede ayudar a diferenciarlas de otras estrellas de la vecindad solar (Capítulo 3). La metalicidad de las estrellas de tipo Vega se confrontará con respecto a las estrellas con exoplanetas (Capítulo 4). Finalmente, se determinará si la presencia de un exoplaneta dentro de un disco de polvo, puede modificar los parámetros representativos del mismo (Capítulo 5).

## Bibliografía

Aumann, H. H., 1984, ApJ 278, L23

Beckwith, S. V., 1996, Nature 383, 139

Beckwith, S. V., 1999, Proceedings of Star Formation 1999, held in Nagoya, Japan, Editor: T. Nakamoto, Nobeyama Radio Observatory, 211-211

Lagrange, A. M., Backman, D. E., Artymowicz, P., 2000, Protostars and Planets IV (Book - Tucson: University of Arizona Press; eds Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S. S.), 639

Laplace, P. S., 1799, “Mécanique Céleste”, Francia.

Mundy, L. G., 2000, Protostars and Planets IV (Book - Tucson: University of Arizona Press; eds Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S. S.), 355

Newton, I., 1687, “Philosophiae Naturalis Principia Mathematica”, Londres, Inglaterra.

Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M., Greenzweig, Y., 1996, Icarus 124, 62

Struve, O., 1952, The Observatory 72, 199

van de Kamp, P., Dennison, E. W., 1950, Sky & Telescope 9, 181

Weidenschilling, S. J., Cuzzi, J. N., 1993, Formation of planetesimals in the solar nebula, en: Protostars and planets III (A93-42937 17-90), 1031-1060

Wilner, D. J., Lay, O. P., 2000, Protostars and Planets IV (Book - Tucson: University of Arizona Press; eds Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S. S.), 509

# Capítulo 1

## Caracterización de Estrellas con Exoplanetas y de Tipo Vega

### 1.1. Estrellas con Exoplanetas

En 1992, los radioastrónomos Aleksander Wolszczan y Dale Frail anunciaron el descubrimiento de un planeta alrededor de un púlsar, PSR 1257+12 (Wolszczan & Frail 1992). Las observaciones se realizaron midiendo pequeñas variaciones (inferiores al milisegundo) en el período del púlsar ( $\sim 6.2$  mseg). Este descubrimiento fue rápidamente confirmado, y se considera como la primer detección definitiva de un planeta alrededor de otras estrellas. Estos planetas de púlsar se cree que han sido formados de un modo inusual, a partir de los remanentes de la supernova que originó al púlsar (Wolszczan & Frail 1992), o probablemente son objetos que sobrevivieron a la supernova para luego acompañar al púlsar. Luego, en 1995, Michel Mayor y Didier Queloz anunciaron la detección definitiva de un objeto de baja masa orbitando la estrella 51 Pegasi. Este descubrimiento se llevó a cabo observando las variaciones de velocidad radial de esta estrella, utilizando una precisión de pocos metros/segundo (Mayor & Queloz 1995). La Figura 1.1 muestra las mediciones de velocidad radial realizadas por Mayor & Queloz (1995) en la estrella 51 Peg. El hallazgo fue puesto inicialmente en duda, pudiendo interpretarse las variaciones en 51 Peg mediante oscilaciones o pulsaciones propias de la estrella y no de un compañero planetario (Gray et al. 1997). Sin embargo, esto no podía explicar porqué estas pulsaciones no se encuentran en otras estrellas similares, tales como nuestro propio Sol. La presencia de los planetas sería posteriormente confirmada por otros métodos, tales como el tránsito o la imagen directa, los cuales explicaremos más adelante.

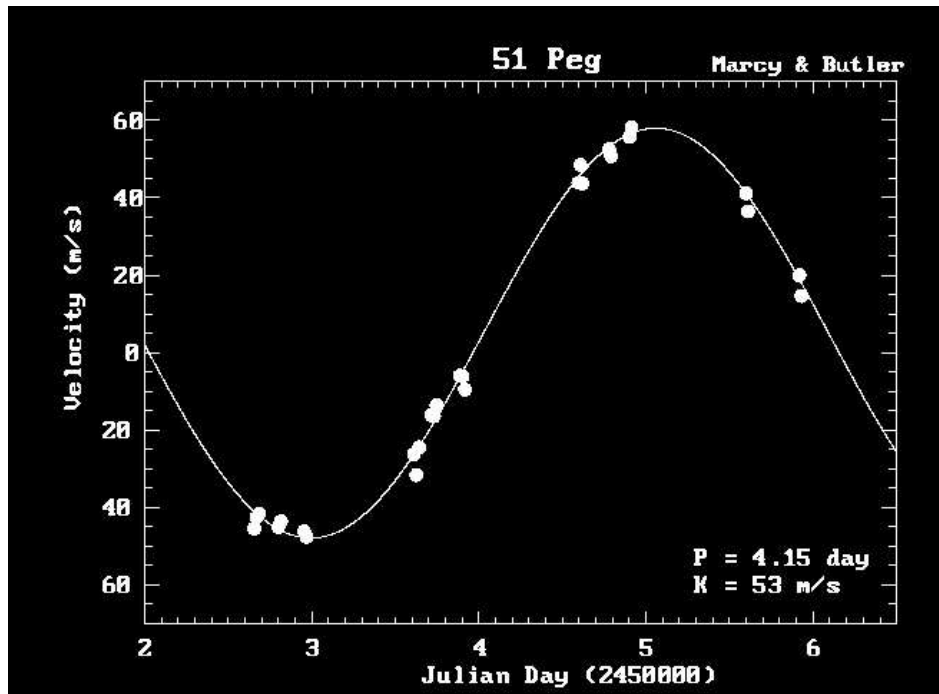


Figura 1.1: Mediciones de velocidad radial realizadas por Mayor & Queloz (1995) en la estrella 51 Peg. La variación fue interpretada por estos autores, como debida a un compañero cercano de baja masa. Imagen obtenida de la página [www.exoplanets.org](http://www.exoplanets.org)

A partir de este descubrimiento, en los últimos 13 años se han encontrado alrededor de  $\sim 270$  objetos de baja masa ( $< 13 M_{\text{Jup}}$ ) orbitando estrellas relativamente cercanas ( $< 200 \text{ pc}$ ) de la vecindad solar, los cuales reciben el nombre de “exoplanetas” (ver, por ejemplo, Marcy & Butler 1996, Noyes et al. 1997, Butler et al. 1996, Vogt et al. 2000, Butler et al. 2006). Estos compañeros de baja masa exhiben órbitas circulares y también excéntricas, consistentes con la formación en discos circunestelares disipativos de polvo seguidos de perturbaciones gravitacionales (Lin et al. 1996, Levison et al. 1998, Goldreich & Sari 2003). A lo largo de este trabajo, aquellas estrellas que poseen un exoplaneta serán llamadas “estrellas EH” (por “Exoplanet Host stars”).

En esta Sección, vamos a describir el conjunto de compañeros de baja masa o exoplanetas, mostrando algunas de sus características más relevantes, tales como su distribución de masas y de excentricidades. También, consideraremos las estrellas que

albergan a estos objetos, mostrando las características físicas más importantes de las mismas, tales como su distribución de metalicidad con respecto a otras estrellas de la vecindad solar.

### 1.1.1. Propiedades de los Exoplanetas

En la Figura 1.2 presentamos la distribución observada de masa de los exoplanetas, correspondiente a una muestra de 167 objetos, tomada de Marcy et al. (2005). Las masas de los planetas se presentan usualmente en unidades de masa del planeta Júpiter,  $M_{\text{Jup}}$ . Además, multiplicando a la masa aparece el factor de inclinación de las órbitas  $\text{sen } i$ , debido a que estos objetos provienen de los relevamientos Doppler de búsqueda de estrellas con exoplanetas. Por este motivo, esta masa a veces es llamada “masa mínima” de los exoplanetas. La distribución observada es casi nula para  $\sim 12 M_{\text{Jup}}$   $\text{sen } i$  y crece abruptamente hacia masas menores (Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006), hasta  $\sim 15 M_{\text{Tierra}}$ , siguiendo una ley  $dN/dM \sim M^{-1.1}$ , donde  $N$  es el número de objetos detectados y  $M$  es la masa de los mismos. Esta ecuación y la forma general de la distribución, están poco afectadas por el factor de inclinación de las órbitas  $\text{sen } i$  (Butler et al. 2006). Aunque parece haber un número pequeño de planetas masivos orbitando cerca de la fuente central, no existe evidencia cierta de que la distribución de masa sea una función de la distancia orbital (Butler et al. 2006). Una condición importante sobre los distintos modelos de formación de planetas es la capacidad de reproducir completamente dicha distribución (Pollack et al. 1996, Boss et al. 2002, 2003, 2004).

En la teoría de evolución estelar, se calcula el valor mínimo de la masa tal que es capaz de encender reacciones nucleares, es decir, la masa mínima que puede tener una estrella. Este valor se denomina “Límite de combustión del Hidrógeno”, y es de  $\sim 70 M_{\text{Jup}}$ <sup>1</sup>. Por otro lado, existe un conjunto de objetos con masas entre  $\sim 13-70 M_{\text{Jup}}$ , generalmente llamados objetos sub-estelares o “enanas marrones”. Aunque en este rango de masas no es posible producir la reacción nuclear del Hidrógeno, sí es posible obtener energía a partir de la combustión del Deuterio<sup>2</sup>, simbolizado mediante  ${}^2\text{H}$  o directamente  $D$ . Existe un segundo valor límite, llamado “Límite de combustión del Deuterio”  $\sim 13 M_{\text{Jup}}$ , más allá del cual no es posible producir la reacción del Deuterio

<sup>1</sup>El valor exacto del límite de combustión de H depende de la metalicidad del objeto en cuestión.

<sup>2</sup>Este elemento es un isótopo del Hidrógeno, cuyo núcleo está formado por un protón y un neutrón, y a veces es llamado Hidrógeno pesado.



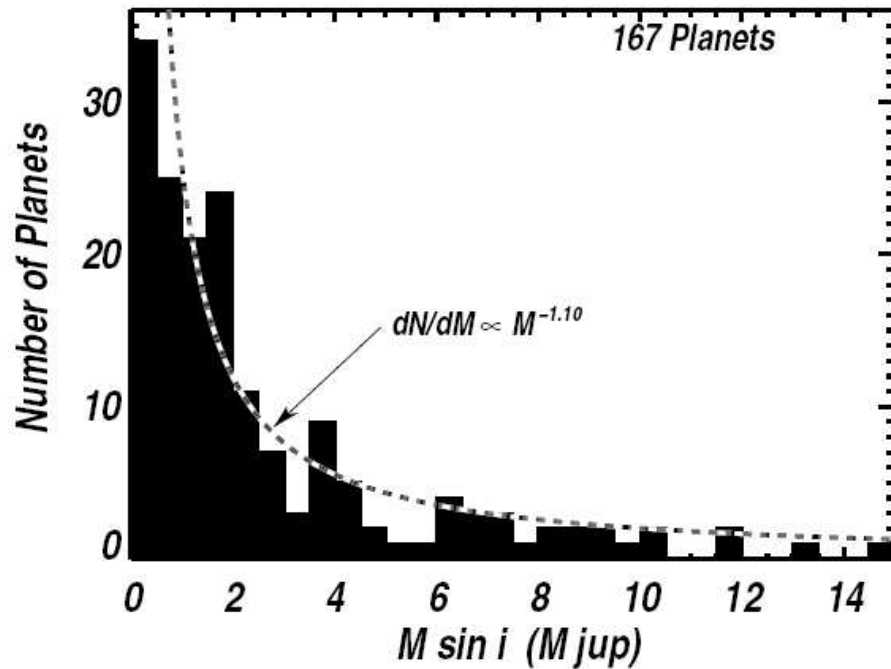


Figura 1.2: Distribución de masa ( $M \sin i$ ), correspondiente a 167 exoplanetas detectados. Notar la fuerte caída de la distribución hacia masas mayores. Tomado de Marcy et al. (2005).

(ni de cualquier otro elemento químico). Notablemente, como ya mostramos en la Figura 1.2, la distribución observada de masa cae en  $\sim 12 M_{\text{Jup}}$   $\sin i$ , valor similar al límite de combustión del Deuterio. Esto motivaría introducir un límite superior de  $\sim 13 M_{\text{Jup}}$  para los exoplanetas <sup>3</sup>.

Las órbitas excéntricas son comunes entre el grupo de exoplanetas, mostrando una excentricidad media de  $\sim 0.25$  (Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006). Como podemos ver en la Figura 1.3, la distribución de excentricidades (excentricidad  $e$  vs. semieje mayor  $a$ ) muestra que exoplanetas con  $a > 0.15$  AU son excéntricos ( $e > 0.1$ ), mientras que exoplanetas con  $a < 0.15$  AU son más bien circulares ( $e \sim 0$ ). Esto no puede deberse a un efecto de selección de las observaciones, sino que es un efecto real (Butler et al. 2006). En principio, puede atribuirse al efecto de circularización tidal, ya que el apartamiento de la forma esférica de la estrella central es notable particularmente

<sup>3</sup>Esto está relacionado con el problema de la definición de lo que es un exoplaneta, ver Apéndice 1.

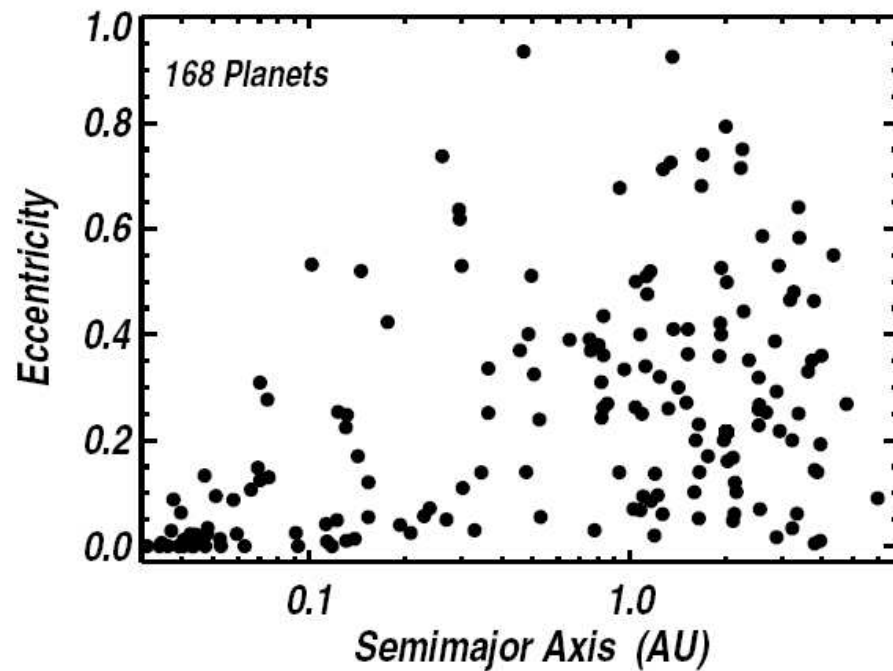


Figura 1.3: Distribución de excentricidad vs. semieje mayor, de 167 exoplanetas. Tomado de Marcy et al. (2005).

para objetos cercanos. Las excentricidades de los exoplanetas gigantes con  $a < 5$  AU, son algo mayores que las correspondientes a nuestro Sistema Solar, y no parece haber una tendencia entre  $a = 2-4$  AU de que las excentricidades disminuyan (Butler et al. 2006). En los próximos años se espera que surja una población de exoplanetas con  $a \sim 5$  AU en sistemas múltiples, tal que puedan ser confrontados apropiadamente con Júpiter ( $e=0.048$ ) o con el resto de nuestro Sistema Solar.

Las excentricidades elevadas observadas de los exoplanetas masivos constituyen un problema a resolver, si suponemos que los planetas se formaron inicialmente en órbitas circulares. Esto se debe a que estos objetos tendrían mayores resistencias inerciales, para llevarlos fuera de sus órbitas inicialmente circulares. Esto sugiere que los planetas más masivos pueden haberse formado mediante un proceso en el cual las órbitas no fueron inicialmente circulares (Butler et al. 2006).

Tanto la distribución observada de masa como la de excentricidades, deben ser estudiadas con precaución, ya que las muestras consideradas son inhomogéneas, debido

a distintos criterios de selección en la búsqueda de exoplanetas. Estudios recientes (Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006) muestran que 1.2% de los planetas se encuentran en órbitas con semieje mayor a  $< 0.1$  AU, y más del 7% tienen planetas con  $< 5$  AU. Por extrapolación, resulta que 12% de las estrellas tendrían planetas con  $> 5$  AU.

### 1.1.2. Planetas de tipo “Hot Jupiter”

A partir de los relevamientos de búsqueda de estrellas con exoplanetas, ha surgido una población particular de planetas, llamados “51 Peg” por el primero que fue descubierto (Butler et al. 2006), o también llamados “Hot Jupiters”. La característica distintiva es que poseen un semieje mayor a  $< 0.1$  AU, es decir, se ubican muy cerca de la fuente central. Estos exoplanetas tienen varias veces la masa de Júpiter (planetas gigantes), orbitan estrellas de tipo solar, con períodos de 3–5 días, semiejes  $a=0.04–0.06$  AU y órbitas prácticamente circulares.

Debido a los niveles de radiación muy altos sobre la superficie de estos exoplanetas, se supone que ellos presentarían temperaturas muy elevadas y densidades bajas. Además, todos poseen excentricidades orbitales pequeñas, probablemente debido a efectos de circularización, pudiendo sincronizar su propia rotación con el período orbital. En particular, las estrellas HD 179949 y  $\mu$  Arae, presentan exoplanetas cuyo período orbital está sincronizado con la variación de la actividad cromosférica en las estrellas respectivas (Shkolnik et al. 2005). Por otro lado, esta clase de exoplanetas tiene una probabilidad mucho mayor de ser observados mediante el método fotométrico de tránsito, lo cual es análogo a observar “eclipses” en otras estrellas (ver más adelante métodos de detección), debido al pequeño tamaño que presentan sus semiejes mayores. Por este motivo, actualmente hay relevamientos especializados en este tipo de objetos (ver, por ejemplo, Bouchy et al. 2004, Gould et al. 2006).

Los exoplanetas de esta clase no pueden haberse formado “in situ”, es decir, a tan cortas distancias de la estrella. Esto se debe a que el gas del disco primordial que se encuentra cercano a la estrella, es disipado rápidamente, en escalas de tiempo de  $\sim 3-10 \cdot 10^6$  años (Zuckerman et al. 1995). De este modo, el planeta no tiene tiempo suficiente como para formar un núcleo y luego acretar una envoltura gaseosa en esta región (Pollack et al. 1996). La única forma de explicar un objeto de esta masa a esta distancia de la estrella, es admitir un proceso de *migración* del planeta (Lin et

al. 1996), suponiendo que se formó más allá de  $\sim 4$  AU, y luego migró hacia semiejes mucho menores, por la interacción del planeta con el material del disco.

En la literatura, se hace una división en distintas clases del proceso de migración. Se dice que una migración es de tipo I cuando el planeta se encuentra embebido en el “fluído” del disco de la estrella, con lo cual éste, luego de sucesivas órbitas, va disminuyendo su semieje mayor. En la Figura 1.4 <sup>4</sup> mostramos una simulación de una migración tipo I. Los 3 paneles corresponden a un objeto de  $1 M_{\text{Jup}}$ , presentado en 3 momentos diferentes de la migración, es decir, luego de 6.4, 79.6 y 176.4 órbitas, respectivamente. Notar cómo el planeta va modificando su posición, acercándose a la estrella central. Se llama migración de tipo II cuando planeta se encuentra en un hueco abierto (“gap”) del disco, como podemos ver en la Figura 1.5. En este caso, el exoplaneta no se encuentra totalmente embebido, aunque igualmente interactúa con aquél por medio de columnas de material. Por otro lado, en la migración tipo III, el exoplaneta se encontraría en un hueco parcialmente abierto del disco. A la vista resultaría similar a la migración de tipo I, sin embargo ésta ocurriría en tiempos mucho más cortos, de pocas órbitas (“runaway migration”). Recientemente, se ha considerado la posibilidad de una migración hacia fuera de disco (“outward migration”), mediante el análisis de la estructura de discos circunestelares (Veras & Armitage 2004), ya sea por interacciones gravitacionales con el disco o bien con otros planetas del sistema. Este último mecanismo sería un buen candidato a explicar el origen de planetas de relativamente baja masa, a grandes radios y en órbitas excéntricas (Veras & Armitage 2004). Los distintos tipos de migración y de interacción planeta-disco también han sido modeladas numéricamente (ver, por ejemplo, Edgar & Artymowicz 2004, McNeil et al. 2005).

### 1.1.3. Propiedades de las estrellas con Exoplanetas

La muestra de estrellas con exoplanetas es un grupo de estrellas cercanas (2-320 pc), incluyendo tanto objetos de secuencia principal  $\sim 68\%$ , como subgigantes  $\sim 32\%$  (Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006). Las características de este conjunto de objetos, está viciada básicamente por los métodos de detección utilizados. El método Doppler, que es el más exitoso, requiere muy alta precisión en la medición de velocidades radiales. Por este motivo, la mayoría de las estrellas en los relevamientos

---

<sup>4</sup>Simulaciones realizadas por Frederic Masset, <http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html>.

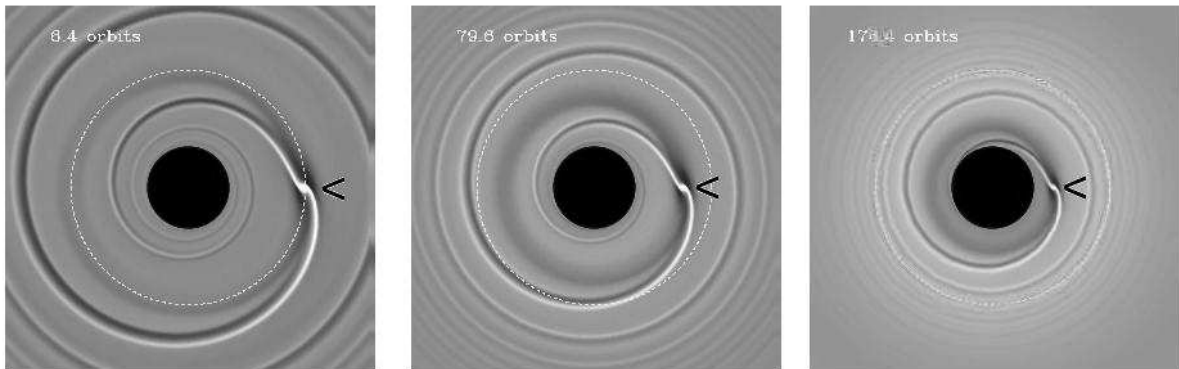


Figura 1.4: Simulación de una migración tipo I. Los 3 paneles corresponden a un objeto de  $1 M_{\text{Jup}}$ , presentado en 3 momentos diferentes de la migración: luego de 6.4, 79.6 y 176.4 órbitas, respectivamente. Notar cómo el planeta (señalado por el símbolo “<”), siempre está embebido en el material del disco, y se acerca paulatinamente a la estrella central. Simulaciones realizadas por Frederic Masset, <http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html>.

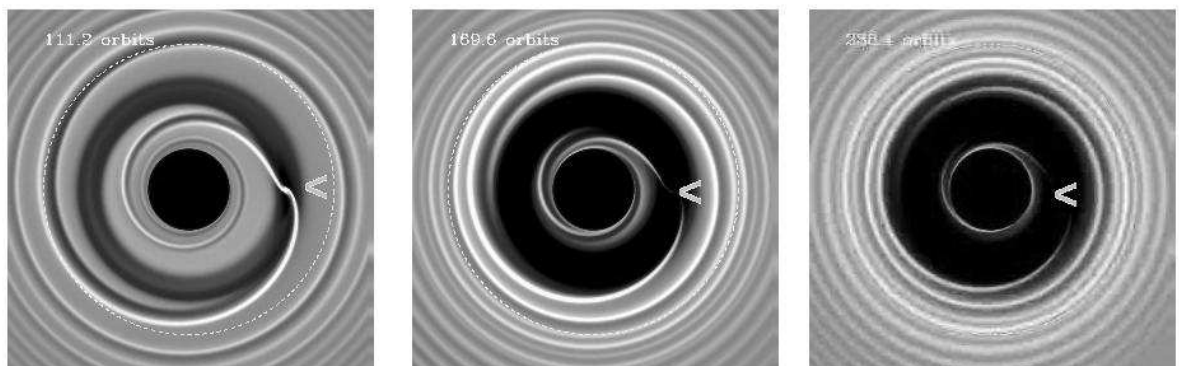


Figura 1.5: Simulación de una migración tipo II. Los 3 paneles corresponden a un objeto de  $1 M_{\text{Jup}}$ , presentado en 3 momentos diferentes de la migración: luego de 111.2, 159.6 y 258.4 órbitas, respectivamente. Notar el anillo “vacío” de material alrededor de la posición del exoplaneta (señalado por el símbolo “<”). Simulaciones realizadas por Frederic Masset, <http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html>.

Doppler son seleccionadas desde estrellas F brillantes hasta estrellas M, tanto enanas como subgigantes, típicamente limitados a 200 pc de distancia. El hecho de seleccionar principalmente estrellas de tipo solar, se debe a que en estrellas más tempranas el número de líneas espectrales útiles disminuye, y en estrellas más tardías aparecen bandas moleculares. Generalmente las muestras son limitadas en magnitud, no limitadas en volumen. Hasta la fecha, la mayoría de las estrellas EH han sido descubiertas por dos grupos: el *California & Carnegie* y *Anglo-Australian Search* (lideradas por Geoff Marcy y Paul Butler), y el *Geneva Extrasolar Planet Search Programme* (Michelle Mayor). El grupo americano está estudiando una muestra de 1330 estrellas (Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006) de acuerdo a la magnitud ( $V < 8.5$ ), color ( $B-V > 0.5$ ) y un criterio de luminosidad ( $M_V > 3.0$ ). De este modo, la muestra es limitada por magnitud, no por volumen. El grupo europeo estudia casi 2000 estrellas con distancias menores que 50 pc y tipos espectrales en el rango F8-M1 (Udry et al. 2000), aunque no incluyen las estrellas enanas más tardías G, K y M dentro de esa distancia. Por lo general, se excluyen las estrellas activas y binarias muy cercanas en el relevamiento. También, las estrellas candidatas a poseer un compañero de baja masa son elegidas como estrellas cromosféricamente inactivas (ver, por ejemplo, Marcy et al. 2005, Butler et al. 2006). Esto se debe a que la actividad superficial magnética y cromosférica de la estrella, la cual se manifiesta mediante inhomogeneidades convectivas superficiales, introduce una contribución propia a la velocidad radial (llamada “jitter”), y puede inhibir o incluso proveer falsas detecciones (Walker et al. 1992, Santos et al. 2000b, Queloz et al. 2001, Paulson et al. 2002, Paulson et al. 2004).

Algunas de las estrellas con exoplanetas son, además, estrellas binarias visuales (Eggenberger et al. 2004, Mugrauer et al. 2005), aunque esta muestra es algo pequeña hasta el momento ( $\sim 35$  objetos). Al comparar las características de estrellas con exoplanetas en estrellas aisladas y en sistemas múltiples, parecen haber algunas diferencias. En la Figura 1.6 presentamos la distribución de masa vs. período para un conjunto de estrellas con exoplanetas, tomada de Eggenberger et al. (2004). Los círculos abiertos corresponden a exoplanetas orbitando estrellas aisladas, mientras que los círculos llenos corresponden a exoplanetas en sistemas múltiples. La zona marcada con la línea punteada, delimita el lugar donde sólo se encuentran sistemas múltiples. Pareciera que los planetas más masivos de corto período, se encuentran todos en sistemas múltiples (Zucker & Mazeh 2002, Eggenberger et al. 2004). También, aquellos planetas en binarias parecen tener bajas excentricidades cuando su período es inferior a 40 días. Ambas características podrían ser el resultado de los procesos de migración en estos sistemas (Eggenberger et al. 2004). Sin embargo, los resultados se

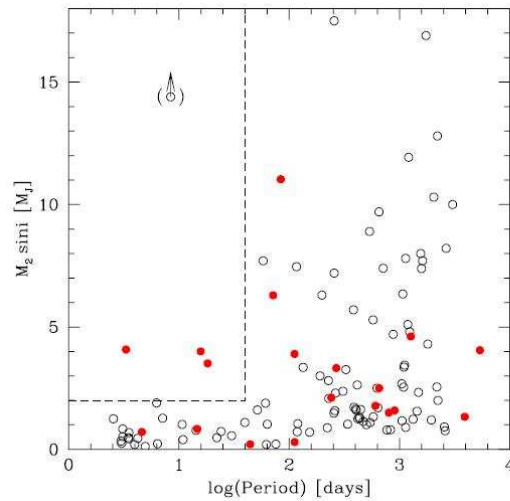


Figura 1.6: Distribución de masa vs. período para un conjunto de estrellas con exoplanetas, tomada de Eggenberger et al. (2004). Los círculos abiertos corresponden a exoplanetas orbitando estrellas aisladas, mientras que los círculos llenos corresponden a exoplanetas en sistemas múltiples. La zona marcada con la línea punteada, delimita el lugar donde sólo se encuentran sistemas múltiples.

basan en pocos sistemas múltiples detectados hasta el momento, por lo cual deben ser considerados con precaución. Tal vez el hecho más importante a notar, es que el proceso de formación de planetas ocurre incluso en sistemas múltiples, es decir que sería un proceso relativamente robusto.

Veamos a continuación algunas propiedades estadísticas relevantes de las estrellas EH descubiertas hasta el momento. Un resultado muy conocido es que estas estrellas son ricas en metales, respecto de las estrellas de campo de la vecindad solar (González 1997, González 1998, González et al. 2001, Laughlin & Adams 1997, Santos et al. 2000, Santos et al. 2001, Santos et al. 2004), En la Figura 1.7, tomada de Fischer & Valenti (2004), mostramos el porcentaje de estrellas con exoplanetas detectados por Doppler vs. metalicidad. A medida que aumenta la metalicidad existe un aumento notorio de compañeros de baja masa, llegando a alcanzar hasta un 25% de estrellas para altas metalicidades.

El hecho de que las estrellas con exoplanetas sean relativamente ricas en metales, muestra que la metalicidad juega un papel importante en el proceso de formación de

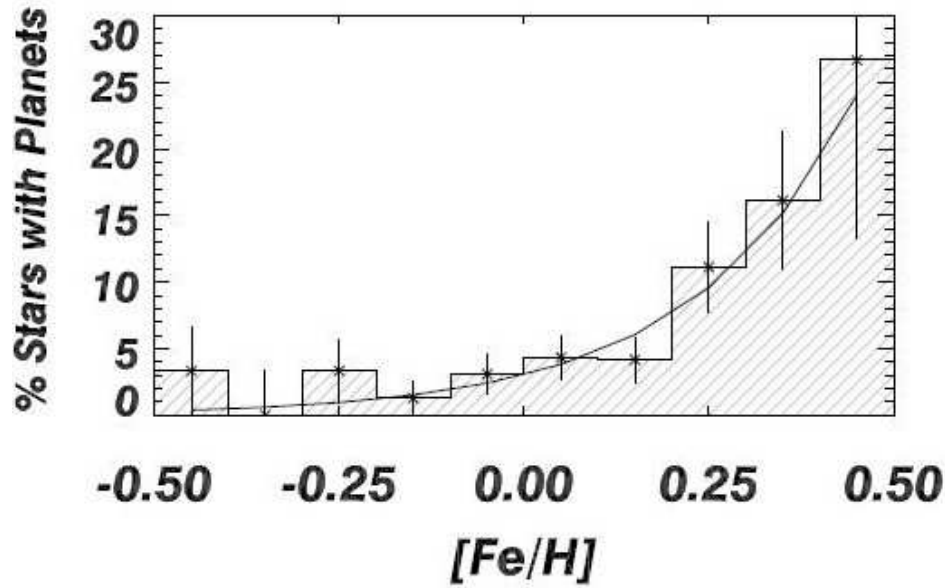


Figura 1.7: Porcentaje de estrellas con compañeras planetarias detectadas por la técnica Doppler vs. metalicidad, tomado de Fischer & Valenti (2004).

planetas. Sin embargo, la fuente de este “exceso” de metalicidad todavía es materia de debate. El exceso de metalicidad puede tener un origen primordial, o bien ser por acreción de material rico en metales. En el primer caso, el material a partir del cual se formó la estrella, se supone que ya era inicialmente rico en metales. En el segundo caso, el material que formó inicialmente la estrella es de baja metalicidad, y ésta se enriquece posteriormente por la caída de material sobre la envoltura convectiva de la estrella.

Más allá de la correlación entre la presencia de planetas y el contenido metálico de las mismas, existe evidencia de una leve relación entre la metalicidad y las propiedades orbitales de los exoplanetas. González (1998) y Santos et al. (2003), muestran que las estrellas de corto período (es decir, con semiejes mayores más pequeños), pueden ser particularmente ricas en metales. En la Figura 1.8 mostramos la distribución de metalicidad vs. períodos, tomada de Santos et al. (2003). Los círculos vacíos representan exoplanetas en estrellas aisladas, y los círculos llenos representan exoplanetas en sistemas múltiples (por ejemplo, en binarias). Como explican estos autores, la tendencia no es estadísticamente significativa, sin embargo puede existir una leve correlación. Esto se puede interpretar considerando que el proceso de migración es capaz de pro-



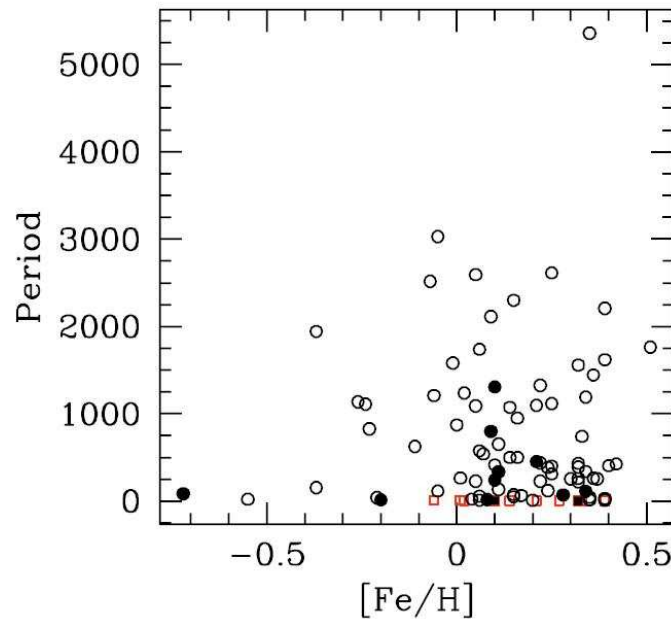


Figura 1.8: Distribución de metalicidad vs. períodos de los exoplanetas, tomada de Santos et al. (2003). Los círculos vacíos representan exoplanetas en estrellas aisladas, y los círculos llenos representan exoplanetas en sistemas múltiples (por ejemplo, en binarias).

ducir la polución de la envoltura convectiva de la estrella, o que el proceso de formación de planetas cercanos es favorecido de algún modo por la alta metalicidad. Por otro lado, la falta de una clara correlación entre estas dos magnitudes, implicaría que los mecanismos de la migración son relativamente independientes de la metalicidad. En esto se está suponiendo que el contenido en metales del disco donde se forman los exoplanetas, es el mismo que el correspondiente a la estrella. Sin embargo, hasta el momento no se ha llegado a una conclusión definitiva.

La cinemática de las estrellas con exoplanetas también ha sido motivo de estudio. La distribución de las velocidades espaciales  $U$ ,  $V$  y  $W$  del grupo de estrellas con exoplanetas, no es diferente de otras estrellas de la vecindad solar (Reid 2002, Santos et al. 2003). Los datos parecieran mostrar que estas estrellas tuvieran una menor dispersión de velocidades, aunque este resultado no es estadísticamente significativo (Santos et al. 2003). Tampoco se han encontrado tendencias entre la distribución de velocidades, con respecto a la metalicidad u otras características de estas estrellas.

### 1.1.4. Métodos de detección de Exoplanetas

Algunos de los métodos propuestos para la detección de exoplanetas alrededor de otras estrellas, son los siguientes:

- *Astrometría*: consiste en detectar variaciones en la posición de una estrella sobre el plano del cielo, debido a la influencia gravitacional de un planeta cercano;
- *Velocidad Radial* o Método Doppler: se detectan variaciones en la velocidad radial de una estrella, por la presencia de un compañero de baja masa;
- *Púlsar “timing”*: se miden pequeñas variaciones en el período de un púlsar, producidas por la presencia de un exoplaneta;
- *Tránsito*: si el plano de la órbita del planeta es perpendicular al plano del cielo, éste podría producir “eclipses”, es decir cuando el planeta pasa delante de la estrella. Estos serían detectados fotométricamente como una pequeña disminución del flujo de la estrella;
- *Lente gravitacional*: ocurre cuando una cierta estrella actúa como una lente, magnificando la luz de una estrella muy distante del fondo. Si un planeta orbita la estrella lente, se observaría una anomalía en el patrón de brillo de la lente gravitacional;
- *Imagen directa*: consiste en tomar directamente una imagen del planeta alrededor de la estrella.

El número de candidatos detectados al presente por los distintos métodos, se muestra en la Tabla 1.1.

Actualmente, tres tipos principales de relevamientos han arrojado candidatos a estrellas EH. El método Doppler es el más antiguo y también el más exitoso. En la Figura 1.9 presentamos las oscilaciones en velocidad radial de la estrella HD 164922, producidas por un exoplaneta con una masa mínima de  $0.36 M_{\text{Jup}}$ , tomado de Butler et al. (2006). Este método permite determinar los elementos orbitales del exoplaneta, y la masa del mismo multiplicada por el factor  $\sin i$ , es decir,  $M \sin i$ , pero, requiere medir velocidades radiales con una precisión de  $\sim 1$  m/s durante largos períodos de

Tabla 1.1: Número de candidatos a exoplaneta, detectados a la fecha mediante distintos métodos

Método	Candidatos
Velocidad Radial (Doppler)	221
Tránsito	35
Lente gravitacional	4
Imagen directa	1
Púlsar “timing”	4

tiempo. El método Doppler tiene el sesgo observacional de detectar con mayor facilidad los planetas más masivos, y que se encuentran más cerca de la fuente central. Por este motivo, los análisis estadísticos deben ser realizados con mucha precaución. También existen relevamientos especializados sobre cierto tipo de estrellas, incluyendo enanas M (Endl et al. 2006), estrellas gigantes (Hatzes et al. 2006), el “gap” de Hertzsprung (Johnson et al. 2006), enanas pobres en metales (Sozzetti et al. 2006), ricas en metales (Fischer et al. 2005, Moutou et al. 2006), y el cúmulo abierto de las Hyades (Paulson et al. 2004).

Varios exoplanetas han sido confirmados o descubiertos por el método fotométrico del tránsito (revisados en Charbonneau et al. 2006). Si el plano orbital del exoplaneta es perpendicular al plano del cielo, entonces es probable que éste pueda pasar justo delante de la estrella, y producir un “eclipse” o tránsito, durante el cual el flujo de la estrella disminuye levemente,  $\sim 0.01$  magnitudes o menos. En la Figura 1.10, tomada de Pont et al. (2004), mostramos la curva de velocidad radial (panel superior), junto al evento de tránsito (panel inferior), correspondiente a la estrella OGLE-TR-111. Las curvas corresponden a las mejores soluciones que aproximan a los puntos mostrados. Notar en particular la disminución de los flujos (panel inferior) durante el tránsito del exoplaneta. Los objetivos en los relevamientos de tránsito son generalmente cúmulos, o bien, grandes regiones de la Galaxia. Hasta el momento, las búsquedas dirigidas a cúmulos como 47 Tuc, no han encontrado estrellas EH (Gilliland et al. 2000, Wel-drake et al. 2005), probablemente debido a su baja metalicidad ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ ). Sin embargo, Sigurdsson et al. (2003) encontraron un exoplaneta en el cúmulo globular M4, utilizando imágenes del Telescopio Espacial Hubble, por lo que la presencia de estos objetos no puede descartarse totalmente. El método de tránsito tiene la ventaja de poder detectar objetos relativamente poco masivos, y a la vez, la desventaja de que la inclinación necesaria de la órbita para producir el tránsito, es poco probable.

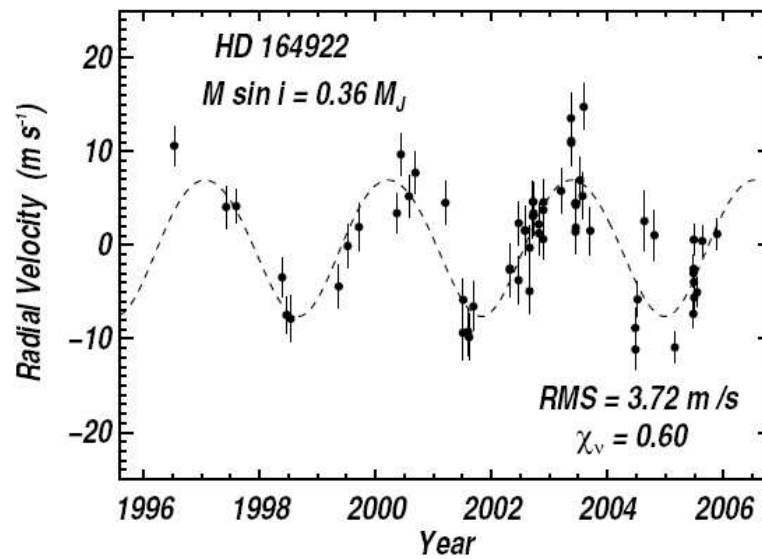


Figura 1.9: Oscilaciones en velocidad radial de la estrella HD 164922, producidas por un exoplaneta con una masa mínima de  $0.36 M_{\text{Jup}}$  (tomado de Butler et al. 2006).

El método fotométrico de tránsito permite realizar una estimación del radio del objeto que produce el eclipse, y también de la inclinación de la órbita, ya que  $\sin i \sim 1$ . Por otro lado, la técnica espectroscópica Doppler permite determinar la masa mínima  $M \sin i$ . Luego, mediante una combinación de datos fotométricos y espectroscópicos, se puede calcular un valor muy cercano a la masa real  $M$  del planeta, y mediante el radio, se puede estimar incluso su densidad. Este es el caso del exoplaneta que orbita la estrella HD 209458, el cual fue descubierto casi simultáneamente mediante Doppler y tránsito (Henry et al. 2000, Mazeh et al. 2000, Charbonneau et al. 2000). Algunos datos de la estrella y del exoplaneta, el cual ha sido llamado “Osiris” (HD 209458b<sup>5</sup>), se presentan en la Tabla 1.2. En particular, la inclinación de la órbita es de  $86.1^\circ$ , lo cual implica una masa de  $0.69 M_{\text{Jup}}$ , y con un radio de  $1.4 R_{\text{Jup}}$ , resulta una densidad  $\rho \sim 0.31 \text{ g/cm}^3$ . Esto constituye un hito, ya que es la primer estimación de la densidad de un planeta fuera del Sistema Solar. Notablemente, la densidad es menor

<sup>5</sup>Una convención muy usada para la designación de los exoplanetas, consiste en poner primero el nombre de la estrella, en este caso HD 209458, y posteriormente una letra minúscula b, c, d, etc. De este modo, HD 209458b sería el primer exoplaneta, HD 209458c sería un probable segundo exoplaneta en la misma estrella, y así sucesivamente.

Tabla 1.2: Datos correspondientes a la estrellas HD 209458 y al planeta gigante asociado (HD 209458b), obtenidos a partir del método fotométrico de tránsito y de la espectroscopía Doppler

Estrella	
Distancia	47 pc
V	7.65
$T_{\text{eff}}$	5942 K
Planeta	
$i$	$86.1^\circ$
M	$0.69 M_{\text{Jup}}$
a	0.045 AU
e	0.07
P	3.52 días
R	$1.40 R_{\text{Jup}}$
$\rho$	$0.31 \text{ g/cm}^3$

que que la densidad de Saturno ( $0.70 \text{ g/cm}^3$ ), por lo cual corresponde a un planeta de tipo gaseoso. En la Figura 1.11 podemos ver una ilustración, donde se muestra el aspecto que tendría HD 209458, acompañada de su planeta gaseoso cercano.

El método de imagen directa contribuyó hasta el momento con sólo 1 exoplaneta detectado. Esto se debe, por un lado, al gran contraste entre la emisión de la fuente central y del exoplaneta mismo,  $\sim 15$  magnitudes en el óptico y  $\sim 6$  magnitudes en el IR, para un objeto de masa  $1 M_{\text{Jup}}$  orbitando a 5 AU de una estrella de tipo solar. Por otro lado, la separación entre la fuente y el exoplaneta proyectados sobre el plano del cielo, requiere imágenes con una resolución inferior a  $0.5''$ . En la Figura 1.12 mostramos la primer imagen directa de un exoplaneta alrededor del objeto central, tomada de Chauvin et al. (2004). El exoplaneta tiene una masa de  $\sim 5 M_{\text{Jup}}$  y se encuentra orbitando a 55 AU de la fuente, la cual es una enana marrón con una masa de sólo  $25 M_{\text{Jup}}$ . El hecho de que la fuente central sea una enana marrón, y además que se trate de un objeto relativamente cercano ( $\sim 70 \text{ pc}$ ), es lo que ha permitido a estos autores lograr el contraste suficiente entre los brillos ( $\sim 100$  en este caso, y no  $10^9$  como sucedería entre una estrella y un planeta) como para obtener la imagen del exoplaneta. Ésta fue tomada con el Very Large Telescope (VLT), utilizando el instrumento de imágenes del IR cercano (CONICA, Near Infrared Imager and Spec-

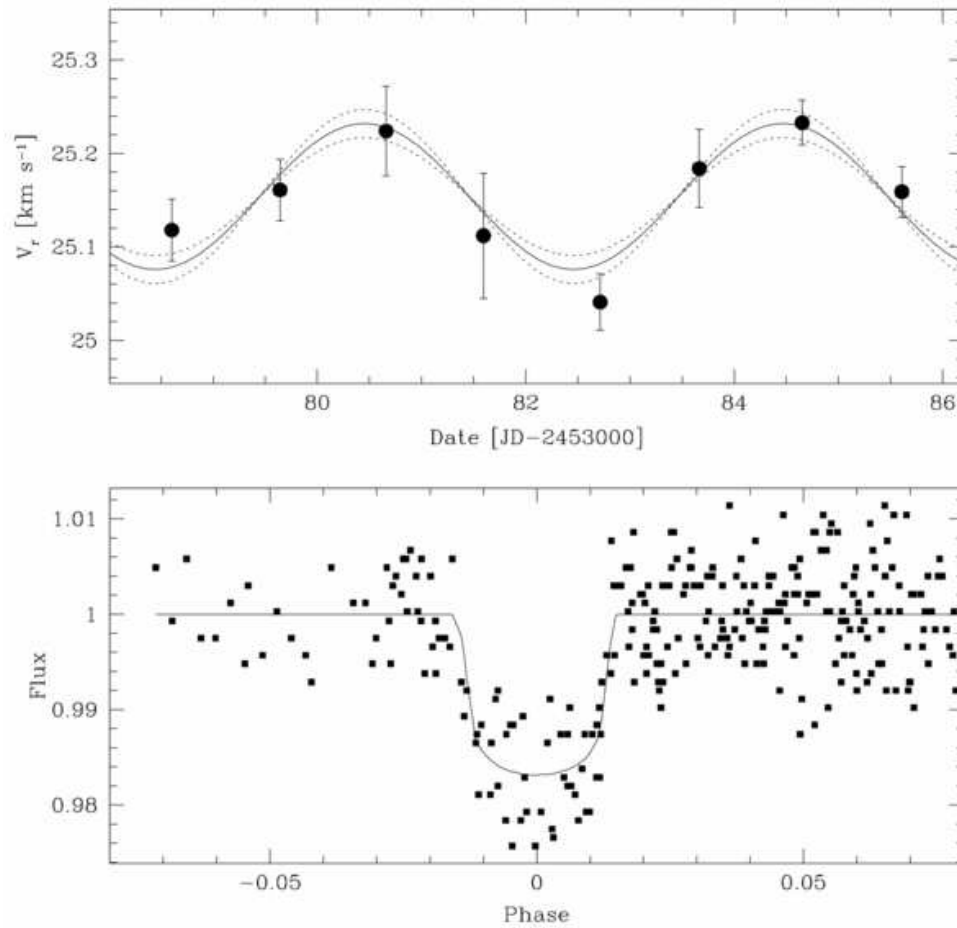


Figura 1.10: Curva de velocidad radial (panel superior), junto al evento de tránsito (panel inferior), correspondiente a la estrella OGLE-TR-111, tomado de Pont et al. (2004). Las curvas corresponden a las mejores soluciones que aproximan a los puntos mostrados. Notar en particular la disminución de los flujos (panel inferior) durante el tránsito del exoplaneta.

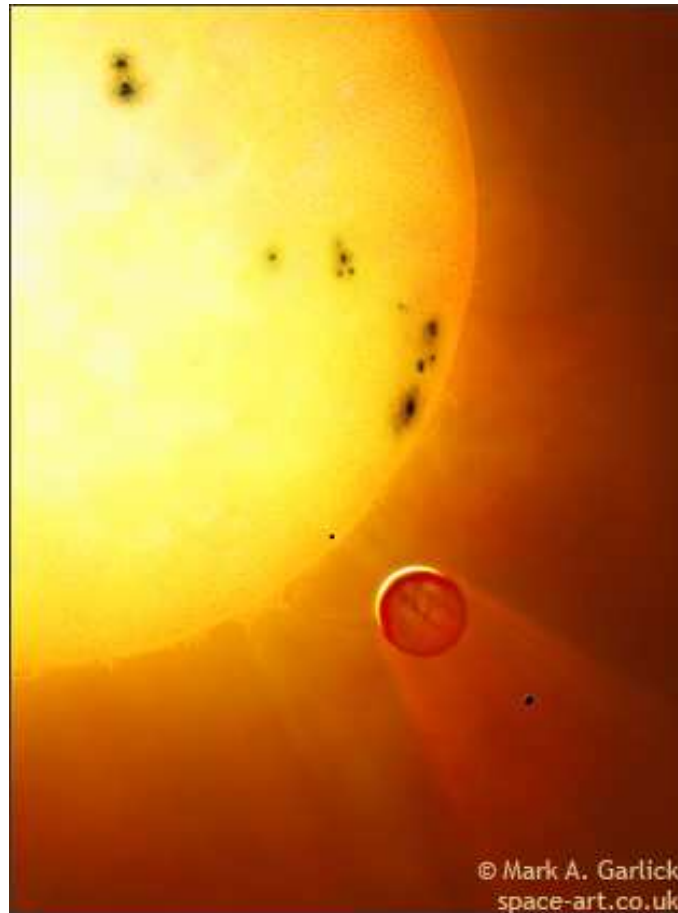


Figura 1.11: Ilustración donde se muestra el aspecto que tendría HD 209458, acompañada de su planeta gaseoso cercano. Imagen tomada de la página [www.space-art.co.uk](http://www.space-art.co.uk).

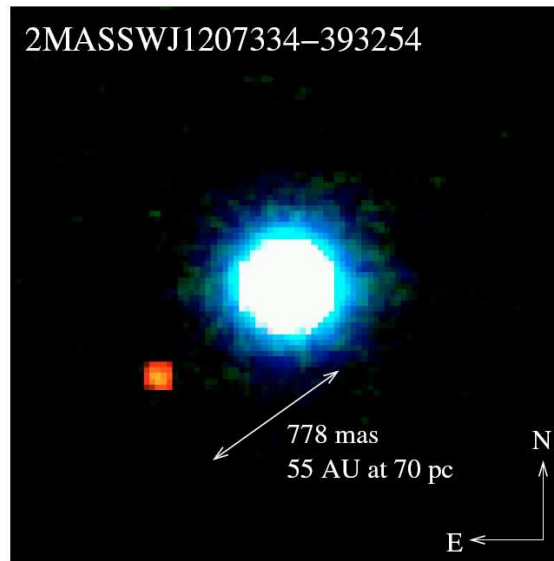


Figura 1.12: Primer imagen directa de un exoplaneta, tomada de Chauvin et al. (2004). El exoplaneta tiene una masa de  $\sim 5 M_{\text{Jup}}$  y se encuentra orbitando a 55 AU del objeto central, que es una enana marrón con una masa de sólo  $25 M_{\text{Jup}}$ .

trogaph).

Finalmente, mencionamos por completitud el método de lente gravitacional, el cual también ha contribuido con algunos candidatos a exoplanetas. Por ejemplo, Beaulieu et al. (2006) detectaron recientemente un exoplaneta de sólo  $5.5 M_{\text{Tierra}}$ . Para actuar como lente gravitacional, se requiere un objeto con la masa de una estrella o más, la cual podría producir imágenes múltiples de otro objeto del fondo, que se encontraría a una distancia mucho mayor. Esto se puede apreciar en el panel superior de la Figura 1.13, donde mostramos un esquema de lo que ocurre en un evento de lente gravitacional. Mientras la estrella lente (equivalente a desplazarse verticalmente la Figura 1.13), el observador en Tierra recibe una imagen “magnificada” de la estrella de fondo. Esto es equivalente a observar un cambio en el brillo de la estrella de fondo, como podemos ver en el panel inferior de la Figura 1.13. En la parte superior del panel se muestra una representación del brillo de la estrella de fondo, y en la parte inferior se muestra la curva de brillo en función del tiempo. La presencia de un exoplaneta en la estrella lente produciría, además, una anomalía en la curva de variación de brillo de la estrella de fondo. El problema de este método de detección, es que sus candidatos deben



ser estrellas muy lejanas,  $\sim$  del centro galáctico, y además se trata de un fenómeno difícilmente repetible para una misma estrella.

### 1.1.5. Algunos Exoplanetas notables

A continuación, mencionaremos algunos exoplanetas en particular, que han resultado de interés. En 1999, fue anunciado el descubrimiento de Upsilon Andromedae, el primer sistema planetario múltiple. El sistema contiene 3 planetas, con masas de 0.687, 1.97, y 3.93  $M_{\text{Jup}}$  sen  $i$ , orbitando a 0.0595, 0.830, y 2.54 AU, respectivamente, de la fuente central. Estos datos fueron confirmados por Butler et al. (2006). El mismo año, se descubrió el primer planeta mediante el método de tránsito alrededor de HD 209458 (Henry et al. 2000, Charbonneau et al. 2000), el cual previamente ya se había detectado por el método de las velocidades radiales. De este modo, la detección del eclipse confirmó efectivamente las mediciones efectuadas de velocidad radial.

Charbonneau et al. (2002) realizaron la primer detección de elementos químicos en la atmósfera de un exoplaneta, mediante mediciones espectrofotométricas realizadas con el Hubble Space Telescope (HST). Estos autores encontraron que, cuando el exoplaneta de HD 209458 produce un tránsito, aparece una leve absorción adicional ( $\sim 5\%$ ) en el doblete del Sodio neutro (589.3 nm). Esta absorción adicional sería producida por la presencia del mismo elemento en la atmósfera del exoplaneta. Luego, se detectó H atómico (Vidal-Madjar et al. 2003), Oxígeno y Carbono (Vidal-Madjar et al. 2004), en el mismo exoplaneta. En la Figura 1.14 se muestra la variación de la línea Lyman  $\alpha$  antes y después del tránsito tomada con el HST. Por otro lado, en la Figura 1.15 mostramos una comparación de los espectros de la estrella HD 209458, durante el tránsito y fuera del tránsito, mediante líneas finas y gruesas, respectivamente. En el rango de longitud de onda observado aparecen algunas líneas de emisión, las cuales no se pueden resolver individualmente debido a la baja resolución empleada ( $\sim 2.5 \text{ \AA}/\text{pix}$ ). Sin embargo, se aprecian claramente variaciones en la intensidad total de las líneas de OI y CII. En el panel del medio se muestran las bandas de error, y en el panel inferior observamos un espectro de comparación de mayor resolución, donde podemos ver las mencionadas líneas. Finalmente, mencionamos el trabajo de Tinetti et al. (2007), quienes detectaron vapor de agua en el exoplaneta de la estrella HD 189733, también durante los tránsitos.

Recién en el año 2001, se encontró el primer exoplaneta alrededor de una estrella

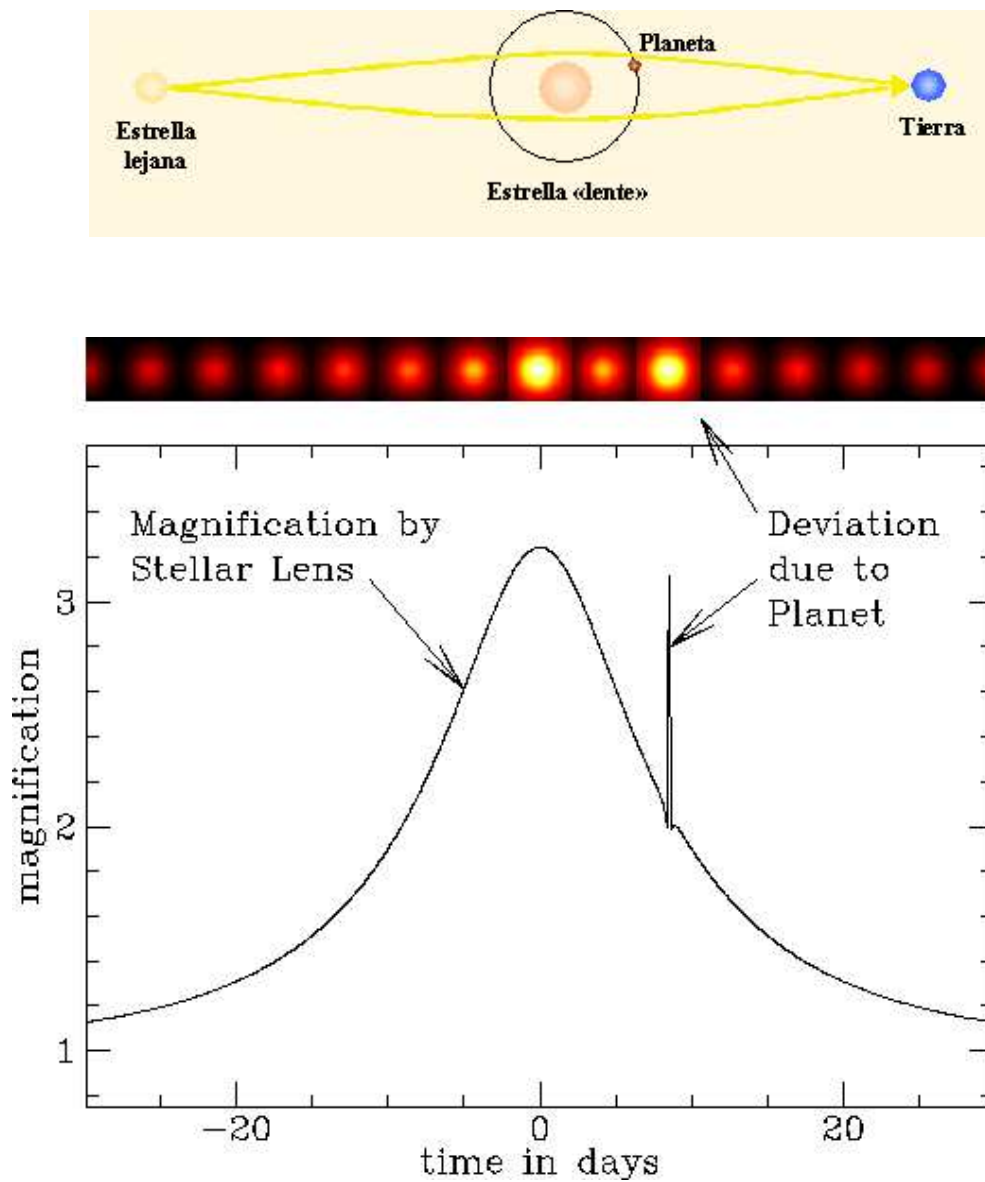


Figura 1.13: Esquema de lo que ocurre en un evento de lente gravitacional. Panel superior: mientras la estrella de fondo se desplaza por detrás de la estrella lente (equivalente a desplazarse verticalmente la figura), el observador recibe una imagen “magnificada” de la estrella de fondo. Panel inferior: variación del brillo de la estrella de fondo, debido al efecto de lente gravitacional. Se aprecia la anomalía en la curva debido a la presencia de un exoplaneta en la estrella lente. Imágenes tomadas de la página [www.exoplanets.org](http://www.exoplanets.org).

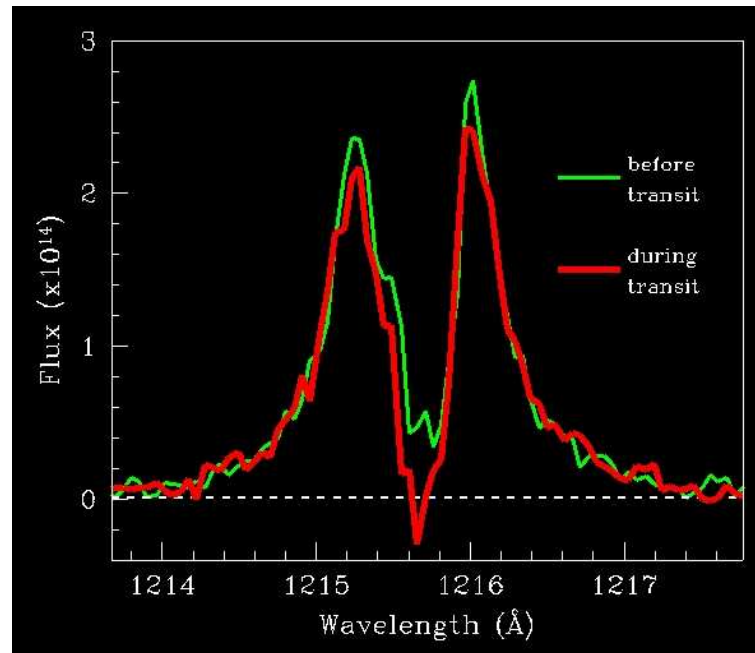


Figura 1.14: Variación del 15% de la línea Lyman  $\alpha$  antes y después del tránsito, observada con el HST. Imagen tomada de la página <http://www2.iap.fr/exoplanetes/>.

gigante: Iota Draconis (Frink et al. 2002). Luego, se encontró el primer exoplaneta en un cúmulo globular (M4), por lo cual constituye el exoplaneta más viejo encontrado hasta el momento (Sigurdsson et al. 2003), con una masa de  $\sim 2 M_{\text{Jup}}$ . Este pequeño objeto se encuentra asociado a un sistema binario compuesto por un púlsar y por una enana blanca. También, ya mencionamos la primer detección de un exoplaneta mediante imagen directa en el IR, como mostramos en la Figura 1.12 (Chauvin et al. 2004).

Fischer et al. (2007) realizaron el descubrimiento de lo que sería el 5<sup>to</sup> planeta orbitando a la estrella 55 Cnc, mediante la técnica Doppler. Las variaciones periódicas en la curva de velocidad radial de una estrella, se analizan para obtener los datos de un primer exoplaneta. Luego, se restan a esta curva los efectos producidos por este primer compañero. Si los residuos también muestran signos de una variación periódica, esto puede ser indicativo de un segundo compañero, y así sucesivamente. Este análisis se debe realizar con mucha precaución, debido a que los residuos pueden ser muy pequeños, de pocos m/s. De este modo, 55 Cnc es al momento la estrella con mayor cantidad de exoplanetas conocidos, y representa prácticamente un análogo de nuestro propio Sistema Solar. En la Figura 1.16 mostramos una ilustración donde se

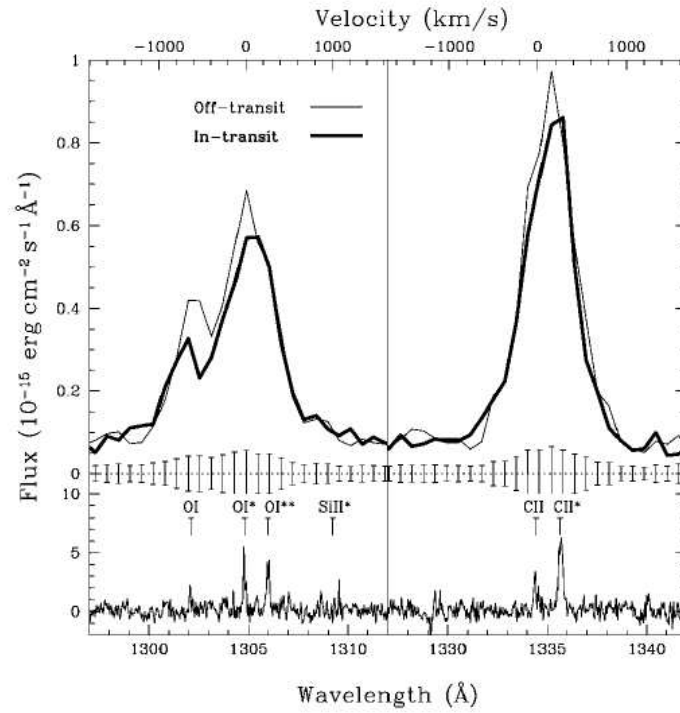


Figura 1.15: Comparación de los espectros de la estrella HD 209458, tomado de Vidal-Madjar et al. (2004), durante el tránsito y fuera del tránsito (líneas finas y gruesas, respectivamente). En el panel del medio se muestran las bandas de error, y en el panel inferior observamos un espectro de comparación de mayor resolución, donde podemos ver las líneas individuales.

Tabla 1.3: Datos más importantes de los cinco planetas que orbitan alrededor de la estrella 55 Cnc

Nombre planeta	M sen $i$ [ $M_{\text{Jup}}$ ]	a [pc]	e	P [días]
55 Cnc b	0.82	0.11	0.014	14.6
55 Cnc c	0.16	0.24	0.086	44.3
55 Cnc d	3.83	5.77	0.025	5218.1
55 Cnc e	0.03	0.04	0.070	2.8
55 Cnc f	0.14	0.78	0.200	260.1

compara el aspecto que tendría el sistema múltiple de la estrella 55 Cnc, con respecto a nuestro Sistema Solar. Por otro lado, en la Tabla 1.3 listamos los datos más importantes de los planetas que orbitan a esta estrella. En particular, las masas mínimas varían entre 0.03–3.8  $M_{\text{Jup}}$ , y las distancias entre 0.03–5.77 AU.

## 1.2. Estrellas de tipo Vega

### 1.2.1. Definición

Las llamadas estrellas de “tipo Vega” son un conjunto de estrellas de secuencia principal, las cuales presentan un exceso de emisión en el infrarrojo (IR), con respecto a sus niveles fotosféricos normales. Inicialmente, fue de gran importancia la contribución del satélite IRAS (InfraRed Astronomical Satellite), proporcionando las primeras mediciones en el IR lejano, en las bandas de 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ , desde su lanzamiento en el año 1983. En particular, Aumann (1984) y Aumann et al. (1984) fueron los primeros en encontrar exceso IR en la estrella  $\alpha$  Lyr (=Vega). Estos autores atribuyeron el exceso en Vega, a la reemisión de partículas de polvo calentado a 85 K, y ubicado a 80 pc de la fuente central. Después del descubrimiento en Vega, se observó que otras estrellas cercanas también presentaban excesos IR, entre ellas  $\alpha$  PsA (=Fomalhaut),  $\beta$  Pic y  $\epsilon$  Eri (Gillett 1986). Las 4 estrellas mencionadas son de tipo espectral A y de secuencia principal, excepto  $\epsilon$  Eri cuyo tipo espectral es K2 V. Sin embargo, esta última es una estrella muy cercana (3.2 pc), lo que facilitó la medición de los flujos IR por el satélite IRAS.

Luego de encontrar excesos IR en estas estrellas, se obtuvieron imágenes de la es-

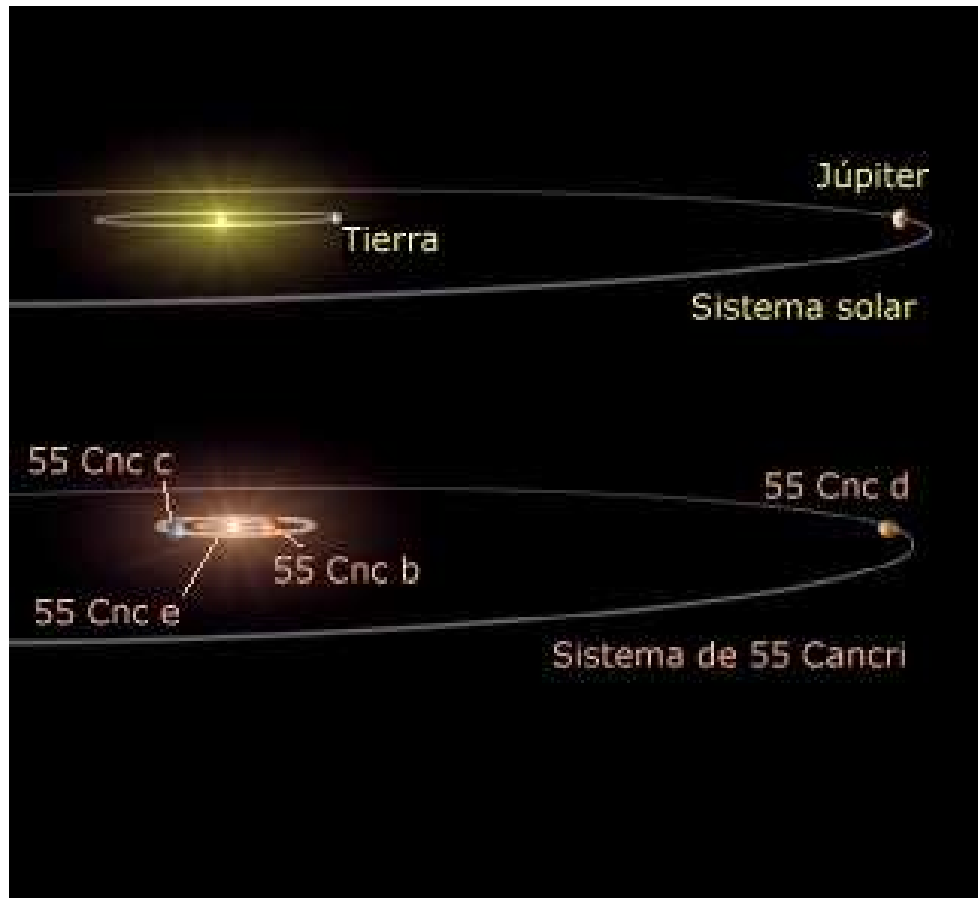


Figura 1.16: Ilustración donde se compara el aspecto que tendría el sistema múltiple de la estrella 55 Cnc, con respecto a nuestro Sistema Solar. Los distintos exoplanetas son identificados mediante en nombre de la estrella, seguidos de las letras a, b, c, etc. Notar que en esta figura sólo se incluyen los cuatro primeros planetas detectados. El quinto planeta, 55 Cnc f tiene  $a = 0.78$  UA, yaciendo a una distancia de su estrella central similar a la de la Tierra con respecto al Sol. Ilustración tomada de la página [planetquest.jpl.nasa.gov](http://planetquest.jpl.nasa.gov).

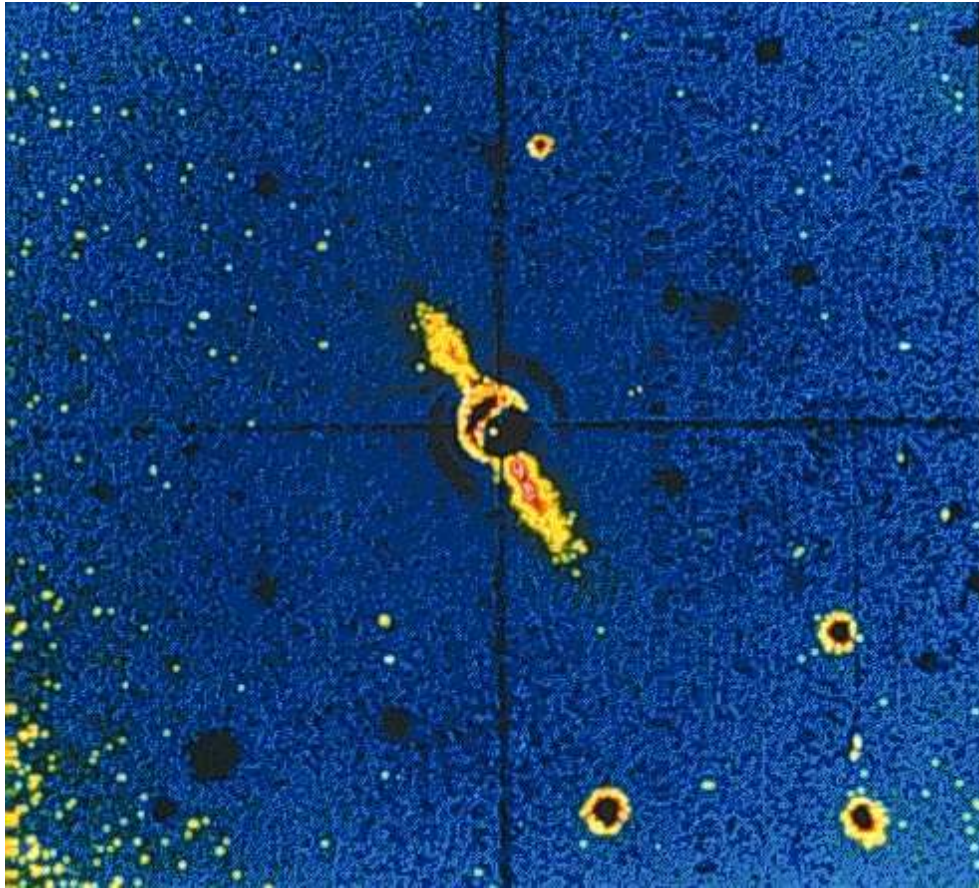


Figura 1.17: Imagen óptica de  $\beta$  Pic, mostrando la presencia de un disco de polvo que se extiende hasta  $25''$  ( $\sim 400$  pc) de la estrella central. Tomada del trabajo de Smith & Terrile (1984).

trella  $\beta$  Pic, las cuales confirmaron la presencia de un disco de polvo que se extendía hasta  $25''$  ( $\sim 400$  pc) de la estrella central (Smith & Terrile 1984). La imagen fue tomada en el telescopio Du Pont de 2.5 m de Las Campanas (Chile), sin utilizar filtro alguno. Este descubrimiento fue de gran importancia, por ser el primero en verificar la hipótesis de los discos de polvo, en estrellas con excesos IR. En la Figura 1.17, mostramos la imagen coronográfica de  $\beta$  Pic, obtenida por estos autores.

Relevamientos posteriores de IRAS, detectaron otras  $\sim 200$  estrellas de secuencia principal con excesos en el IR medio y lejano (Backman & Paresce 1993, Sylvester et al. 1996, Mannings & Barlow 1998, Sylvester & Mannings 2000, Habing et al. 2001, Laureijs et al. 2002). Se cree que este exceso es debido a la presencia de un disco cir-

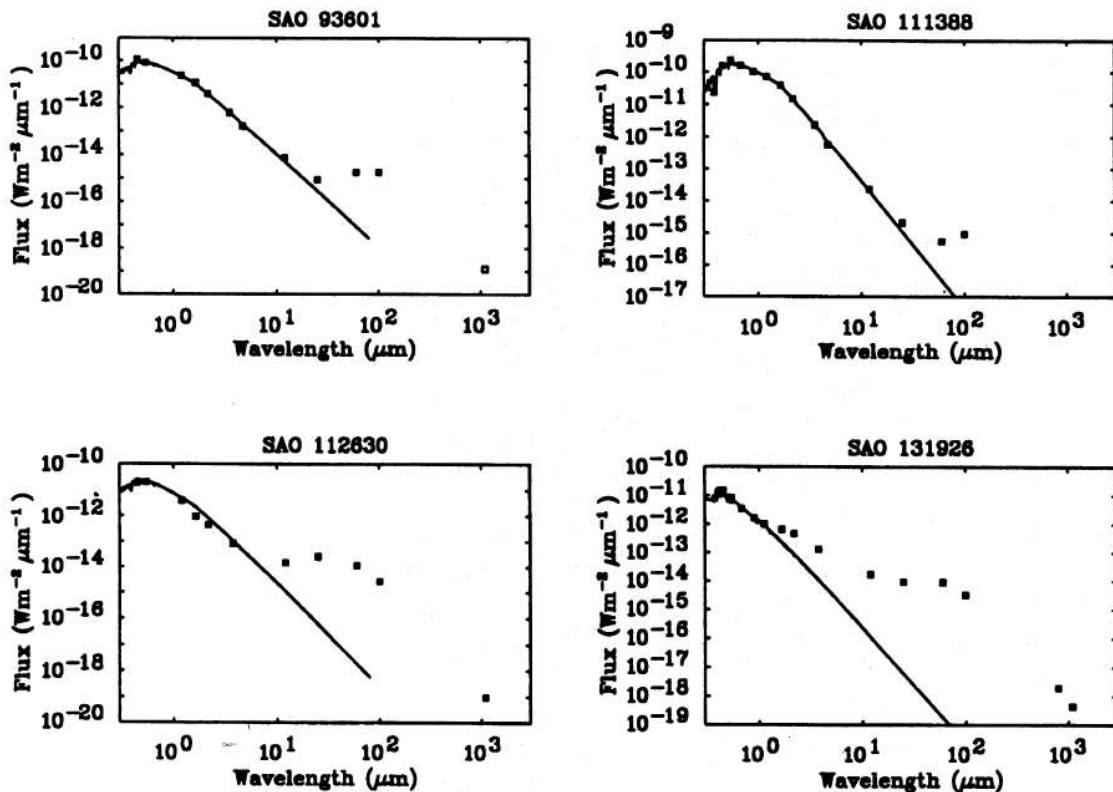


Figura 1.18: Distribuciones espectrales de energía correspondientes a las estrellas SAO 93601, SAO 111388, SAO 112630 y SAO 131926, tomadas de Sylvester et al. (1996). La línea continua corresponde a la emisión fotosférica de la fuente. Se aprecia el exceso de los flujos observados, por encima de la emisión de la estrella, para longitudes de onda largas, en la región IR del espectro.

cunestelar de polvo o remanente de disco. En la Figura 1.18 mostramos distribuciones espectrales de energía, correspondientes a las estrellas SAO 93601, SAO 111388, SAO 112630 y SAO 131926, tomadas de Sylvester et al. (1996). La línea continua corresponde a la emisión fotosférica de la fuente. Por lo general, ésta se aproxima mediante un cuerpo negro con la misma temperatura de la estrella. Claramente se aprecia el exceso de los flujos observados para longitudes de onda del IR, por encima de la emisión de la estrella, de modo que el exceso observado no puede ser de origen estelar.

La interpretación de la forma de estas distribuciones espectrales de energía, o bien de la existencia de excesos IR debido a la presencia de discos, ya había sido prop-



uesta tempranamente por Lynden-Bell y Pringle (1974), anterior incluso al primer descubrimiento de exceso IR en Vega. Estos autores presentaron un modelo formado por una estrella y un disco circunestelar de polvo. Este último, se puede pensar como un conjunto de anillos concéntricos, tal que cada anillo se encuentra a una cierta distancia de la estrella. Por consiguiente, cada uno de ellos tendrá una temperatura diferente (decreciente a medida que nos alejamos de la fuente), y supondremos que emiten como un cuerpo negro, a esa temperatura. Los anillos más “calientes” serían aquellos que se encuentran más cerca de la estrella. Luego, la emisión total del disco se puede pensar en primer aproximación, como la suma de la contribución de cada uno de los anillos, además de los efectos de dispersión de la radiación. Dado que el disco tendría temperaturas relativamente bajas (50–200 K), esta emisión sería observada en longitudes de onda más allá del óptico, es decir en el IR medio y lejano.

Las estrellas de tipo Vega “confirmadas”, como en el caso de  $\beta$  Pic, son aquellas que cuentan con una imagen directa del disco de polvo, mientras que el resto de las estrellas del grupo se consideran como candidatas. Actualmente, existen cerca de una docena de estrellas de tipo Vega confirmadas. Debido al muy alto contraste entre la estrella central y el disco (entre 3 y 6 magnitudes), por lo general se prefiere “tapar” la fuente central utilizando un pequeño disco o diafragma, de modo que sólo llega luz al detector del disco circunestelar y no de la fuente central. Esta técnica recibe el nombre de imagen coronográfica. Las imágenes coronográficas de los discos de polvo revelan estructuras como anillos, arcos, y otras estructuras no axisimétricas (ver, por ejemplo, Holland et al. 1998, Koerner et al. 1998). La Figura 1.19 muestra imágenes coronográficas de discos en algunas estrellas cercanas:  $\beta$  Pictoris, AU Mic y HD 107146, tomadas con el telescopio espacial Hubble <sup>6</sup>.

Debido a la contaminación de los flujos del satélite IRAS, muchas estrellas de este grupo han resultado no ser tales. Por ejemplo, Schneider et al. (2001) y Jayawardhana et al. (2002) no encuentran evidencia de material circunestelar alrededor de 55 Cnc, basados en datos de alta sensibilidad en el IR cercano y sub-milimétrico. Las observaciones sub-milimétricas fueron realizadas con el instrumento SCUBA (Submillimeter Common-User Bolometric Array) del telescopio James Clerk Maxwell (JCMT). En particular, Jayawardhana et al. (2002) sugiere que la emisión en  $60 \mu\text{m}$  de este objeto viene de 3 fuentes del fondo, detectadas en  $850 \mu\text{m}$ . Parte de estos problemas

---

<sup>6</sup>Las imágenes fueron obtenidas de la página web del telescopio espacial Hubble, <http://hubblesite.org/>

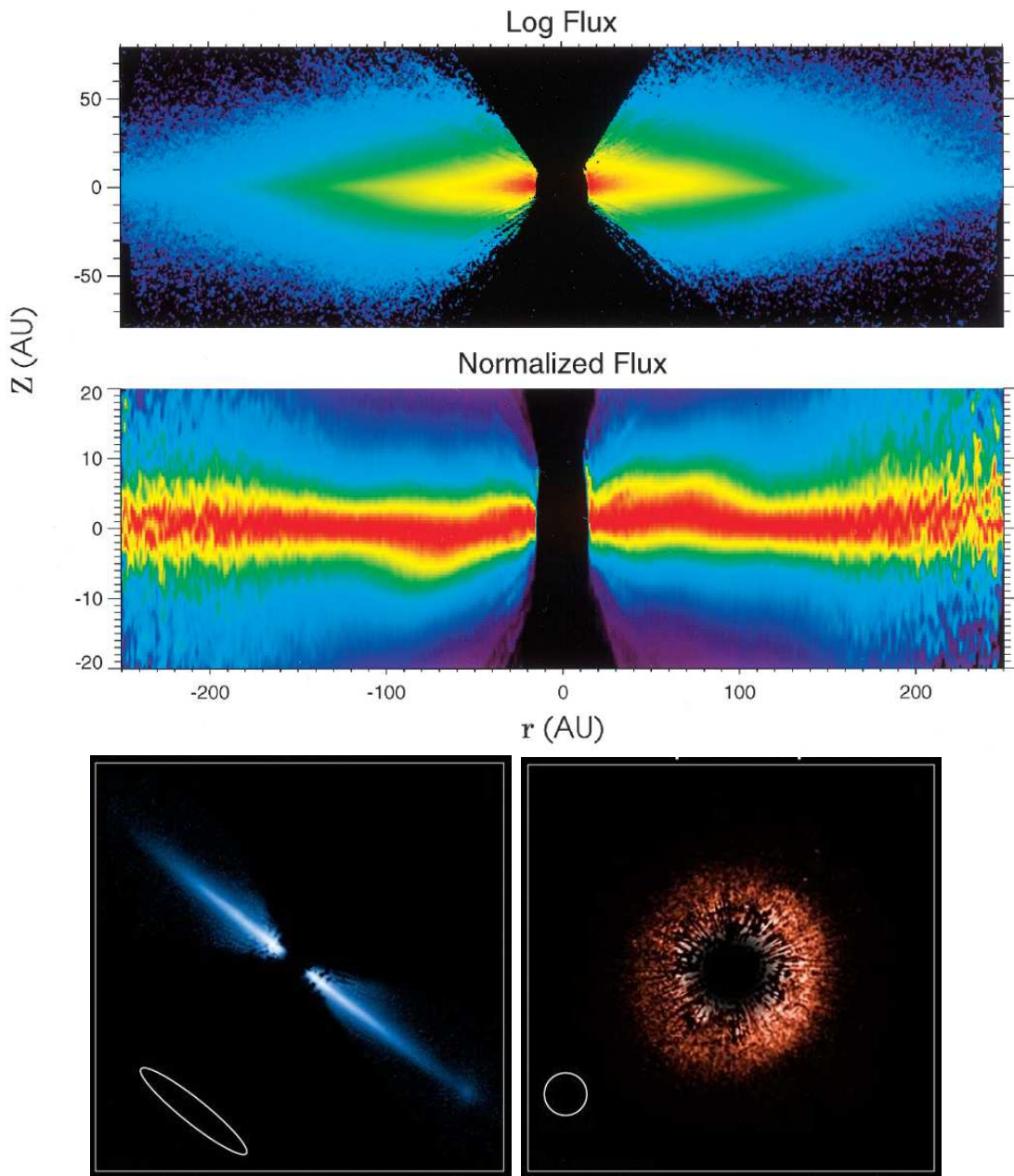


Figura 1.19: Imágenes coronográficas de discos en algunas estrellas cercanas:  $\beta$  Pictoris (los dos paneles superiores), AU Mic y HD 107146 (los dos paneles inferiores), observadas por el telescopio espacial Hubble. Tomadas de la página del telescopio [www.hubblesite.org](http://www.hubblesite.org).

se deben al tamaño del “bin” o apertura del satélite IRAS, el cual es relativamente grande. Esta apertura tiene la forma de una elipse, llamada elipse de incerteza, cuya posición y tamaño varían según la estrella considerada. Por lo general, los semiejes de la elipse no superan  $\sim 1'$ , pudiendo caer dentro de ella varios objetos contaminantes (generalmente, galaxias de fondo) en la medición de los flujos.

Otro problema de IRAS es la calidad de los datos obtenidos, los cuales son muchas veces sólo un límite superior al verdadero valor de los flujos. Este problema es particularmente importante en las bandas de 60 y 100  $\mu\text{m}$ , que resultan las más afectadas. Los catálogos IRAS (Beichman et al. 1988, Moshir et al. 1989) establecen la calidad de los flujos mediante una variable llamada FQUAL (Flux QUALity). Esta variable puede tomar los valores 3, 2 y 1, correspondiente a una calidad alta, moderada, o sólo un límite superior en las distintas bandas observadas, respectivamente. Más recientemente, el satélite Spitzer ha logrado mejoras significativas en los datos IR, con respecto al satélite IRAS. Por un lado, el tamaño del “pixel” es bastante menor ( $\sim 15''$ ), lo cual reduce los problemas de contaminación. Otra ventaja importante de Spitzer, consiste en alcanzar a los tipos espectrales FG, es decir solares, (ver, por ejemplo, Meyer et al. 2004, Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006, Kim et al. 2005), e incluso en estrellas binarias (Trilling et al. 2007), lo cual era imposible con IRAS, ya que la sensibilidad le permitía estudiar excesos en las estrellas más tempranas A, y algunas F. Por este motivo, la reciente contribución de Spitzer como sucesor de IRAS, se ha vuelto de gran importancia en el estudio de este tipo de estrellas.

Las observaciones de Spitzer han permitido refinar la fracción de estrellas de secuencia principal con exceso IR obtenidas inicialmente con IRAS (15%, Plets & Vynckier 1999). Beichman et al. (2006a) encuentra que 13% de 82 estrellas con tipos espectrales FGK presenta exceso en 70  $\mu\text{m}$ , mientras que Su et al. (2006) encuentran exceso en 32% de 160 estrellas observadas de tipo espectral A. Notablemente, Beichman et al. (2006b) no encuentran discos de polvo en 23 estrellas más frías que el tipo espectral K1. Spitzer también ha permitido estudiar la evolución de los discos de polvo en estrellas de tipo espectral A entre 5 y 850 Myr de edad (Rieke et al. 2005, Su et al. 2006). Estos autores midieron excesos IR (24  $\mu\text{m}$  y 70  $\mu\text{m}$ ) en varias decenas de estrellas A. También encuentran que las estrellas más viejas tienen una menor luminosidad fraccional del disco y un menor exceso de emisión. Los discos muestran una variedad grande, y pareciera que el polvo es generado en eventos episódicos por colisión de planetesimales.

### 1.2.2. Características de los discos

A fin de caracterizar los discos de las estrellas de tipo Vega, vamos a explicar brevemente cuál es la diferencia entre los discos primordiales y los discos de segunda generación. Estos últimos también son llamados discos de escombros (“debris”) o remanente de discos, y son los que corresponden a las estrellas de tipo Vega. Los discos primordiales son discos jóvenes, que resultan del proceso de la formación estelar. Son discos masivos, ricos en gas: el cociente entre masa de gas y polvo es de  $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}} \sim 100$ , lo cual es similar al medio interestelar. Por otro lado, los discos asociados con las estrellas de tipo Vega, o remanentes de disco, están formados principalmente por polvo, el cual se supone que ha sido generado a partir de la colisión de objetos más grandes, llamados planetesimales (Backman & Paresce 1993, Jura et al. 1998). Un planetesimal es un objeto con radio de algunos kms, los cuales podrían interactuar gravitatoriamente entre sí. De este modo, el polvo no sería primordial, sino que sería polvo de segunda generación. En la Figura 1.20 se muestran dos representaciones de discos de distinto tipo: en el panel superior se muestra un disco primordial, rico en gas. En el panel inferior, se muestra un disco de polvo, similar al de las estrellas de tipo Vega <sup>7</sup>.

En el grupo de estrellas de tipo Vega, existen dos escalas de tiempo importantes, las cuales están relacionadas con los discos. Por un lado, consideremos una estrella de tipo Vega en sus etapas de formación, cuando tenía un disco de tipo primordial y no uno de polvo. La escala de tiempo para la disipación del gas en este disco, es de  $3-10 \cdot 10^6$  años (Zuckerman et al. 1995). Es una primera escala de tiempo muy importante, ya que establecería un límite superior en el tiempo necesario para la creación de planetas gigantes gaseosos en el disco. Posteriormente, la estrella de tipo Vega evoluciona y queda con un disco remanente, y la escala de tiempo para remover el polvo es relativamente corta, de  $\sim 1$  período por presión de radiación (Burns et al. 1979, Backman & Paresce 1993) o bien de  $\sim 10^4$  años por medio del arrastre de Poynting-Robertson (Backman & Paresce 1993). Este último efecto, conocido como “PR drag”, consiste en una interacción entre la radiación con las partículas de polvo, produciendo que el grano de polvo caiga lentamente en espiral hacia la estrella <sup>8</sup>.

---

<sup>7</sup>Las imágenes fueron obtenidas de la página web del telescopio Spitzer: <http://www.spitzer.caltech.edu/>.

<sup>8</sup>Esto se debe a que las partículas absorben fotones en dirección radial, ganando masa por el principio de equivalencia masa-energía. Luego, por conservación del momento angular, las partículas deben caer hacia una órbita menor.

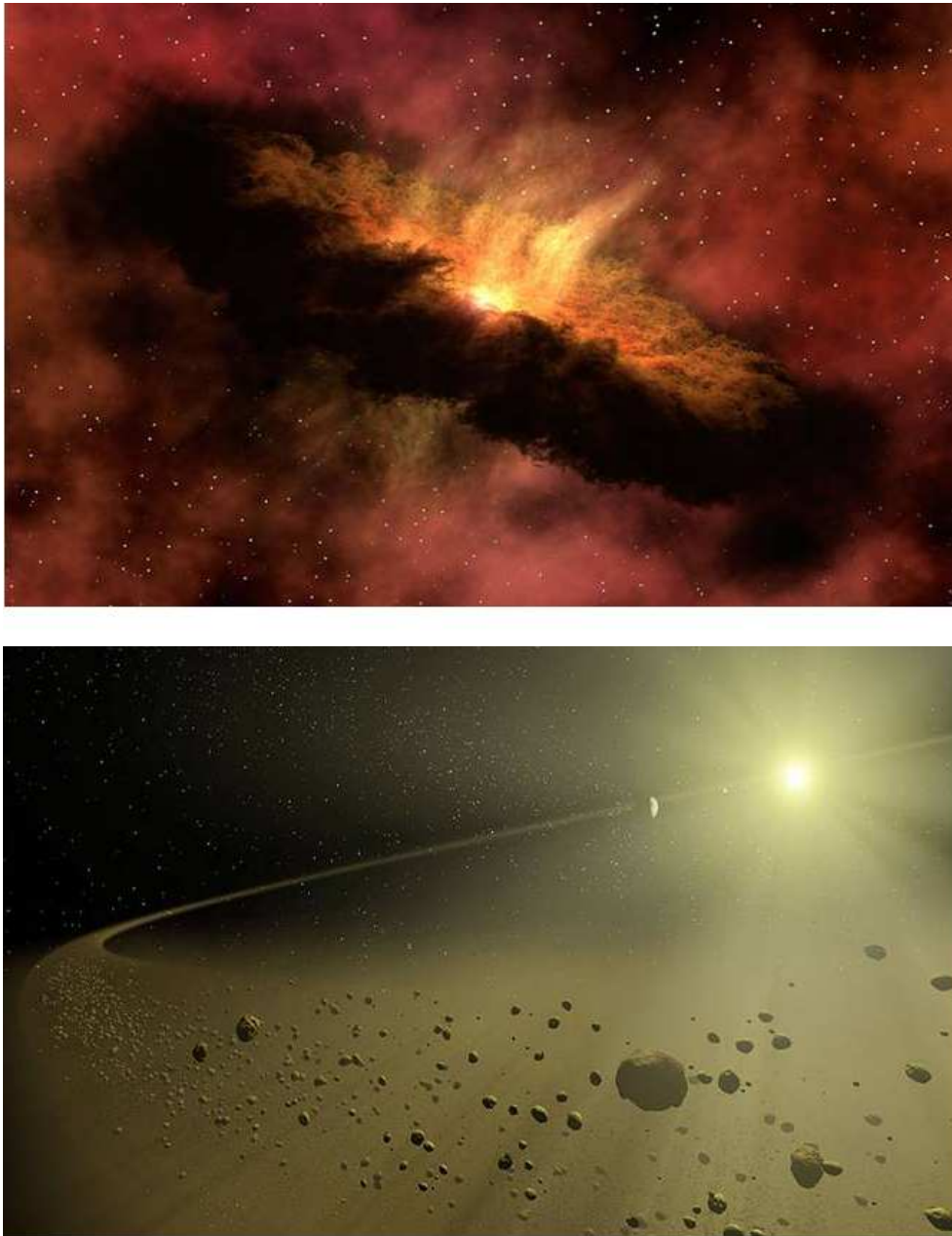


Figura 1.20: Representaciones de discos de distinto tipo: en el panel superior se muestra un disco primordial, rico en gas. En el panel inferior, se muestra un disco de polvo, similar al de las estrellas de tipo Vega. Tomadas de la página del telescopio Spitzer: <http://www.spitzer.caltech.edu/>.

Como el tiempo estimado para remover el polvo es mucho menor que la escala de tiempo de los discos mismos, se infiere que el polvo observado en las estrellas de tipo Vega no es primordial, sino que ha sido generado más recientemente por colisiones. Es decir, se trata de un disco de polvo de segunda generación.

Las dimensiones típicas de los discos de polvo en estrellas de tipo Vega, son del orden de 100–1000 UA, mostrando un amplio rango de tamaños y morfologías a una misma edad, estimados partir de las imágenes directas. La componente más importante del disco son granos de polvo, incluyendo silicatos amorfos y cristalinos (Weinberger et al. 2003). El tamaño de las partículas es  $> 10 \mu\text{m}$  en general. En caso de encontrar tamaños menores, esto puede deberse al resultado de una colisión reciente (Jura et al. 2004, Stapelfeldt et al. 2004). El material del disco, es calentado por la estrella central a temperaturas de  $\sim 50\text{--}100$  K, y éste luego reemite en el IR. La emisión del disco puede aproximarse como la emisión de un cuerpo negro, a esta temperatura (ver, por ejemplo, Beichman et al. 2005).

### 1.2.3. Exoplanetas y estrellas de tipo Vega

Las estrellas EH y las estrellas de tipo Vega, nacieron como dos grupos inconexos. El primer grupo es detectado mayoritariamente por la técnica Doppler, el segundo mediante excesos IR. Las edades de estos grupos son de  $\sim 3\text{--}4 \cdot 10^9$  años (Reid 2002, Saffe & Gómez 2004) y de  $\sim 10^9$  años (Song et al. 2000, Song et al. 2001), respectivamente, de modo que no pareciera haber una diferencia de edad significativa entre ellos. La hipótesis de que los exoplanetas se formaron a partir del material circunestelar de la estrella, lleva a pensar que estos dos grupos pudieran estar de algún modo relacionados, a pesar de que los métodos de búsqueda y las muestras inicialmente seleccionadas pueden ser muy diferentes. Las primeras evidencias observacionales muestran efectivamente que algunas estrellas EH presentaban imágenes submilimétricas o excesos IR, consistentes con la presencia de discos circunestelares, además de sus compañeros de baja masa (Greaves et al. 1998, Zuckerman 2001). Dado que el grupo de las estrellas EH está formado en su mayoría por estrellas de tipo solar, la detección de discos en estas estrellas se ve beneficiada por el satélite Spitzer, cuya sensibilidad permite detectar excesos IR particularmente en estrellas F y G (Werner et al. 2004).

Como ejemplo de la coexistencia de exoplanetas y de discos de polvo, mencionare-

mos el caso de la estrella  $\epsilon$  Eri. Es un objeto muy cercano (3.22 pc) de secuencia principal, de tipo espectral K2 V, con una masa estimada de  $0.8 M_{\odot}$  y una edad de  $\sim 1$  Gyr. En la Figura 1.21 mostramos una imagen submilimétrica ( $850 \mu\text{m}$ ) de la emisión del polvo alrededor de esta estrella, tomada de Greaves et al. (1998). Las observaciones fueron realizadas con el instrumento SCUBA (Submillimeter Common-User Bolometric Array) del telescopio James Clerk Maxwell (JCMT). El pico de emisión del anillo observado se encuentra a  $\sim 60$  AU de la fuente central. La masa estimada del material circunestelar es  $\sim 0.001 M_{\text{Jup}}$ , la cual es comparable a la masa total de cometas que orbitan nuestro Sistema Solar. Estos autores explican que las posibles subestructuras observadas en el disco-anillo de polvo, pueden atribuirse a perturbación por planetas cercanos. Dos años más tarde, Hatzes et al. (2000) mostraron variaciones periódicas en la velocidad radial de esta estrella ( $P \sim 7$  años), indicativas de la presencia de un compañero planetario. El exoplaneta tendría una excentricidad de 0.6, una masa mínima de  $0.86 M_{\text{Jup}}$ , y se encontraría orbitando a una distancia de 3.3 AU de la fuente central. De este modo, el exoplaneta se ubicaría relativamente cerca de la estrella, y a mayor distancia se ubicaría el disco de polvo. En la Figura 1.22 mostramos una ilustración del material circunestelar alrededor de la estrella  $\epsilon$  Eri, mostrando el planeta cercano a la fuente, y más allá el disco de polvo.

En otros casos, la presencia del exoplaneta dentro del disco de polvo es sólo hipotética. Por ejemplo, en el panel superior de la Figura 1.23 mostramos una imagen coronográfica del disco de polvo que rodea a la estrella HD 141569, tomada con el telescopio espacial Hubble. La morfología observada es la de dos anillos concéntricos, o bien la de un disco con un anillo interno de vacío. Las características radiales observadas no son reales y son debidas al procesamiento de la imagen. En el panel inferior, podemos ver un modelo numérico del disco de polvo, donde se aprecia el anillo de vacío en el disco de polvo. Este vacío se atribuye a la presencia de un posible planeta (no detectado hasta el momento), que estaría barriendo el material del disco.

### 1.3. Objetivos generales de este trabajo

Como explicamos anteriormente, las estrellas EH poseen un compañero de baja masa o exoplaneta, el cual suponemos que se ha formado a partir de un disco. Por otro lado, las estrellas de tipo Vega son estrellas que poseen un remanente de disco o disco de segunda generación. Por este motivo, uno de los objetivos centrales de este

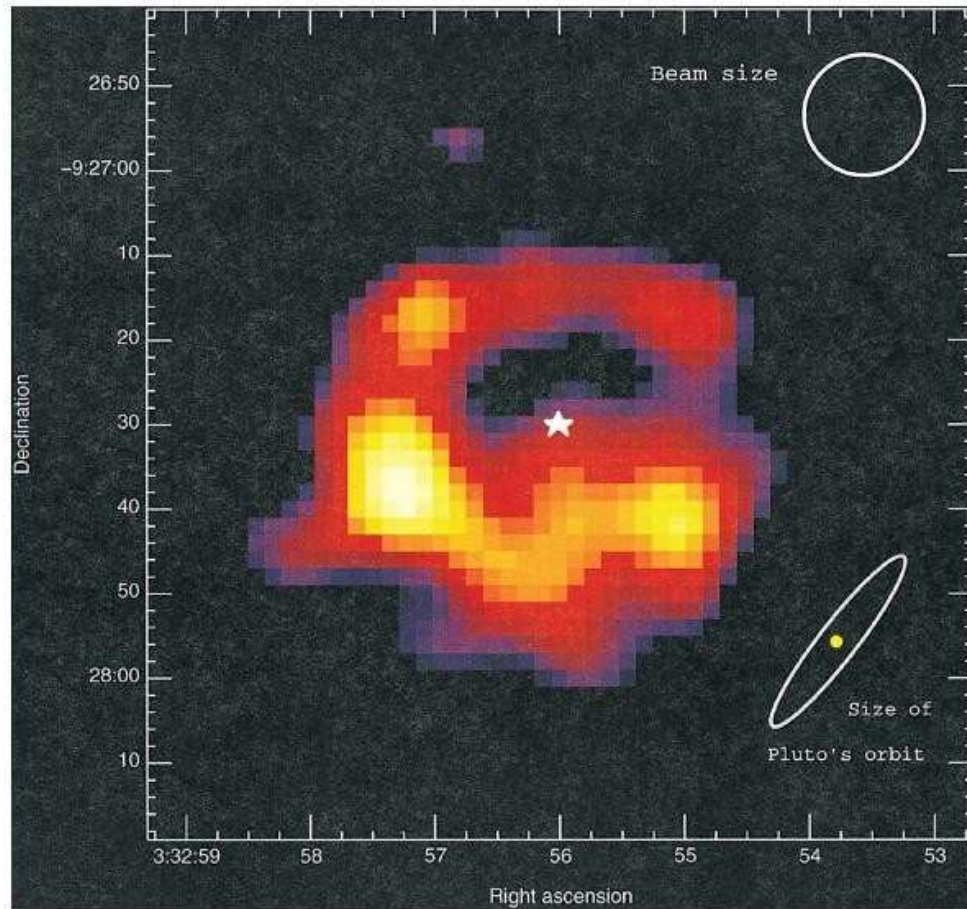


Figura 1.21: Imagen submilimétrica ( $850 \mu\text{m}$ ) de la emisión del polvo alrededor de la estrella  $\epsilon$  Eri, tomada de Greaves et al. (1998). Las observaciones fueron realizadas con el instrumento SCUBA (Submillimeter Common-User Bolometric Array) del telescopio James Clerk Maxwell (JCMT). El pico de emisión del anillo observado se encuentra a  $\sim 60$  AU de la fuente central, cuya posición se marca en la imagen mediante una estrella de cinco puntas.



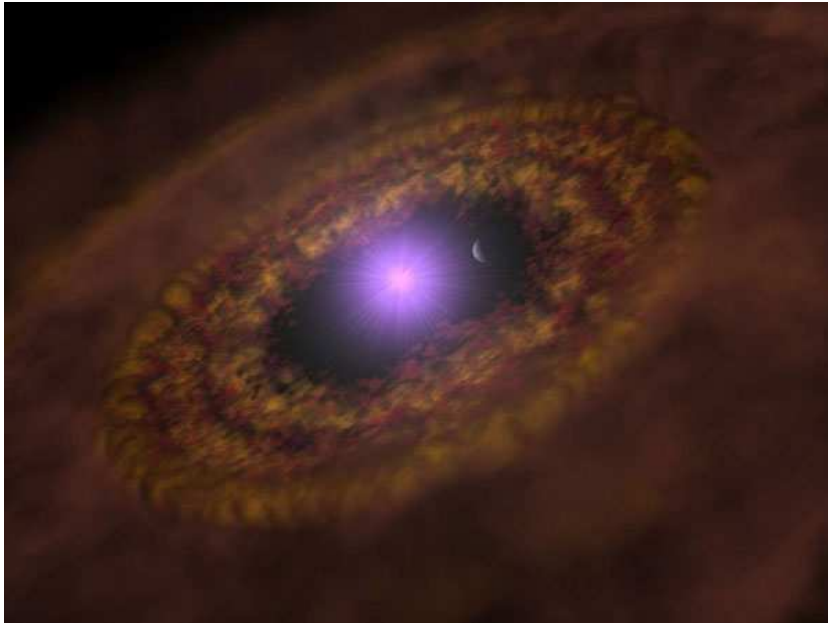


Figura 1.22: Ilustración del material circunestelar alrededor de la estrella  $\epsilon$  Eri, mostrando el planeta cercano a la fuente, y más allá el disco de polvo. Tomada de la página [www.planetquest.jpl.nasa.gov](http://www.planetquest.jpl.nasa.gov).

trabajo consiste en estudiar la posible relación entre estos dos grupos de estrellas, y a la vez su diferenciación con respecto a las estrellas sin discos ni planetas gaseosos detectados. La conexión entre las estrellas EH y las estrellas de tipo Vega es importante porque son dos grupos que parecieran evidenciar propiedades físicas similares, lo cual relacionaría las estrellas EH con los discos protoplanetarios.

Por definición, las estrellas de tipo Vega son candidatas a poseer un disco remanente o disco de polvo. Luego, uno de los objetivos de la primera parte de este trabajo consiste en determinar cuál es la incidencia o frecuencia de discos entre las estrellas EH (Capítulo 2) y si esta frecuencia es similar o no a la frecuencia de estrellas de tipo Vega, entre las estrellas de la vecindad solar. Entre las estrellas con planeta/s y disco, anteriormente mencionamos el descubrimiento correspondiente a  $\epsilon$  Eri (Greaves et al. 1998, Zuckerman 2001). Recientemente otras 6 estrellas EH con discos de polvo han sido detectadas utilizando el telescopio Spitzer (Beichman et al. 2005). A partir de los flujos observados en las distintas regiones del espectro óptico e IR, construiremos las distribuciones espectrales de energía de una muestra de estrellas EH, y utilizaremos distintos indicadores para cuantificar la presencia de excesos IR, tales como cocientes

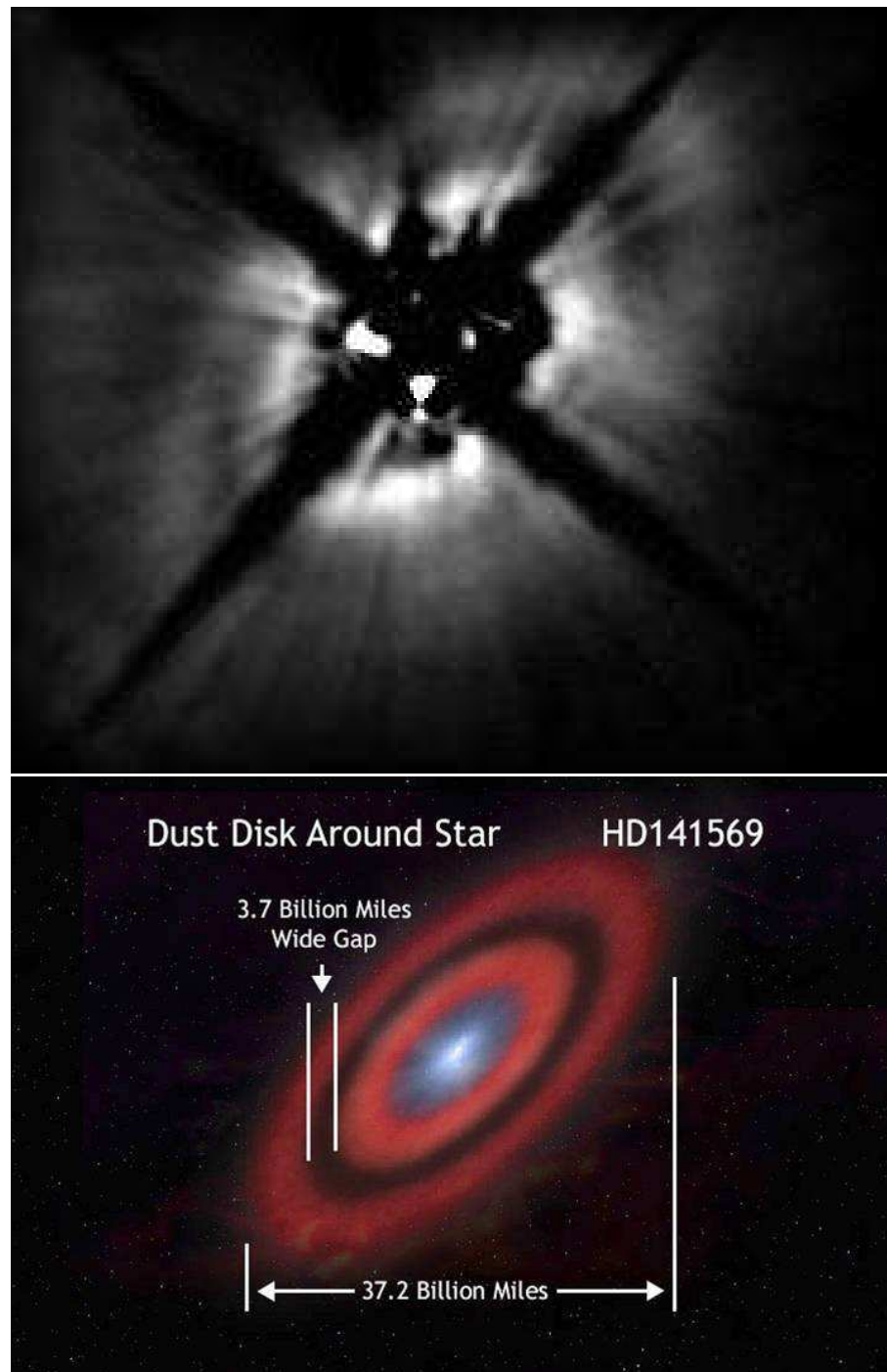


Figura 1.23: Panel superior: imagen coronográfica del disco de polvo que rodea a la estrella HD 141569, obtenida con el telescopio espacial Hubble. Panel inferior: modelo numérico del disco de polvo, donde se aprecia el anillo de vacío. Este vacío se atribuye a la presencia de un posible planeta (no detectado hasta el momento), que estaría barriendo el material del disco. Las imágenes han sido tomadas del trabajo de Weinberger et al. (1999).

de flujos observados y esperados, y luminosidades fraccionales. También vamos a comparar las propiedades polarimétricas de las estrellas EH con respecto a las de tipo Vega.

Hasta el momento, el único distintivo de las estrellas EH entre las estrellas de la vecindad solar, es que, como ya mencionamos, son ricas en metales. Suchkov & Schultz (2001) encontraron que 9 estrellas EH de tipo F, eran significativamente más jóvenes que las estrellas F de campo, con lo cual la edad podría ser un parámetro de ayuda al seleccionar candidatos a estrellas EH, es decir, que permitiese diferenciarlas de otras estrellas de la vecindad solar. Conocer la distribución de edades de estas estrellas (Capítulo 3), no sólo nos permitirá compararlas con respecto a las demás estrellas cercanas, sino que también con respecto a las estrellas de tipo Vega, como planteamos anteriormente. Un “test” importante será verificar si existe alguna relación entre el exceso IR y la edad, relación que es positiva para las estrellas Vega de tipo espectral A (Rieke et al. 2005, Su et al. 2006). También buscaremos posibles correlaciones con respecto a características físicas de los exoplanetas, tales como masa, semieje mayor o excentricidad.

Las estrellas de tipo Vega se caracterizan por tener excesos IR asociados a discos tenues de polvo, sin que se conozcan hasta el momento otros parámetros que permitan diferenciar a estos objetos, como la metalicidad en el caso de las estrellas EH. Conocer la distribución de metalicidad de las estrellas de tipo Vega (Capítulo 4), nos permitirá confrontar estas estrellas con respecto a las estrellas EH, y con respecto a las demás estrellas de la vecindad solar. Si las estrellas de tipo Vega resultasen ser ricas en metales, esto sería un distintivo entre las estrellas de la vecindad solar, similar al caso de las estrellas EH. El incremento podría ser de origen primordial, o bien por una acreción posterior de material rico en metales hacia la estrella, tal vez del disco mismo. Si fuesen ricas en metales y con remanente de discos, aquellas estrellas de tipo Vega que no tienen exoplanetas detectados, estarían mostrando que el mecanismo de formación de planetas es complejo, y que las condiciones de tener disco (remanente) y ser rica en metales, no son condiciones suficientes para formar planetas. Por otro lado, si las estrellas de tipo Vega resultaran con metalicidades solares, estaría mostrando que la presencia del remanente de disco no correlaciona con la metalicidad de las estrellas. Esto ayudaría a explicar, al menos en parte, porqué la mayoría de estas estrellas no tienen exoplanetas detectados, ya que sabemos que las estrellas EH son, en general, ricas en metales. Por este motivo, estudiar la metalicidad de las estrellas de tipo Vega constituye otro de los objetivos de este trabajo.

Finalmente, a fin de estudiar la posible relación entre los exoplanetas y los discos de polvo (Capítulo 5), se determinarán los parámetros que mejor representan a estos últimos (masa, radio interno y radio externo) en las estrellas de tipo Vega. Esto nos permitirá estudiar si los discos de polvo ocurren en estrellas de diferentes características físicas, y si son independientes o no de los parámetros de la fuente estelar. Determinaremos cuáles son los valores más comunes que toman los parámetros de los discos, y confrontaremos estos valores con respecto a aquellas estrellas que poseen, además, un exoplaneta inmerso en el disco de polvo. Una probable independencia entre los parámetros de los discos y la presencia de planetas, podría sugerir que éstos últimos no son requeridos para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega.

## 1.4. Bibliografía

Aumann, H. H., 1984, *ApJ* 278, L23

Backman, D.E., Paresce, F., 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. Levy, Lunine, Mathews (Tucson: Univ. Arizona Press)

Beaulieu, J. P., Bennett, D. P., Fouque P., Williams, A., Dominik, M., Jorgensen, U. G., Kubas, D., Cassan, A., Coutures, C., Greenhill, J., 2006, *Nature* 439, 437

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Trilling, D. E., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Engelbracht, C. W., Blaylock, M., Gordon, K. D., 2005, *ApJ* 622, 1160

Beichman, C. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Gautier, T. N., Grogan, K., Shao, M., Velusamy, T., Lawler, S. M., Blaylock, M., Rieke, G. H., 2006, *ApJ* 652, 1674

Bouchy, F., Pont, F., Santos, N. C., Melo, C., Mayor, M., Queloz, D., Udry, S., 2004, *A&AL* 421, 13

Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., Rieke, G. H., Holmes, E. K., Lawler, S. M., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Gautier, T. N., Blaylock, M., 2006, *ApJ* 636,

1098

Butler, R. P., Marcy, G. W., 1996, ApJL 464, 153

Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., Fischer, D., Vogt, E., 2006, ApJ 646, 505

Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., Mayor, M., 2000, ApJL 529, 45

Charbonneau, D., Winn, J. N., Latham, D. W., Bakos, G., Falco, E. E., Holman, M. J., Noyes, R.W., Esquerdo, G. A., Everett, M. E., O'Donovan, F. T., 2006, ApJ 636, 445

Charbonneau, D., Brown, T. M., Noyes, R. W., Gilliland, R. L., 2002, ApJ 568, 377

Chauvin, G., Lagrange, A., Dumas B., Zuckerman, B., Mouillet, D., Song, I., Beuzit, J.L., Lowrance, P., 2004, A&AL 425, 29

Edgar, R. Artymowicz, P., 2004, MNRAS 354, 769

Eggenberger, A., Udry, S., Mayor, M., 2004, A&A 417, 353

Endl, M., Cochran, W. D., Krster, M., Paulson, D. B., Wittenmyer, R. A., MacQueen, P. J., Tull, R. G., 2006, ApJ 649, 436

Fischer, D. A., Laughlin, G., Butler, P., Marcy, G., Johnson, J., Henry, G., Valenti, J., Vogt, S. Ammons, M., Robinson, S., 2005, ApJ 620, 481

Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Laughlin, G., Henry, G. W., Abouav, D., Peek, K. M. G., Wright, J. T., Johnson, J. A., McCarthy, C., Isaacson, H., 2007, astro-ph 0712.3917

Frink, S., Mitchell, D. S., Quirrenbach, A., Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., 2002, ApJ 576, 478

Gillett, F. C., 1986, en "Light on dark matter, Proceedings of the First Infra-Red Astronomical Satellite Conference", Noordwijk, Netherlands, June 10-14, 1985 (A87-11851 02-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1986, 61-69

Gilliland, R. L., Brown, T. M., Guhathakurta, P., Sarajedini, A., Milone, E. F., Albrow, M. D., Baliber, N. R., Bruntt, H., Burrows, A., Charbonneau, D., 2000, *ApJL* 545, 47

Goldreich, P., Sari, R., 2003, *ApJ* 585, 1024

González, G., 1997, *MNRAS* 285, 403.

González, G., 1998, *A&A* 334, 221

González, G., Laws, C., Tyagi, S., Reddy, B., 2001, *AJ* 121, 432.

Gould, A., Dorsher, S., Gaudi, B. S., Udalski, A., 2006, *Acta Astronomica* 56, 1

Gray, D. F., Hatzes, A. P., 1997, *ApJ* 490, 412

Greaves, J. S., Holland, W. S., Moriarty - Schieven, G., Jenness, T., Dent, W. R. F., Zuckerman, B., McCarthy, C., Webb, R. A., Butner, H. M., Gear, W. K., Walker, H. J., 1998, *ApJL* 506, 133

Habing, H.J., Dominik, C., Jourdain de Muizon, M, Laureijs, R. J., Kessler, M. F., Leech, K., Metcalfe, L., Salama, A., Siebenmorgen, R., Trams, N., Bouchet, P., 2001, *A&A* 365, 545

Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., Guenther, E. W., Saar, S. H., Walker, G. A. H., Yang, S., Hartmann, M., Esposito, M., Paulson, D. B., Dilinger, M. P., 2006, *A&A* 457, 335

Heap, S. R., Lindler, D. J., Lanz, T. M., Cornett, R. H., Hubeny, I., Maran, S. P., Woodgate, B., 2000, *ApJ* 539, 435

Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., 2000, *ApJL* 529, 41

Holland, W. S., Greaves, J. S., Zuckerman, B., Webb, R. A., McCarthy, C., Coulson, I. M., Walther, D. M., Dent, W., Gear, W. K., Robson, I., 1998, *Nature* 392, 788

Jayawardhana, R., Holland, W. S., Kalas, P., Greaves, J. S., Dent, W. R. F., Wyatt, M. C., Marcy, G. W., 2002, *ApJL* 570, 93

Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Henry, G. W., Wright, J. T., Isaacson, H., McCarthy, C., 2006, *ApJ* 652, 1724

Jura, M., Chen, C. H., Furlan, E., Green, J., Sargent, B., Forrest, W. J., Watson, D. M., Barry, D. J., Hall, P., Herter, T. L., 2004, *ApJS* 154, 453

Jura, M., Malkan, M., White, R., Telesco, C., Pina, R., Fisher, R. S., 1998, *ApJ* 505, 897

Kim, J. S., Hines, D. C., Backman, D. E., Hillenbrand, L. A., Meyer, M. R., Rodmann, J., Moro-Martín, A., Carpenter, J. M., Silverstone, M. D., Bouwman, J., 2005, *ApJ* 632, 659

Koerner, D. W., Ressler, M. E., Werner, M. W., Backman, D. E., 1998, *ApJL* 503, 83

Laughlin, G., Adams, F. C., 1997, *ApJ* 491, 51

Laureijs, R.J., Jourdain de Muizon, M, Leech, K., Siebenmorgen, R., Dominik, C., Habing, H. J., Trams, N., Kessler, M. F., 2002, *A&A* 387, 285

Levison, H. F., Lissauer, J. J., Duncan, M. J., 1998, *AJ* 116, 2067

Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., Richardson, D. C., 1996, *Nature* 380, 606

Lynden-Bell, D., Pringle, J. E., 1974, *MNRAS* 168, 603

Mannings, V., Barlow, M., 1998, *A&A* 337, 808

Marcy, G. W., Butler, R. P., 1996, *A&AS* 189, 3401

Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D., Vogt, S., Wright, J. T., Tinney, C. G., Jones, H. R. A. 2005, *Progress of Theoretical Physics Supplement* 158, 24

- Mayor, M., Queloz, D., 1995, *Nature* 378, 355
- McNeil, D., Duncan, M., Levison, H. F., 2005, *AJ* 130, 2884
- Meyer, M. R., Hillenbrand, L. A., Backman, D. E., Beckwith, S. V. W., Bouwman, J., Brooke, T. Y., Carpenter, J. M., Cohen, M., Gorti, U., Henning, T., 2004, *ApJS* 154, 422
- Moutou, C., Loeillet, B., Bouchy, F., da Silva, R., Mayor, M., Pont, F., Queloz, D., Santos, N. C., Soransan, D., Udry, S., Zucker, S., 2006, *A&A* 458, 327
- Mugrauer, M., Neuhaeuser, R., Seifahrt, A., Mazeh, T., Guenther, E., 2005, *A&A* 440, 1051
- Noyes, R. W., Jha, S., Korzennik, S. G., Krockenberger, M., Nisenson, P., Brown, T. M., Kennelly, E. J., Horner, S. D., 1997, *ApJL* 483, 111
- Padgett, D. L., Brandner, W., Stapelfeldt, K. R., Strom, S. E., Terebey, S., Koerner, D., 1999, *AJ* 117, 1490
- Paulson, D. B., Cochran, W. D., Hatzes, A. P., 2004, *AJ* 127, 3579
- Paulson, D. B., Saar, S. H., Cochran, W. D., Hatzes, A. P., 2002, *AJ* 124, 572
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M., Greenzweig, Y., 1996, *Icarus* 124, 62
- Pont, F., Bouchy, F., Queloz, D., Santos, N. C., Melo, C., Mayor, M., Udry, S., 2004, *A&AL* 426, 15
- Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., Baliunas, S. L., Beuzit, J. L., Donahue, R. A., Mayor, M., Naef, D., Perrier, C., Udry, S., 2001, *A&A* 379, 279
- Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., Trilling, D., Bryden, G., Muzerolle, J., White, B., Gorlova, N., Young, E. T., Beichman, C. A., 2005, *ApJ* 620, 1010



- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2000, *A&A* 363, 228
- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2001, *A&A* 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., Udry, S., 2003, *A&A* 398, 363
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., 2004, *A&A* 415, 1153
- Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Udry, S., Blecha, A., 2000, *A&A* 361, 265
- Schneider, G., Becklin, E. E., Smith, B. A., Weinberger, A. J., Silverstone, M., Hines, D. C., 2001, *AJ* 121, 525
- Shkolnik, E., Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Gu, P.G., Kurster, M., 2005, *ApJ* 622, 1075
- Sigurdsson, S., Richer, H. B., Hansen, B. M., Stairs, I. H., Thorsett, S. E., 2003, *Science* 301, 193
- Smith, B. A., Terrell, R. J., 1984, *Science* 226, 1421
- Sozzetti, A., Torres, G., Latham, D. W., Carney, B. W., Stefanik, R. P., Boss, A. P., Laird, J. B., Korzennik, S. G., 2006, *ApJ* 649, 428
- Stapelfeldt, K. R., Holmes, E. K., Chen, C., Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Hines, D. C., Werner, M. W., Beichman, C. A., Jura, M., Padgett, D. L., 2004, *ApJS* 154, 458
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Trilling, D. E., Muzerolle, J., Beichman, C. A., Moro-Martín, A., Hines, D. C., Werner, M. W., 2006, *ApJ* 653, 675
- Suchkov, A. A., Schultz, A. B., 2001, *ApJL* 549, 237
- Sylvester, R.J., Mannings, V., 2000, *MNRAS* 313, 73

Sylvester, R.J., Skinner, C.J., Barlow, M.J., Mannings, V., 1996, MNRAS 279, 915

Trilling, D. E., Stansberry, J. A., Stapelfeldt, K. R., Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Gray, R. O., Corbally, C. J., Bryden, G., Chen, C. H., Boden, A., Beichman, C. A., 2007, ApJ 658, 1289

Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000, A&A 356, 590

Veras, D., Armitage, P. J., 2004, MNRAS 347, 613

Vogt, S. S., Marcy, G. W., Butler, R. P., Apps, K., 2000, ApJ 536, 902

Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Walker, A. R., Irwin, A. W., Yang, S. L. S., Larson, A., 1992, ApJL 396, 91

Weldrake, D. T. F., Sackett, P. D., Bridges, T. J., Freeman, K. C., 2005, ApJ 620, 1043

Weinberger, A. J., Becklin, E. E., Zuckerman, B., 2003, ApJL 584, 33

Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., Rieke, G. H., Rieke, M., Hoffmann, W. F., Young, E., Houck, J. R., Brandl, B., Fazio, G. G., 2004, ApJS 154, 1

Wolszczan, A., Frail, D. A., 1992, Nature 355, 145

Zucker, S., Mazeh, T., 2002, ApJL 568, 113

Zuckerman, B., 2001, ARA&A 39, 549

Zuckerman, B., Kim, S., Liu, T., 1995, ApJL 446, 79

# Capítulo 2

## Búsqueda de Discos en Estrellas con Exoplanetas

### 2.1. Introducción

En este Capítulo, presentamos una búsqueda de discos de polvo asociados con las estrellas EH. El análisis está basado, fundamentalmente, en el estudio de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de estos objetos, las cuales se construyen a partir de las magnitudes observadas en las distintas bandas. Luego, utilizamos calibraciones (tanto ópticas como infrarrojas), para obtener los flujos correspondientes.

Una vez construidas las SEDs de estas estrellas, estudiamos cuáles de ellas podían presentar excesos IR de emisión, por encima de los niveles fotosféricos. Como ya explicamos en el Capítulo 1, las estrellas con exceso se pueden considerar como candidatas a poseer un disco circunestelar de polvo, es decir, serían estrellas de tipo Vega. En particular, comparamos los flujos observados y los fotosféricos en las longitudes de onda de 12 y 25  $\mu\text{m}$ , los cuales fueron obtenidos principalmente a partir del satélite IRAS. La comparación se realizó aplicando distintos criterios, utilizando algunos que ya fueron empleados en la literatura en la búsqueda de estrellas con excesos IR. También, se compararon las luminosidades observada, con respecto a la luminosidad estelar esperada en estos objetos.

Encontramos nuevos candidatos a estrellas con exceso de emisión IR entre el grupo de las estrellas EH. Advertimos, sin embargo, que en la mayoría de los casos estamos usando límites superiores de IRAS para los flujos en longitudes de onda mayores que

12  $\mu\text{m}$ . De esta manera, se requieren observaciones de mayor sensibilidad y resolución para confirmar nuestras fuentes candidatas, tales como los datos del satélite Spitzer. Durante el próximo año, estos datos serán puestos a disposición de la comunidad, por lo cual será posible refinar el análisis aquí realizado.

## 2.2. La muestra

Obtuvimos la muestra a estudiar a partir de las listas de estrellas EH, de los grupos más importantes que llevan a cabo relevamientos de búsqueda de este tipo de objetos, el California and Carnegie Planet Search<sup>1</sup> y el Geneva Observatory Planet Search<sup>2</sup>. Las estrellas EH han sido detectados por espectroscopía Doppler, es decir, mediante la observación de variaciones periódicas en la velocidad radial. Todas las estrellas de la muestra presentan un compañero planetario, con masas mínimas tal que  $M \text{ en } i < 17 M_{\text{Jup}}$ . Al estudiar esta muestra de objetos, notamos que el grupo refleja el sesgo observacional hacia estrellas cercanas de tipo solar, donde las enanas G contribuyen a la mayoría de las detecciones. Estos objetos tienen paralaje en el rango 12-311  $\text{mas}^3$  (es decir, distancias entre 12-83 pc) e incluyen un número significativo de estrellas evolucionadas, con al menos 10 u 11 objetos en la rama de las sub-gigantes (Reid 2002). De un total de 98 estrellas EH, seleccionamos una sub-muestra de 61 objetos para los cuales hay disponible fotometría óptica e IR, y así construir las SEDs. Esta última es necesaria para poder estimar cuáles son las estrellas que presentan excesos IR de emisión.

## 2.3. Compilación de datos

### 2.3.1. La fotometría

Los datos fotométricos de la muestra de estrellas EH, fue derivada a partir de catálogos de la literatura. En la Tabla 2.1 mostramos los catálogos utilizados para compilar los datos del óptico e IR. Las bases de datos Hipparcos y Tycho fueron empleadas para obtener flujos en el óptico, mientras que los relevamientos 2MASS

---

<sup>1</sup><http://exoplanets.org>.

<sup>2</sup><http://obswww.unige.ch/~udry/planet/planet.html>.

<sup>3</sup>1 mas = 1 milisegundo de arco.

Tabla 2.1: Catálogos fotométricos usados para las estrellas EH

Catálogo	Referencia	Banda	Comentario
Hipparcos	ESA 1997, ESA SP-1200	B, V, I	Mag límite V=12.4
Tycho	ESA 1997, ESA SP-1200	B, V	Mag límite V=11.5
2MASS	Cutri et al. (2003)	J, H, K <sub>s</sub>	Fuentes más brillantes que 1 mJy, S/N>10
DENIS	DENIS Consortium (2003)	J, K <sub>s</sub> , Gunn-I	Mag límites: 18.5, 16.5, y 14.0, respectivamente
MSX5C	Egan et al. (1999)	B1(4.29 $\mu\text{m}$ ), B2(4.25 $\mu\text{m}$ ) A(8.28 $\mu\text{m}$ ), C(12.13 $\mu\text{m}$ ) D(14.65 $\mu\text{m}$ ), E(21.34 $\mu\text{m}$ )	Sensibilidad de 0.1 Jy en 8.3 $\mu\text{m}$
IRAS PSC	Beichman et al. (1986)	12, 25, 60, 100 $\mu\text{m}$	Completa hasta 0.4, 0.5, 0.6, 1.0 Jy respec.
IRAS FSC	Moshir et al. (1989)	12, 25, 60, 100 $\mu\text{m}$	Completa hasta 0.2, 0.2, 0.2, 1.0 Jy respec.
ISO	Kessler (1996)	3.6, 12, 15, 20, 25, 60, 90 $\mu\text{m}$	

Nota: IRAS PSC corresponde a IRAS Point Source Catalog; IRAS FSC corresponde a IRAS Faint Source Catalog

(Two Micron All Sky Survey) y DENIS (DEep Near Infrared Southern Sky Survey) fueron utilizados para obtener los flujos en las bandas del IR cercano. Por otro lado, a partir de los satélites MSX5C (Midcourse Space eXperiment), IRAS e ISO (Infrared Space Observatory), obtuvimos las bandas correspondientes al IR medio y lejano.

Una vez que compilamos todas las magnitudes correspondientes a cada una de las estrellas EH, aplicamos diversas calibraciones a fin de obtener los flujos en cada banda. Usamos las calibraciones de Bessel (1979) para las magnitudes UBVRI y de Bessel & Brett (1988) para las bandas JHKLL'M, para transformar a las magnitudes correspondientes en unidades de flujo ( $\text{W}/\text{m}^2$ ) cuando fue requerido. En el caso de las magnitudes J, H, K<sub>s</sub> de 2MASS y de las magnitudes J, K<sub>s</sub>, Gunn-I de DENIS, aplicamos las calibraciones de Cohen et al. (2003) y Fouqué et al. (2000), respectivamente. Se introdujo un factor de corrección de color a los flujos IRAS (Beichman et al. 1986). Esta corrección se aplica usualmente a los flujos que figuran en dicho catálogo, ya que, al derivar los mismos, se supuso inicialmente que las fuentes emiten con un flujo que es constante con la longitud de onda, sobre cada una de las bandas (Beichman et al. 1986). Luego, al aplicar el factor de corrección, asumimos para las

fuentes una SED aproximada de cuerpo negro de 5000 K de temperatura, para todas las estrellas de la muestra de estrellas EH.

### 2.3.2. Asociaciones posicionales

Realizamos la correlación de diferentes catálogos examinando las asociaciones posicionales de cada objeto, es decir, buscamos que las coordenadas de cada objeto en un catálogo, reproduzcan a las coordenadas del mismo objeto en los demás catálogos, dentro de los errores de medición. Este es un paso de importancia, ya que los errores en las posiciones presentadas por los distintos relevamientos, pueden llevar a confundir las magnitudes o flujos de un objeto con otro. Los movimientos propios muy altos son usualmente la causa de discrepancias entre las posiciones de los distintos catálogos, cuyas coordenadas, además, no siempre están referidas a la misma época y equinoccio. Las diferencias más grandes se encuentran para las posiciones del satélite IRAS, con respecto a los catálogos ópticos. La Tabla 2.2 muestra las estrellas para las cuales encontramos las diferencias más notables entre las posiciones IRAS e Hipparcos. Estos valores son muy similares a las diferencias obtenidas entre las posiciones IRAS y las del catálogo GSC (“Guide Star Catalog”). Los movimientos propios y las diferencias  $\mu$  en las coordenadas (en segundos de arco), son referidos al equinoccio y época 2000.0. Para estos objetos listados, la asociación óptica e IR es incierta.

Dado que el “bin” sobre el cual mide los flujos el satélite IRAS tiene un tamaño considerable (y forma de elipse), es necesario verificar la posibilidad de que éste se encuentre contaminado por fuentes del fondo. Usamos las placas del DSS (“Digitized Sky Survey”) y el catálogo GSC para buscar objetos contaminantes dentro de la elipse de incerteza de IRAS. Sólo en el caso de la estrella 70 Vir encontramos un objeto (GJ 9446) dentro de la elipse de IRAS y prácticamente coincidente con la posición de 70 Vir.

## 2.4. Los diagramas $K_s - [12]$ vs. $J - K_s$ y $K_s - [25]$ vs. $J - K_s$

Los diagramas color-color  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  y  $K_s - [25]$  vs.  $J - K_s$ , se pueden utilizar como un indicador de exceso IR, entre las estrellas EH. Si la posición de las estrellas sobre el diagrama se aleja de la zona correspondiente a estrellas de secuencia principal sin excesos IR ( $K_s - [12] = 0$  y  $K_s - [25] = 0$ ), esto estaría mostrando que las estrellas en cuestión emiten por encima del nivel fotosférico normal. De este modo, compilamos las bandas JHK<sub>s</sub> del relevamiento 2MASS y los flujos del catálogo IRAS para toda la muestra de objetos EH y construimos los diagramas color-color  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  y  $K_s - [25]$  vs.  $J - K_s$ , los cuales mostramos en la Figura 2.1. Los círculos indican estrellas con clase de luminosidad V y los cuadrados estrellas evolucionadas (es decir, clase IV/III). Eliminamos la estrella 55 Cnc de la muestra analizada, ya que los excesos en 12, 25  $\mu\text{m}$  y los demás flujos IRAS, probablemente corresponden a fuentes no resueltas del fondo (Jayawardhana et al. 2002).

El material circunestelar de polvo alrededor de estrellas gigantes, podría tener un origen interestelar y no circunestelar, al menos en algunos casos (Kalas et al. 2002). Estos autores obtuvieron imágenes coronográficas de 6 estrellas candidatas de tipo Vega, 5 de las cuales muestran nebulosas de reflexión iluminadas por las mismas estrellas. De acuerdo a esto, los granos de polvo del medio interestelar que se encuentran en la vecindad de estos objetos, serían los responsables del exceso de emisión térmica, y no los supuestos discos de polvo. Sin embargo, Jura (1999) sugiere que los discos circunestelares de polvo alrededor de estrellas gigantes pueden resultar de la destrucción de objetos tipo cometas en una región similar al Cinturón de Kuiper mientras la estrella central envejece e incrementa su luminosidad, evolucionando hacia la rama de las gigantes. En este trabajo, elegimos analizar separadamente los objetos con clase de luminosidad V, es decir, las estrellas de secuencia principal, y por otro lado los objetos más evolucionados, a pesar de que los mismos algoritmos (o indicadores de exceso IR) son aplicados a ambos grupos.

Los diagramas color-color de la Figura 2.1, muestran que las estrellas EH presentan excesos IR, aunque no hemos impuesto todavía condiciones sobre la calidad de los flujos. Notamos una mezcla homogénea de objetos EH de secuencia principal y evolucionados en la Figura 2.1, lo cual indica propiedades similares del exceso IR para ambos grupos. Además, los excesos en 12  $\mu\text{m}$  presentan una dispersión relativa-

Tabla 2.2: Estrellas EH con movimientos propios altos y asociación incierta entre las fuentes IRAS/óptica

Estrella	$\mu_\alpha$ [mas/yr]	$\mu_\delta$ [mas/yr]	r [arcsec]
HD 39091	+311.97	+1050.19	133.66
HD 89744	-120.17	-138.60	93.01
GJ 86	+2092.84	+654.32	76.62
$\rho$ CrB	-196.89	-773.01	154.16
70 Vir	-234.81	-576.19	68.88

mente menor que los excesos en  $25 \mu\text{m}$ , para las dos clases de objetos. La muestra de estrellas con clase de luminosidad V y las evolucionadas tienen medias de color  $K_s - [12]$  de 0.38 y 0.44, respectivamente. Para los colores  $K_s - [25]$ , obtenemos medianas de 1.26 y 1.20, secuencia principal y evolucionadas.

Fajardo - Acosta et al. (2000) usaron el diagrama  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  para seleccionar estrellas con exceso en  $12 \mu\text{m}$  como candidatos a tipo Vega. Las estrellas de secuencia principal sin excesos analizadas por estos autores, presentan  $K_s - [12] \sim 0$ , mientras que para las estrellas con exceso en  $12 \mu\text{m}$  en su muestra, ellos derivan  $K_s - [12] \sim 0.5$ .

A continuación comparamos estos excesos, con respecto a los valores obtenidos para objetos jóvenes. Las estrellas Herbig AeBe del catálogo de Thé et al. (1994) tienen una mediana en  $K_s - [12]$  de 4.21. Por otro lado, las estrellas T Tauri clásicas (CTTs) y las estrellas T Tauri con emisión débil (WTTs) en la nube molecular de Taurus Auriga, presentan excesos medios en  $12 \mu\text{m}$  de 4.07 y 2.47, respectivamente (Kenyon & Hartmann 1995). Vemos entonces que los excesos de color en el IR medio asociados con estrellas jóvenes (las cuales tienen edades medias de  $\sim 1-10 \cdot 10^6$  yr), son mayores que aquellas derivadas para las estrellas EH y las estrellas de tipo Vega (edades  $\sim 1-10 \cdot 10^8$  yr). Sin embargo, estos objetos presentan excesos de emisión que son significativos en relación a otras estrellas de secuencia principal, las que se cree que están esencialmente desprovistas de material circunestelar.



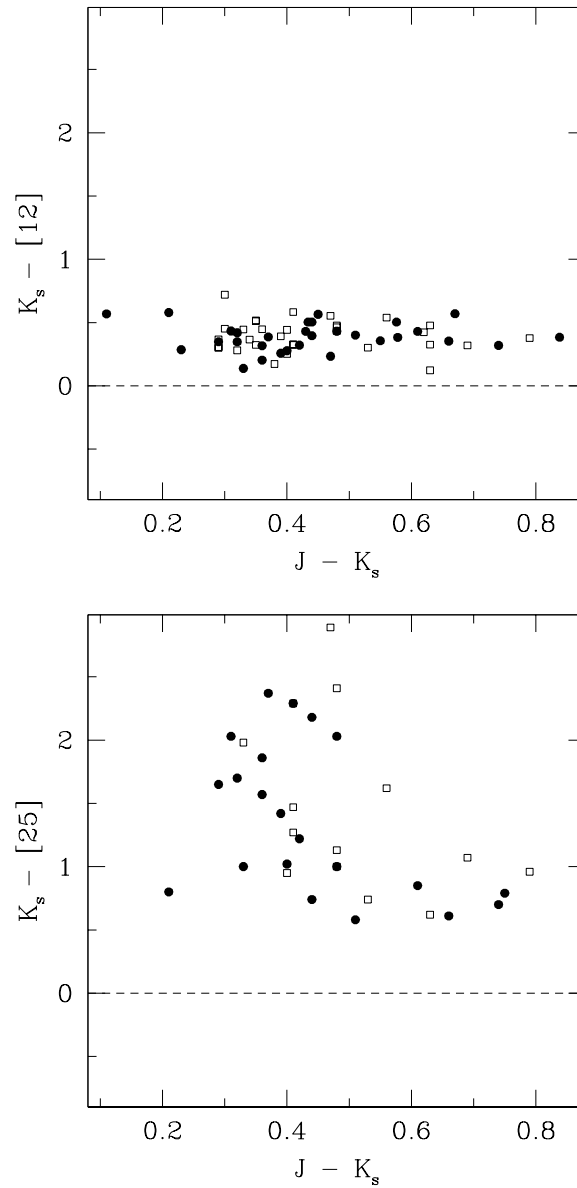


Figura 2.1: Diagramas color-color  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  y  $K_s - [25]$  vs.  $J - K_s$  para la muestra de objetos EH. Los objetos con clase de luminosidad V son representados por círculos, objetos evolucionados por cuadrados abiertos. Las líneas punteadas indican  $K_s - [12] = 0$  y  $K_s - [25] = 0$ , correspondiente a estrellas de secuencia principal sin excesos IR, carentes de polvo circunestelar.

## 2.5. Las distribuciones espectrales de energía

Inicialmente, derivamos el enrojecimiento  $E(B-V)$  de cada estrella EH a partir del color  $(B-V)$  observado y del color intrínseco,  $(B-V)_o$ , tomado de la calibración de Schmidt-Kaler (1982). Para las estrellas EH con clase de luminosidad V, típicamente obtenemos  $E(B-V) < 0.03$ , indicando que estos objetos no tienen un enrojecimiento interestelar significativo. Para estrellas EH evolucionadas, derivamos un enrojecimiento similar al de las estrellas de secuencia principal, excepto en algunos casos que presentan valores negativos. Atribuimos estos valores de enrojecimiento negativo a errores en los colores observados, incertezas en los tipos espectrales y/o clases de luminosidad. En vista de los bajos valores obtenidos, despreciamos entonces las correcciones por enrojecimiento para la muestra de estrellas EH.

Luego, combinamos fotometría óptica y del infrarrojo cercano para cada una de las estrellas de la muestra, y aplicamos las calibraciones mencionadas de flujo en cada una de las bandas. De este modo, construimos las distribuciones espectrales de energía para 61 estrellas EH. Adoptamos una función de Planck correspondiente a la temperatura efectiva de la estrella central para representar la contribución fotosférica, y normalizamos <sup>4</sup> esta distribución de cuerpo negro a los flujos observados en el óptico e infrarrojo cercano de cada estrella.

La elección particular de esta normalización nos impide detectar excesos en longitudes de onda del óptico e infrarrojo cercano. Sin embargo, no se esperan excesos en la región de 1-2  $\mu\text{m}$ , dado que el grupo de estrellas EH sigue o se encuentra relativamente cerca a la ubicación de la secuencia principal y la secuencia de gigantes. Esto último se puede ver en la Figura 2.2, donde presentamos el diagrama  $K_s - H$  vs.  $J - K_s$  para estas estrellas. En la Figura, las líneas sólidas indican la ubicación de la secuencia principal y de la secuencia de gigantes de Bessel & Brett (1988).

Los tipos espectrales y las clases de luminosidad para los objetos analizados fueron obtenidos del catálogo Hipparcos y de Reid (2002). Adoptamos temperaturas efectivas a partir de trabajos de la literatura (ver, por ejemplo, Chen et al. 2002, Allende Prieto & Lambert 1999). Cuando sólo eran disponibles el tipo espectral y la clase de luminosidad, usamos la calibración de Schmidt-Kaler (1982) para derivar la  $T_{\text{eff}}$ .

---

<sup>4</sup>Normalizar es equivalente a hacer coincidir la función de Planck con los flujos observados, en una cierta longitud de onda particular.

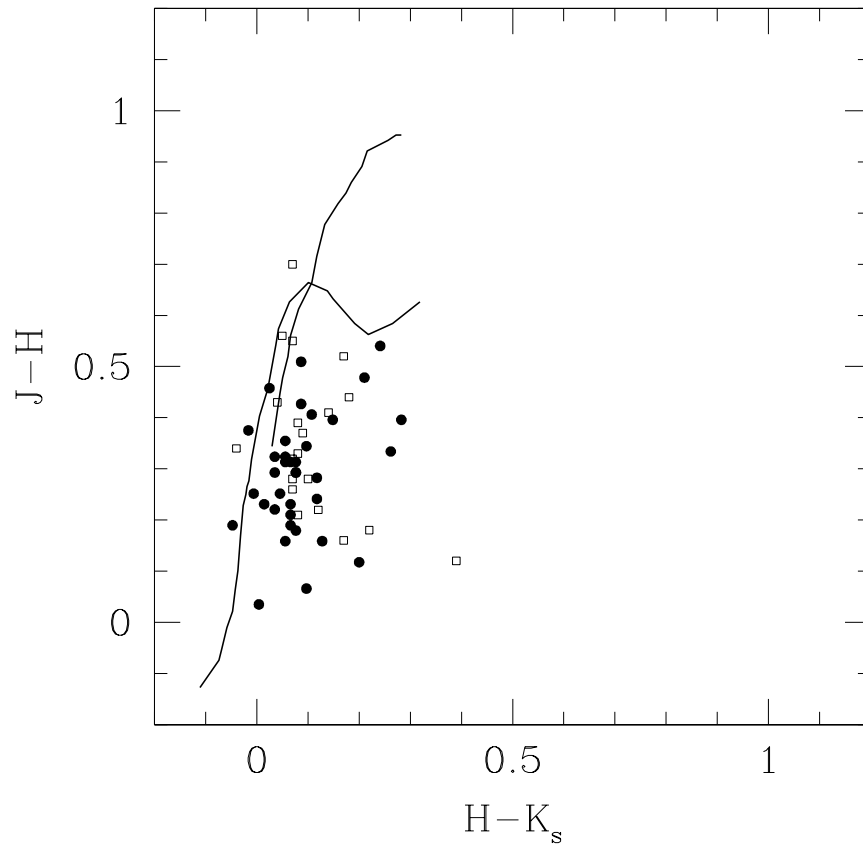


Figura 2.2: Diagrama color-color  $J - H$  vs.  $H - K_s$  para la muestra de estrellas EH. Los objetos con clase de luminosidad V son representados por círculos; los objetos evolucionados por cuadrados abiertos. Las líneas sólidas indican la ubicación de la secuencia principal y de la secuencia de gigantes de Bessel & Brett (1988), transformadas al sistema fotométrico de 2MASS. El objeto con el mayor  $H - K_s$  es HD 216437.

El modelo de cuerpo negro reproduce las distribuciones espectrales observadas entre 0.43 y 12  $\mu\text{m}$  de un modo muy satisfactorio para los objetos analizados. Sin embargo, la mayoría de las estrellas de la muestra presentan excesos IR de emisión en  $\lambda > 12 \mu\text{m}$  que no pueden ajustarse por un modelo único de cuerpo negro, y de esta forma, no puede ser atribuido a una contribución fotosférica. Luego, dividimos la muestra de 61 estrellas EH en dos sub-muestras: 31 objetos de secuencia principal y 19 objetos con clase de luminosidad III/IV, mientras que el resto de las estrellas (11 en total) son fuentes con clase de luminosidad desconocida. La Figura 5.18 muestra las SEDs para una sub-muestra *representativa* de estrellas de clase de luminosidad V con exceso de emisión por encima del nivel fotosférico. Claramente podemos observar los valores de flujo IR sobre la curva Plackiana. De un modo similar, la Figura 5.2 corresponde a objetos evolucionados y objetos con clase de luminosidad desconocida.

## 2.6. Estrellas de tipo Vega y el exceso de emisión en el infrarrojo

A fin de cuantificar la existencia de exceso de emisión por encima del nivel fotosférico en las estrellas EH, aplicamos tres criterios usados previamente en la literatura. Estos estudios básicamente usan los siguientes parámetros: 1)  $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  y  $F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$ , los cocientes de los flujos observados y fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$ , respectivamente (Sylvester & Mannings 2000, Laureijs et al. 2002), 2)  $L_{\text{IR}}/L_*$ , la luminosidad fraccional del disco de polvo (Sylvester et al. 1996), y 3)  $R_{12/25}$  y  $R_{25/60}$ , los cocientes de densidad de flujo (Mannings & Barlow 1998) en combinación con un criterio de asociación posicional y condiciones sobre la calidad de los datos IRAS.

### 2.6.1. Los cocientes de los flujos observados en 12 y 25 $\mu\text{m}$

Los cocientes de los flujos observados en 12 y 25  $\mu\text{m}$  se pueden utilizar como indicadores de excesos de emisión en cada una de estas bandas. Se realizó un ajuste a los distintos flujos observados para reproducir las distribuciones espectrales de energía de cada fuente. Por otro lado, utilizamos un modelo de atmósfera de cuerpo negro con la  $T_{\text{eff}}$  del objeto considerado (normalizado a los flujos del óptico/IR cercano), para representar el continuo fotosférico de las estrellas EH. Luego, determinamos las razones  $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  y  $F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$ , las cuales son listadas en la Tabla 2.3.

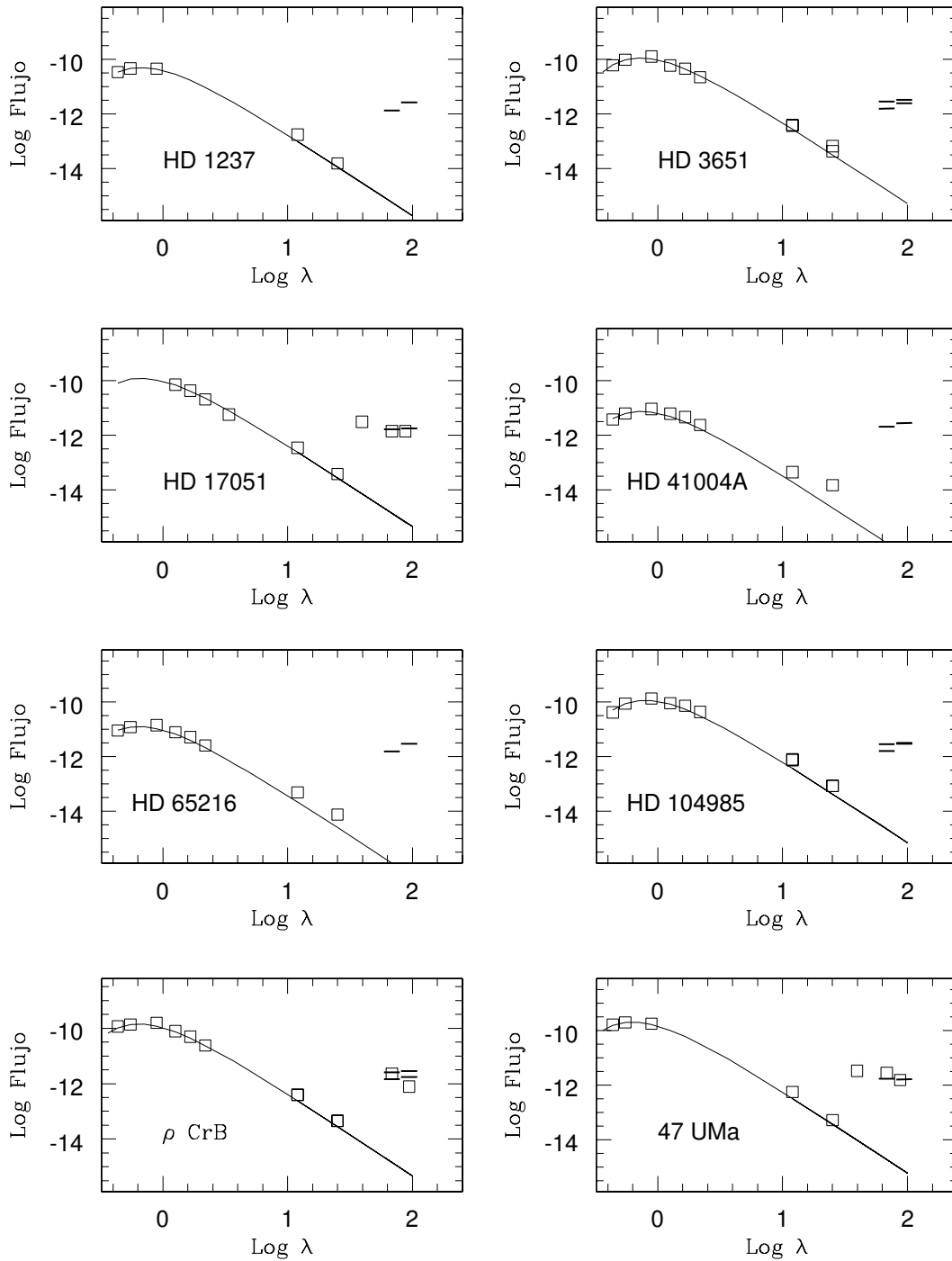


Figura 2.3: SEDs para una muestra representativa de estrellas EH de clase de luminosidad V con exceso de emisión IR. Las unidades de flujo y longitud de onda son  $W/m^2$  y  $\mu m$ , respectivamente. La línea continua representa un modelo de cuerpo negro normalizado para una  $T_{\text{eff}}$  apropiada. Los cuadrados son los flujos observados y las líneas cortas corresponden a los límites superiores de IRAS.

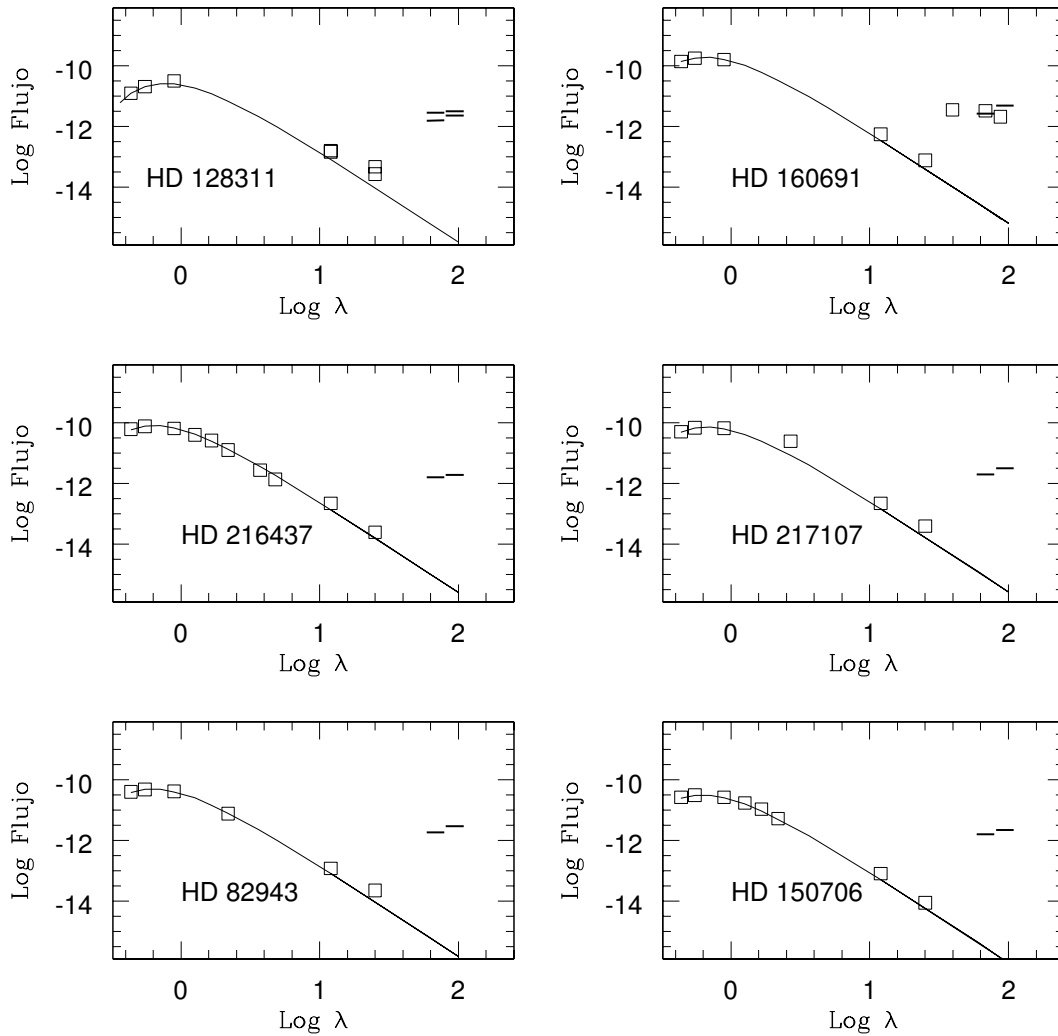


Figura 2.4: SEDs para una muestra representativa de estrellas EH evolucionadas (HD 128311, HD 160691, HD 216437, y HD 217107) y con clase de luminosidad desconocida (HD 82943 y HD 150706), con exceso IR de emisión. Las unidades de flujo y longitud de onda son  $W/m^2$  y  $\mu m$ , respectivamente. La línea continua representa un modelo de cuerpo negro normalizado para una  $T_{\text{eff}}$  apropiada. Los cuadrados son los flujos observados y las líneas cortas corresponden a los límites superiores de IRAS.

Algunos de los objetos considerados presentan fotometría en el IR lejano de diferentes catálogos, es decir, son disponibles datos de ISO, IRAS PSC <sup>5</sup> y/o IRAS FSC <sup>6</sup>. En estos casos, calculamos los valores  $F_{25,obs}/F_{25,*}$  derivados de los diferentes relevamientos, los cuales mostramos en la Tabla 2.3. En general, los valores obtenidos de  $F_{25,obs}/F_{25,*}$  a partir de datos ISO son menores que las mismas razones derivadas a partir de flujos IRAS. Los casos más extremos corresponden a  $\tau$  Boo y 47 UMa (0.98, 1.66 para  $\tau$  Boo y 0.96, 1.39 for 47 UMa, bandas de ISO y IRAS, respectivamente). Notamos que estos objetos en particular, son estrellas variables o sospechadas de serlo.

La Figura 2.5 muestra las distribuciones de los cocientes de los flujos observados y fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$  (paneles superior e inferior). La línea continua indica la sub-muestra de estrellas EH con clase de luminosidad V, y la línea punteada las estrellas de clase de luminosidad III/IV. La mediana de la distribución de 12  $\mu\text{m}$  es 1.67 para ambos grupos. Para los datos en 25  $\mu\text{m}$  obtenemos valores de mediana de 2.11 y 2.06, para los objetos de secuencia principal y evolucionados, respectivamente.

El grupo de estrellas EH tiene excesos de emisión en ambos flujos de 12 y 25  $\mu\text{m}$ . La distribución de excesos en 12  $\mu\text{m}$  de ambas sub-muestras es más angosta que en el histograma de excesos en 25  $\mu\text{m}$ , indicando características cuasi-uniformes de los discos en 12  $\mu\text{m}$  y una mayor diversidad de propiedades en 25  $\mu\text{m}$  (ver también Figura 2.1). El resultado del “test” estadístico de Kolmogorov-Smirnov <sup>7</sup> (“Test” KS, Press et al. 1992), indica una probabilidad alta de que las distribuciones de objetos de secuencia principal y de objetos evolucionados sean idénticas. Derivamos probabilidades de  $\sim 49\%$  comparando estrellas de secuencia principal y evolucionadas en 12  $\mu\text{m}$ , y de  $\sim 86\%$  al compararlos en 25  $\mu\text{m}$ .

En la Figura 2.6 mostramos los cocientes de los flujos observados y fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$ , vs. las diferencias entre las posiciones IRAS y ópticas, en segundos de arco. No encontramos una tendencia clara en estos gráficos, lo cual sugiere que los excesos detectados en 12 y 25  $\mu\text{m}$  son circunestelares. Una correlación positiva podría poner en duda la verdadera naturaleza circunestelar de los excesos detectados, e indicaría un origen interestelar (Sylvester & Mannings 2000). Para entender esto,

<sup>5</sup>IRAS Point Source Catalog, Beichman et al. (1986).

<sup>6</sup>IRAS Faint Source Catalog, Moshir et al. (1989).

<sup>7</sup>Éste es un algoritmo que permite calcular la probabilidad de que dos muestras diferentes, representen a la misma población de objetos.

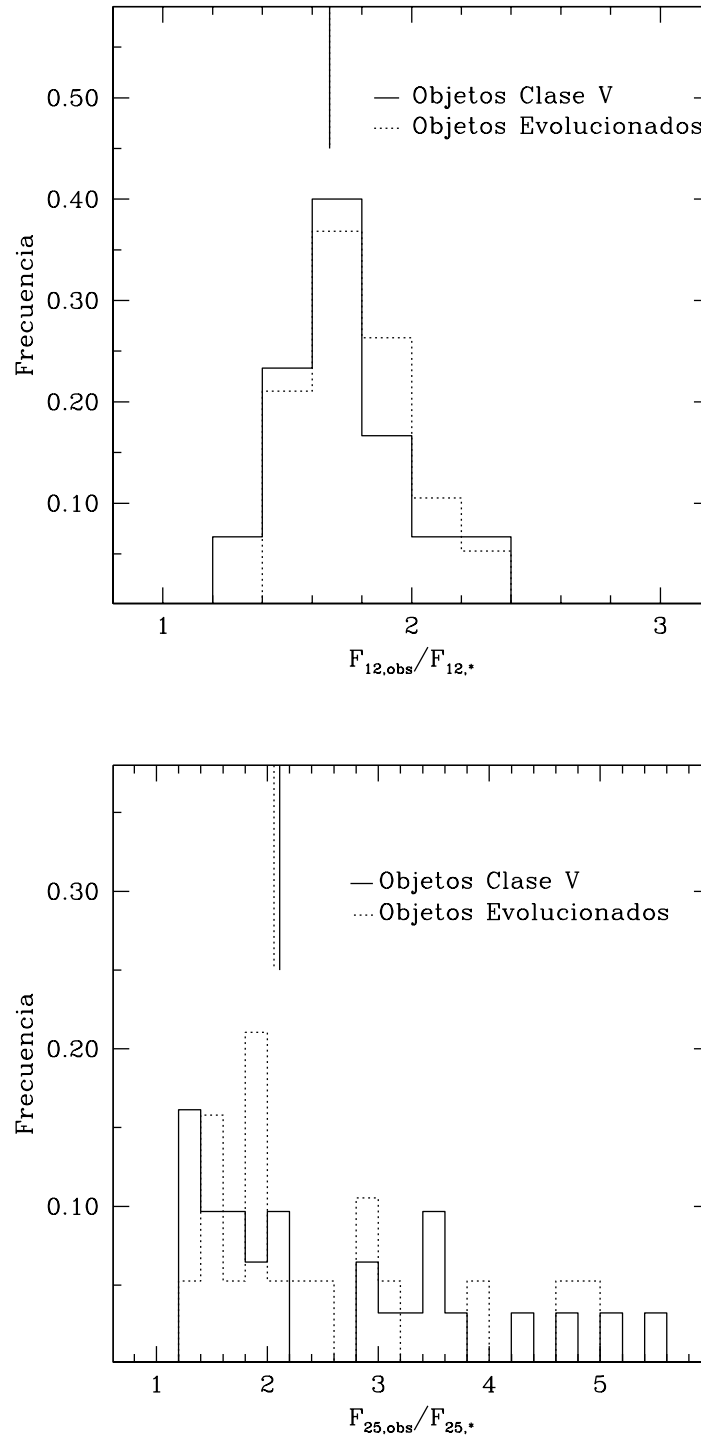


Figura 2.5: Distribuciones de  $F_{12,obs}/F_{12,*}$  (panel superior) y  $F_{25,obs}/F_{25,*}$  (panel inferior), para estrellas EH de secuencia principal (línea continua) y evolucionadas (línea punteada). Usamos datos IRAS en  $25 \mu\text{m}$  para construir el histograma inferior, excepto cuando sólo está disponible la fotometría de ISO. La línea vertical indica la mediana de cada distribución.



supongamos que existe una correlación, tal que al aumentar la separación, aumenta el cociente de los flujos. Esto significaría que la elipse de incerteza posicional de IRAS de los objetos con mayor exceso, tiende a ser más grande, haciendo más probable la contaminación, por lo cual se pondría en duda el origen circunestelar del exceso. Notamos, sin embargo, que los excesos de emisión en ambas longitudes de onda no son grandes, y de este modo cualquier contribución interestelar que pudiera contaminar los flujos IRAS, debería ser relativamente pequeña. Más adelante aplicaremos una condición sobre la calidad a los datos IRAS para discriminar mejor las estrellas EH con probable exceso en el IR lejano.

### 2.6.2. La luminosidad fraccional del disco de polvo

La luminosidad fraccional del disco de polvo se calcula a partir del cociente  $L_{\text{IR}}/L_*$ , es decir, la razón entre la luminosidad IR observada (en exceso), y la luminosidad estelar esperada de cada estrella. De este modo, un objeto que no presentara exceso IR de emisión, tendría  $L_{\text{IR}}/L_* \sim 0$ , mientras que una estrella con excesos, presentaría  $L_{\text{IR}}/L_* > 0$ .

Siguiendo a Sylvester et al. (1996), determinamos para cada estrella  $\lambda_{\text{exc}}$ , la longitud de onda donde la curva ajustada (que representa la distribución espectral observada) se separa o diverge del modelo de cuerpo negro. Este punto marca la longitud de onda mínima donde comienza a ser notable el exceso de emisión sobre el nivel fotosférico. Para la mayoría de los objetos en la muestra, tenemos que  $\lambda_{\text{exc}} = 12 \mu\text{m}$  (ver Tabla 2.3).

En las estrellas de tipo Vega, esta separación usualmente también ocurre en  $12 \mu\text{m}$  (Sylvester et al. 2001), indicando que estos objetos están desprovistos de cantidades significativas de polvo caliente en sus discos y que hay poco polvo muy cercano a la fuente. En caso de que este último existiera, el exceso de emisión ocurriría en longitudes de onda más cortas. Imágenes directas de alguno de estos sistemas de tipo Vega, (ver, por ejemplo, HR 4796A y HD 141569, Augereau et al. 1999, Weinberger et al. 1999, Schneider et al. 1999) muestran que los discos verdaderamente tienen regiones internas limpias muy extensas, las cuales están substancialmente libres de polvo. Por otro lado, objetos jóvenes de aproximadamente el mismo tipo espectral que las estrellas de tipo Vega, como son las estrellas Herbig AeBe, tienden a mostrar excesos IR de emisión significativos (ver, por ejemplo, Malfait et al. 1998).

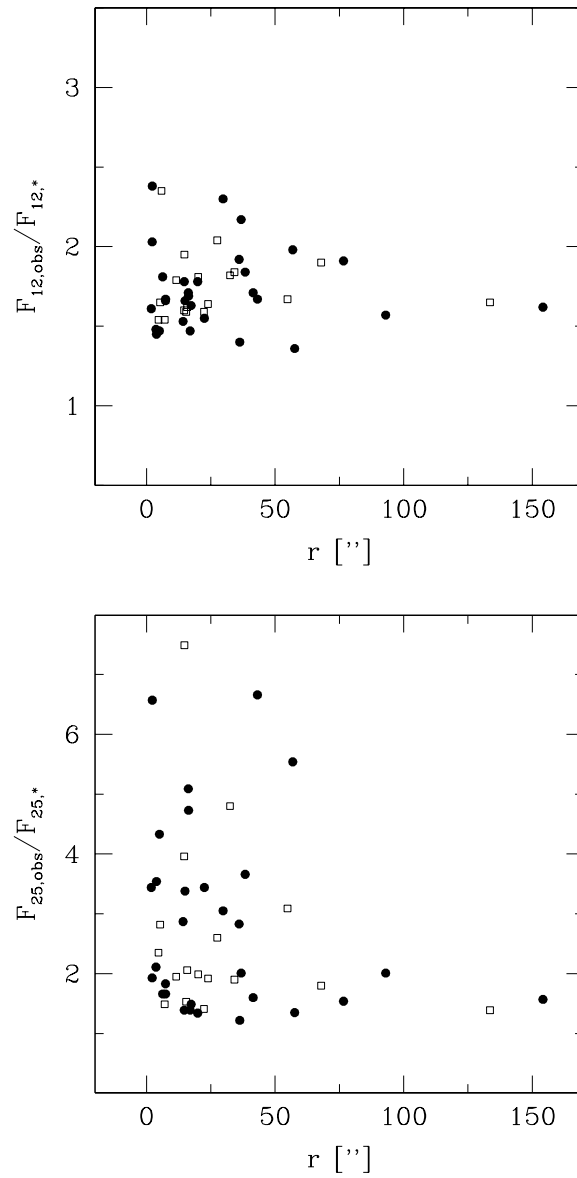


Figura 2.6: Razones de los flujos observados y fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$  vs. la diferencia entre las posiciones IRAS y ópticas,  $r$ , en segundos de arco. Las estrellas con clase de luminosidad V son representadas por círculos, los objetos evolucionados por cuadrados abiertos.

Para las estrellas EH, derivamos la luminosidad estelar,  $L_*$ , integrando el modelo de cuerpo negro en todo el rango de longitud de onda, y la luminosidad observada,  $L_{\text{obs}}$ , integrando sobre la curva ajustada. Para calcular el exceso de luminosidad IR,  $L_{\text{IR}}$ , substraemos la luminosidad estelar ( $L_*$ ) de la observada ( $L_{\text{obs}}$ ). La Tabla 2.3 presenta la luminosidad fraccional del disco,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , el exceso sobre la luminosidad estelar.

Además, la Tabla 2.3 provee referencias a los catálogos usados para calcular la luminosidad fraccional, una indicación sobre la calidad de los datos IRAS, y una nota sobre la posible variabilidad de la fuente. La calidad de las mediciones de densidad de flujo de IRAS está indicada por la variable FQUAL como de alta calidad, moderada calidad o límite superior (FQUAL = 3, 2, y 1, respectivamente) en cada banda. Usualmente sólo las bandas de 12 y 25  $\mu\text{m}$  tienen calidad alta o moderada en la muestra de estrellas EH. Los datos IRAS también proveen una indicación de contaminación por cirrus. El resto de los catálogos fotométricos usados incluyen notas indicando diferentes factores (tales como variabilidad o multiplicidad) que pueden afectar la calidad de la fotometría. Combinamos toda esta información y usamos el catálogo de Kholopov et al. (1998), *A Combined General Catalog of Variable Stars*, para incluir una nota sobre la variabilidad de las fuentes (ver Tabla 2.3, última columna). Algunas de las fuentes son variables o sospechadas de serlo, y/o sufren de problemas de contaminación o confusión.

Recordamos, sin embargo, que las luminosidades fraccionales para la mayoría de los objetos en la Tabla 2.3, han sido derivadas usando límites superiores de IRAS, particularmente en la banda de 100  $\mu\text{m}$ . En la Sección 6.3. aplicaremos el criterio de Mannings & Barlow (1998) y pondremos condiciones sobre la calidad de los datos de IRAS para derivar una fracción más confiable de estrellas EH con exceso de emisión en el IR. Los datos de IRAS también pueden sufrir de contaminación por fuentes débiles del fondo, no visibles en las placas del DSS. Además, el valor derivado de  $\lambda_{\text{exc}}$  (la longitud de onda a partir de la cual el exceso IR es notable), tiene una cierta incerteza. Esto se debe a que las SEDs son construidas a partir de pocos valores conocidos del flujo. Luego, al derivar la luminosidad fraccional  $L_{\text{IR}}/L_*$ , resulta sensible a este valor. Sylvester & Mannings (2000) estiman una incerteza de un factor alrededor de 2 en  $L_{\text{IR}}/L_*$  debido a este efecto, lo cual corresponde a la fuente principal de incerteza en nuestras derivaciones.

Tabla 2.3: Exceso de emisión en 12 y 25  $\mu\text{m}$ , y luminosidad fraccional del disco para la muestra de estrellas EH

Nombre	$F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$	$F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$	$\lambda_{\text{exc}}$	$L_{\text{IR}}/L_*$	Ref.	FQUAL <sup>4</sup>	Variabilidad
Clase de Lum. V							
HD 1237	1.78	1.34	12	$1.99 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	SV
HD 3651	1.36	1.35	12	$2.86 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	
HD 12661	1.55	3.44	12	$4.59 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 17051	1.47	1.39	12	$7.63 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	
HD 19994	1.81	1.66	12	$1.42 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	MS,SV
			12	$2.85 \cdot 10^{-5}$	ISO		
HD 23079	1.48	2.11	12	$1.40 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 30177	1.71	5.09	12	$9.49 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 41004A	2.38	6.57	12	$3.64 \cdot 10^{-3}$	FSC	3111	
HD 50554	1.69	4.73	12	$6.58 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 65216	2.30	3.05	12	$1.34 \cdot 10^{-3}$	FSC	3111	
HD 89744	1.57	2.01	12	$1.32 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	
HD 104985	2.03	1.93	12	$6.35 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	
HD 106252	1.67	6.66	12	$8.01 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 114729	1.92	2.83	12	$3.21 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	S
HD 114762		7.78	25	$1.48 \cdot 10^{-3}$	ISO		
HD 134987	1.53	2.87	12	$3.42 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 141937	1.47	4.33	12	$8.68 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 145675	1.40	1.22	12	$3.09 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	
HD 147513	1.45	3.54	12	$4.14 \cdot 10^{-4}$	PSC	3111	V
HD 169830	1.61	3.44	12	$3.64 \cdot 10^{-4}$	PSC	3111	
HD 179949	1.66	3.38	12	$3.76 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	
HD 192263	1.84	3.66	12	$1.82 \cdot 10^{-3}$	FSC	3111	
HD 210277	1.98	5.54	12	$9.06 \cdot 10^{-4}$	PSC	3111	
$\epsilon$ Eri	1.66	1.83	12	$1.39 \cdot 10^{-4}$	FSC	3332	MS,V
GJ 86	1.91	1.54	12	$1.86 \cdot 10^{-4}$	PSC	3311	SV
$\rho$ CrB	1.62	1.57	12	$9.09 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	MS
			25	$1.15 \cdot 10^{-4}$	ISO		
$\tau$ Boo	1.67	1.66	12	$7.36 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	V
		0.98	25	$4.72 \cdot 10^{-5}$	ISO		
$v$ And	1.71	1.60	12	$8.67 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	MS,SV
			60	$6.36 \cdot 10^{-6}$	ISO		

4: FQUAL indica la calidad de los flujos IRAS: 3, 2 y 1, correspondiendo a calidad alta, media, o un límite superior a los flujos, en cada banda.

Tabla 2.3: Continuación

Nombre	$F_{12,obs}/F_{12,*}$	$F_{25,obs}/F_{25,*}$	$\lambda_{exc}$	$L_{IR}/L_*$	Ref.	FQUAL	Variabilidad
Objetos							
Evolucionados							
16 Cyg	2.17	2.01	12	$1.68 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	MS
47 UMa	1.78	1.39	12	$5.59 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	SV
		0.96	25	$8.14 \cdot 10^{-5}$	ISO		
51 Peg	1.63	1.49	12	$9.31 \cdot 10^{-6}$	FSC	3311	SMS,SV
		1.09	25	$7.65 \cdot 10^{-5}$	ISO		
HD 10697	1.81	1.99	12	$1.40 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 16141	1.67	3.09	12	$3.35 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 27442	1.59	1.41	60	$1.79 \cdot 10^{-6}$	FSC	3331	MS,SV
HD 38529	1.62	2.06	12	$2.35 \cdot 10^{-3}$	PSC	3111	
HD 39091	1.65	1.39	12	$8.81 \cdot 10^{-5}$	FSC	3311	
HD 52265	1.60	3.96	12	$5.35 \cdot 10^{-4}$	PSC	3111	C
HD 75289	1.82	4.80	12	$3.59 \cdot 10^{-3}$	PSC	3111	
HD 130322	1.95	7.49	12	$1.40 \cdot 10^{-3}$	FSC	3121	
HD 160691	1.64	1.92	12	$1.12 \cdot 10^{-4}$	FSC	2311	
		1.07	25	$1.23 \cdot 10^{-4}$	ISO		
HD 177830	1.65	2.82	12	$9.09 \cdot 10^{-4}$	PSC	3111	
HD 178911	2.13	4.98	12	$8.69 \cdot 10^{-4}$	FSC		MS,V
HD 190228	2.35	12.89	12	$3.41 \cdot 10^{-3}$	PSC	3111	
HD 195019	1.79	1.95	12	$4.54 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	MS
HD 213240	2.04	2.60	12	$2.73 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	MS,SV
HD 216435	1.84	1.90	12	$9.85 \cdot 10^{-5}$	FSC	3211	
HD 216437	1.59	1.53	12	$1.08 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	
HD 217107	1.54	2.35	12	$2.09 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	
Hip 75458	1.54	1.49	12	$1.25 \cdot 10^{-4}$	FSC	3331	MS,SV
70 Vir	1.90	1.80	12	$1.79 \cdot 10^{-4}$	FSC	3311	MS,V,C
			25	$1.14 \cdot 10^{-4}$	ISO		
Clase de Lum.							
Desconocida							
HD 20367	1.66	1.70	12	$2.07 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 23596	1.67	3.76	12	$6.36 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 28185	1.60	3.25	12	$6.51 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 33636	1.91	2.85	12	$3.27 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	

4: FQUAL indica la calidad de los flujos IRAS: 3, 2 y 1, correspondiendo a calidad alta, media, o un límite superior a los flujos, en cada banda.

Tabla 2.3: Continuación

Nombre	$F_{12,obs}/F_{12,*}$	$F_{25,obs}/F_{25,*}$	$\lambda_{exc}$	$L_{IR}/L_*$	Ref.	FQUAL	Variabilidad
HD 40979	4.32	7.43	1.25	$3.34 \cdot 10^{-1}$	FSC	3111	
			2.2	$9.73 \cdot 10^{-2}$	FSC	3111	
HD 72659	1.49	3.90	12	$4.59 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 74156	2.09	4.32	12	$9.29 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 82943	1.51	2.41	12	$2.07 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	
HD 128311	1.81	2.85	12	$5.29 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	
HD 136118	1.64	6.86	12	$8.69 \cdot 10^{-4}$	FSC	3111	
HD 150706	1.63	1.53	12	$2.20 \cdot 10^{-4}$	FSC	3211	

Notas de Variabilidad: MS: sistema múltiple, SMS: sistema múltiple sospechado, V: estrella variable, SV: variable sospechada, C: confusión o estrella cercana (IRAS), S: al menos un “pixel” saturado en las bandas DENIS I, J, K.

La luminosidad fraccional del disco,  $L_{IR}/L_*$ , sigue la misma tendencia que  $F_{12,obs}/F_{12,*}$  y  $F_{25,obs}/F_{25,*}$  (es decir, los flujos ISO resultan menores que los datos del catálogo IRAS). En particular, la estrella HD 16141 muestra la mayor diferencia. Para este objeto derivamos  $L_{IR}/L_* = 3.35 \cdot 10^{-4}$  de los flujos ISO y  $1.48 \cdot 10^{-3}$  de los datos IRAS. La muestra analizada de estrellas EH tiene una diferencia promedio de  $2.5 \cdot 10^{-4}$  para las determinaciones de luminosidad fraccional basadas en los flujos IRAS e ISO. A pesar de estas diferencias, los excesos IR de emisión existen independientemente del catálogo usado.

Los valores de  $L_{IR}/L_*$  derivados para las estrellas EH son una medida de la fracción de la luz de la estrella que es absorbida y re-emitida por el polvo circunestelar, y luego indica la profundidad óptica del material del disco. Los valores pequeños listados en la Tabla 2.3 corresponden a discos ópticamente delgados y son comparables a aquellos obtenidos por Backman & Paresce (1993) para tres estrellas de tipo Vega muy conocidas. Estos autores calculan valores entre  $10^{-5}$  y  $10^{-3}$  para las luminosidades fraccionales correspondientes a  $\beta$  Pic,  $\alpha$  Lyr (Vega) y  $\alpha$  PsA (Fomalhaut).

La Figura 2.7 muestra los histogramas de distribución de las luminosidades fraccionales para las dos muestras de estrellas EH analizadas: las estrellas de secuencia principal y los objetos evolucionados. La mediana de los grupos son  $3.32 \cdot 10^{-4}$  y  $2.09 \cdot 10^{-4}$ , respectivamente. El “test” estadístico KS indica una probabilidad alta ( $\sim 85\%$ )

de que ambas distribuciones sean idénticas.

Recientemente, se ha encontrado mediante mediciones del satélite Spitzer, que las estrellas más viejas de tipo espectral A tienen menor luminosidad fraccional del disco y menor exceso de emisión que las más jóvenes (Rieke et al. 2005, Su et al. 2006). Como podemos ver en la Figura 2.8, buscamos alguna tendencia entre la luminosidad fraccional  $L_{\text{IR}}/L_*$ , con respecto a la edad de las estrellas EH. En la literatura, existen determinaciones de edad de algunas estrellas EH individuales (González 1999, González & Laws 2000, González et al. 2001, Suchkov & Schultz 2001, Chen et al. 2002). Estos autores usaron diferentes métodos para estimar la edad, tales como isócronas o la emisión cromosférica en el núcleo de las líneas H y K del CaII. En un próximo Capítulo se discutirá más en detalle este problema, donde realizamos una determinación homogénea de las edades de este grupo de estrellas. Por este motivo, adoptamos aquellos valores para la edad de las estrellas EH. No encontramos una tendencia clara entre la luminosidad fraccional  $L_{\text{IR}}/L_*$  y las edades. Sin embargo, las incertezas relativamente grandes en las estimaciones de edades pueden haber enmascarado, al menos en parte, cualquier posible tendencia. Por otro lado, recordemos que nuestras luminosidades fraccionales están basadas en límites superiores de IRAS, lo cual introduce una fuente adicional de incerteza.

### 2.6.3. El criterio de Mannings & Barlow (1998)

Mannings & Barlow (1998) definieron cuatro criterios para seleccionar fuentes con exceso IR entre estrellas de secuencia principal: 1) separación en el cielo entre las coordenadas del catálogo IRAS y las contrapartes ópticas  $< 60''$ ; 2) Flujos de IRAS con calidad “excelente” o “moderada” (es decir, la variable FQUAL = 2 o 3, en la Tabla 2.3); 3) Clase de Luminosidad V, es decir, estrellas de secuencia principal; 4) Exceso IR verificando al menos una de las siguientes desigualdades:

$$\frac{\Delta_{12/25}}{\delta_{\text{obs}}} \equiv \frac{R_{12/25} - R_{12/25}^*}{\delta R_{12/25}} < -1 \quad (2.1)$$

$$\frac{\Delta_{25/60}}{\delta_{\text{obs}}} \equiv \frac{R_{25/60} - R_{25/60}^*}{\delta R_{25/60}} < -1 \quad (2.2)$$

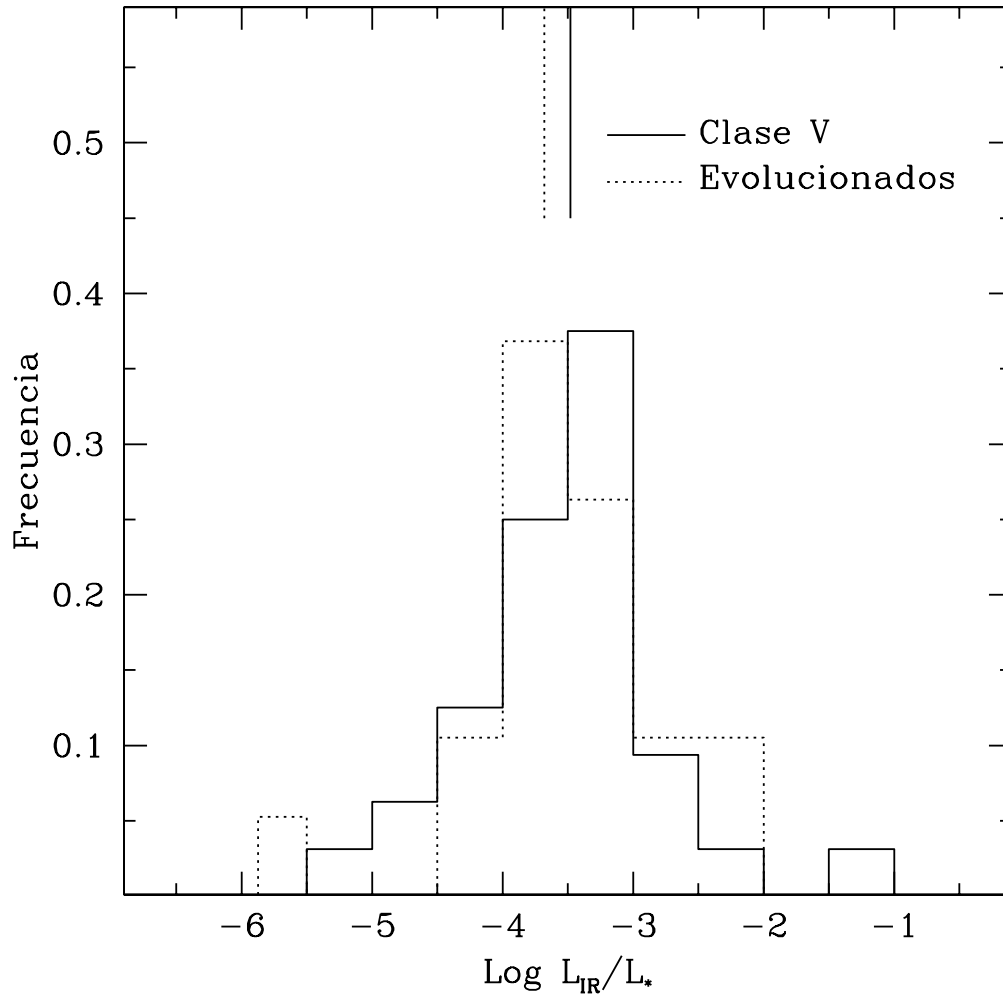


Figura 2.7: Distribuciones de luminosidad fraccional de los discos de polvo, para las estrellas EH de secuencia principal (línea continua) y evolucionadas (línea punteada). Usamos datos IRAS para construir los histogramas de esta figura, excepto cuando solamente la fotometría ISO estaba disponible. Las medianas de ambas distribuciones son indicadas en la parte superior del diagrama.



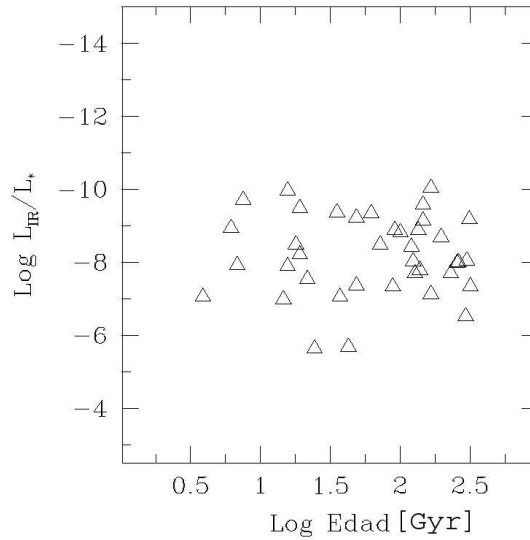


Figura 2.8: Luminosidad fraccional de las estrellas EH vs. edad, ésta última tomada de Saffe y Gómez (2004). Las unidades de las edades son Gyr.

donde  $R_{12/25} = F_{12}/F_{25}$  y  $R_{25/60} = F_{25}/F_{60}$ . El valor de  $R^*$  corresponde al valor fotosférico calculado usando la función de cuerpo negro a la  $T_{\text{eff}}$  del objeto central.  $\delta R_{12/25}$  y  $\delta R_{25/60}$  son los errores en los cocientes de los flujos observados. Si un objeto verifica las tres primeras condiciones, y además si alguna o ambas desigualdades (2.1) y (2.2) son verificadas, entonces estos autores afirman que la densidad de flujo observada excede significativamente a aquella esperada para una fotosfera libre de polvo circunestelar.

La Tabla 2.4 lista las cantidades  $\frac{\Delta_{12/25}}{\delta_{\text{obs}}}$  y  $\frac{\Delta_{25/60}}{\delta_{\text{obs}}}$  para la muestra de estrellas EH. Inicialmente, restringimos el análisis a objetos de secuencia principal, y luego relajamos el criterio 3) de Mannings & Barlow (1998) para extender este análisis a estrellas centrales evolucionadas y objetos con clase de luminosidad desconocida.

De las 31 estrellas de secuencia principal de la muestra de estrellas EH, 7 satisfacen el criterio de Mannings & Barlow (1998) y tienen excesos por encima del nivel fotosférico significativamente mayores que  $3\sigma$ . Mannings & Barlow (1998) sugirieron que solamente aquellas discrepancias mayores que este límite de  $3\sigma$  son significativas. Estos objetos son: HD 1237, HD 3651, HD 17051, HD 145675, HD 179949,  $\epsilon$  Eri, y 47 UMa, representando el 23% de la muestra. Advertimos, sin embargo, que los datos

Tabla 2.4: Criterio de Mannings &amp; Barlow (1998) para las estrellas EH

Nombre	$\frac{\Delta_{12/25}}{\delta_{\text{obs}}}$	$\frac{\Delta_{25/60}}{\delta_{\text{obs}}}$	Criterio de Mannings & Barlow (1998)
Clase de Lum. V			
HD 1237	1.24	-14.67	SI
HD 3651	0.02	-4.12	SI
HD 12661	-4.48	-15.32	NO
HD 17051	0.56	-8.81	SI
HD 19994	0.42	-8.93	NO
HD 23079	-1.74	-23.61	NO
HD 30177	-7.78	-18.95	NO
HD 41004A	-7.17	-45.6	NO
HD 50554	-6.82	-13.03	NO
HD 65216	-1.7	-56.8	NO
HD 89744	-1.74	-10.43	NO
HD 104985	0.57	-1.65	NO
HD 106252	-9.70	-3.58	NO
HD 114729	-1.53	-17.06	NO
HD 134987	-3.31	-6.97	NO
HD 141937	-7.98	-41.14	NO
HD 145675	0.90	-9.66	SI
HD 147513	-6.89	-15.84	NO
HD 169830	-4.23	-22.50	NO
HD 179949	-3.54	-11.68	SI
HD 192263	-3.66	-22.36	NO
HD 210277	-8.19	-16.71	NO
$\epsilon$ Eri	-1.40	-31.15	SI
GJ 86	1.41	-7.51	NO
$\rho$ CrB	0.33	-6.88	SI
$\tau$ Boo	0.04	-0.16	NO
$\nu$ And	0.70	-2.06	NO
16 Cyg	0.82	-15.98	NO
47 UMa	2.09	-5.46	SI
51 Peg	0.62	-12.07	NO
Objetos Evolucionados			
HD 10697	-0.32	-6.82	NO
HD 16141	-3.31	-6.70	NO
HD 27442	2.29	1.14	NO

Tabla 2.4: Continuación

Nombre	$\frac{\Delta_{12/25}}{\delta_{\text{obs}}}$	$\frac{\Delta_{25/60}}{\delta_{\text{obs}}}$	Criterio de Mannings & Barlow (1998)
<b>Objetos Evolucionados</b>			
HD 38529	-1.28	-179.69	NO
HD 39091	1.74	-49.83	NO
HD 52265	-5.51	-26.34	NO
HD 75289	-7.32	-135.18	NO
HD 130322	-9.93	-15.32	NO
HD 160691	-1.09	-10.93	SI
HD 177830	-3.25	-26.05	NO
HD 178911	-4.73	-26.30	NO
HD 190228	-18.35	-21.19	NO
HD 195019	-0.28	-31.07	NO
HD 213240	-0.97	-15.50	NO
HD 216435	-0.13	-10.27	NO
HD 216437	0.25	-12.65	SI
HD 217107	-1.95	-7.96	SI
Hip 75458	0.61	2.06	NO
70 Vir	0.46	-0.65	NO
<b>Objetos con Clase de Lum. Desconocida</b>			
HD 20367	-0.09	-30.91	NO
HD 23596	-6.35	-37.28	NO
HD 28185	-4.52	-38.42	NO
HD 33636	-1.83	-15.90	NO
HD 40979	-2.69	-16.50	NO
HD 72659	-5.50	-11.87	NO
HD 74156	-3.72	-33.33	NO
HD 82943	-2.35	-16.09	SI
HD 128311	-2.44	-9.07	SI
HD 136118	-11.66	-12.55	NO
HD 150706	0.27	-45.48	SI

fotométricos usados para 3 de estos objetos (HD 1237,  $\epsilon$  Eri, y 47 UMa) pueden ser inciertos debido a una posible variabilidad (ver Tabla 2.3). En el caso de HD 1237, la única variabilidad reportada figura en el catálogo Hipparcos y es muy pequeña ( $< 0.03$  mag). Para los otros dos objetos, es dificultoso evaluar la calidad de los datos usados. Incluyendo HD 1237, consideramos que 6 de 7 estrellas tienen una fotometría razonablemente buena, representando el 19% de las estrellas EH con clase de luminosidad V. De este modo, el criterio de Mannings & Barlow (1998) es verificado por 19 a 23% de los objetos con clase de luminosidad V. El último valor de porcentaje incluye  $\epsilon$  Eri y 47 UMa. Esta cantidad es comparable al 24% (6 de 26) estrellas EH, encontradas por Beichman et al. (2005), mediante observaciones realizadas con Spitzer.

Varios objetos en la Figura 5.18 no satisfacen el criterio de Mannings & Barlow (1998). HD 41004A, HD 65216, HD 192263, y HD 210277 tienen flujos IRAS de escasa calidad (ver Tabla 2.3). La estrella  $\rho$  CrB no satisface el criterio 1, debido a grandes diferencias entre la posición IRAS y la contraparte óptica (ver Tabla 2.2). Aunque estrictamente hablando, HD 104985 verifica los cuatro criterios de Mannings & Barlow (1998), la discrepancia entre los flujos observados y esperados es menor que  $2\sigma$ . Siguiendo a Mannings & Barlow (1998), consideramos que esta diferencia no es estadísticamente significativa.

Relajando el criterio de la clase de luminosidad, encontramos que 6 de 30 objetos evolucionados o con clase de luminosidad desconocida verifican el criterio de Mannings & Barlow (1998), con una significancia mayor que  $3\sigma$  en el criterio 4, correspondiendo a 20% de la muestra. Estos objetos son: HD 21647, HD 82943, HD 128311, HD 150706, HD 160691 y HD 217107 (ver Figura 5.2).

Recientemente, Beichman et al. (2005) encontraron exceso IR en  $70 \mu\text{m}$  en 6 estrellas EH mediante Spitzer/MIPS. Estas estrellas son HD 117176 (70 Vir), HD 33636, HD 52265 (HR 2622), HD 82943, HD 50554, y HD 128311 (GJ 3860). Trabajos previos muestran la posible existencia de un disco de polvo en algunos objetos, aunque su confirmación es dudosa. Estas estrellas son: HD 17051, HD 210277,  $\epsilon$  Eri,  $\rho$  CrB y 55 Cnc. Pantin et al. (2000) obtuvieron imágenes coronográficas de HD 17051 y Trilling et al. (2000) de HD 210277,  $\rho$  CrB y 55 Cnc. Dominik et al. (1998), usando datos de ISO, detectaron un exceso de emisión en  $60 \mu\text{m}$  en 55 Cnc. Sin embargo, Schneider et al. (2001) y Jayawardhana et al. (2002) no encontraron evidencia para la presencia de material circunestelar alrededor de 55 Cnc basados en datos de alta sensibilidad

en el IR cercano y sub-milimétrico. La sensibilidad del trabajo de Schneider et al. (2001) es  $\sim 10$  veces superior al trabajo de Trilling et al. (2000). Jayawardhana et al. (2002) sugieren que la emisión en  $60 \mu\text{m}$  asociada con 55 Cnc provenía de objetos del fondo, basado en la observación de 3 picos detectados en  $850 \mu\text{m}$  (no circunestelares), ubicados a  $40\text{--}60''$  de la estrella. Este resultado pone en duda la verdadera naturaleza circunestelar del exceso IR asociado con este grupo de objetos, excepto para  $\epsilon$  Eri para el cual la presencia de un disco de polvo parece estar bien establecida. Greaves et al. (1998) obtuvieron imágenes en  $850 \mu\text{m}$  de esta estrella, detectando un anillo de polvo, con un pico a una distancia de 60 AU de la estrella central. De este modo, la presencia de un disco estaría confirmada en las 6 estrellas EH de Beichman et al. (2005) y en  $\epsilon$  Eri.

El criterio de Mannings & Barlow (1998) es satisfecho por tres de estos objetos ( $\epsilon$  Eri, HD 82943 y HD 128311), asumiendo que la incerteza de los datos fotométricos es despreciable. El criterio falla en identificar las 4 estrellas restantes por las razones explicadas precedentemente, es decir, calidad de los datos de IRAS (HD 33636, HD 52265 y HD 50554). En el caso de 70 Vir, las ecuaciones del exceso IR no son verificadas. Por otro lado, el criterio de Mannings & Barlow (1998) es cumplido por 3 estrellas (HD 17051, HD 145675 y 47 UMa), en las que estos autores no encuentran exceso en  $24$  ni  $70 \mu\text{m}$ . Creemos que esto se debe a la pobre calidad de los datos IRAS para estos objetos.

## 2.7. Polarimetría de las estrellas con Exoplanetas

Usamos los catálogos de Leroy (1993) y Heiles (2000) para compilar la polarimetría óptica de 26 estrellas EH. A fin de comparar las propiedades polarimétricas del grupo de estrellas EH con las estrellas de tipo Vega, colectamos información similar para 44 estrellas de tipo Vega de la literatura (Bhatt & Manoj 2000, Oudmaijer et al. 2001). Seleccionamos objetos cercanos, con  $d < 100$  pc. La mayoría de estas estrellas están ubicadas fuera del plano galáctico. La latitud galáctica promedio de esta muestra es de  $\sim 43^\circ$  y sólo una estrella (HD 139664) tiene  $|b| \sim 8.5^\circ$ . Dentro de este rango de distancia y relativamente alta latitud galáctica, la polarización interestelar es  $\sim 0.1\%$  (Reiz & Franco 1998, Bhatt & Manoj 2000). En el caso de las estrellas EH, la muestra compilada de 26 estrellas se encuentra entre 3 y 42 pc de distancia. En consecuencia, esperamos que la contribución interestelar a la polarización medida, sea pequeña.

Tabla 2.5: Valores de medianas de polarización

Grupo	No. de Objetos	Mediana de Polarización (%)	Referencia
EH	26	0.02	Leroy (1993), Heiles (2000)
Tipo Vega	44	0.05	Yudin (2000), Bhatt & Manoj (2000), Oudmaijer et al. (2001)
T Tauri	174	1.0	Yudin (2000)
Herbig AeBe	149	1.5	Yudin (2000)

La Figura 2.9 muestra la distribución de histogramas para los grupos de estrellas EH y de tipo Vega. Por otro lado, Yudin (2000) analizó las distribuciones de polarización para 174 estrellas T Tauri y 149 estrellas Herbig AeBe. En la Tabla 2.5 se muestran las medianas correspondientes a cada distribución.

La mayoría de las estrellas EH tienen valores muy bajos de polarización, comparables (en algunos casos) a sus incertezas. Alguna contribución interestelar es probable pero no significativa, ya que la mayoría de los objetos tienen esencialmente  $p \sim 0$ . Además, como se discutió en la Sección 5, no hay un enrojecimiento significativo en  $(B-V)$  para el grupo de las estrellas EH, sugiriendo que el monto de materia interestelar es despreciable.

Los valores más altos de polarización corresponden a HD 114762 y HD 179949 con polarizaciones de 0.090 % y 0.080 %, respectivamente. HD 114762 tiene un exceso de flujo en  $25 \mu\text{m}$  y una luminosidad fraccional relativamente grande (ver Tabla 2.3). El criterio de Mannings & Barlow (1998) no es aplicado a este objeto dado que no hay disponible datos IRAS. Sin embargo, la SED correspondiente (ver Figura 5.18) muestra un exceso IR significativo en longitudes de onda mayores que  $25 \mu\text{m}$ . HD 179949 satisface el criterio de Mannings & Barlow (1998). La SED en la Figura 5.18 muestra un exceso IR significativo. Los cocientes de flujos,  $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  y  $F_{25,\text{obs}}/F_{15,*}$ , y la luminosidad fraccional,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , en la Tabla 2.3 son cercanas o mayores que el valor medio para el grupo de estrellas EH de secuencia principal. El exceso de emisión IR para estos dos objetos sugiere que las polarizaciones medidas son probablemente de origen circunestelar y no interestelar.

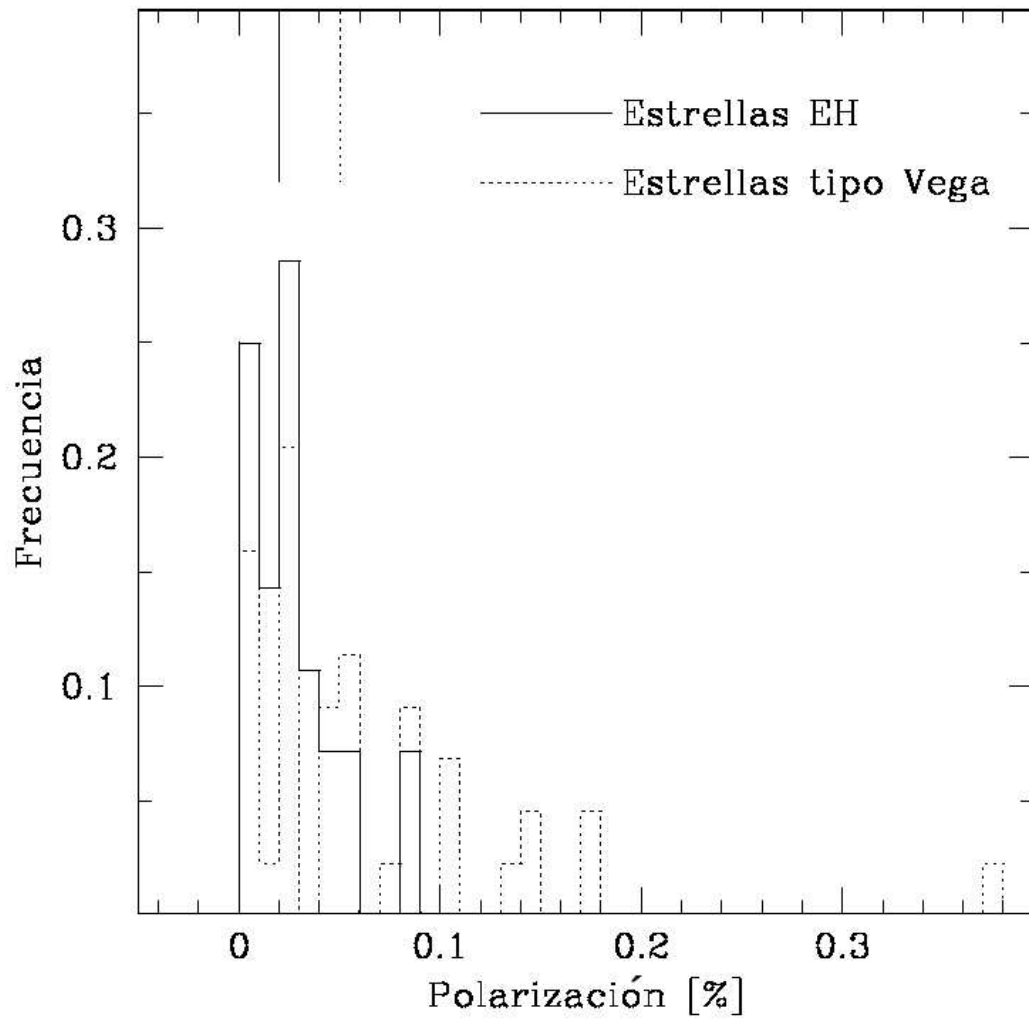


Figura 2.9: Distribución de polarización para las estrellas EH (línea gruesa) y de tipo Vega (línea punteada). Se indica la mediana de cada distribución.

La polarización media de las estrellas EH es casi idéntica que la de los objetos de tipo Vega (ver Tabla 2.5). Sin embargo, el “test” KS indica que los histogramas correspondientes son significativamente diferentes con un 98% de nivel de confianza. Aunque la mayoría de los objetos de tipo Vega tienen muy bajos niveles de polarización, una fracción significativa de la muestra compilada ( $\sim 30\%$ , 13 de 44), muestra grados de polarización en exceso de  $\sim 0.1\%$  de la contribución interestelar, sugiriendo la presencia de polvo circunestelar. De hecho, la diferencia estadística entre las dos distribuciones es principalmente debida a la “cola” en la distribución de polarización de objetos de tipo Vega. El polvo circunestelar alrededor de las tipo Vega puede dispersar y en consecuencia polarizar la luz de la estrella central.

Para objetos con  $p < 0.1\%$  es difícil separar las componentes interestelar y circunestelar. Sin embargo, Tamburini et al. (2002) analizaron las propiedades de la polarimetría óptica del mismo grupo de estrellas EH en relación al grupo de estrellas cercanas sin compañeros planetarios detectados, y encuentran que las distribuciones son diferentes. La distribución de polarización de las estrellas EH tiene un pico en valores muy chicos ( $p$  cercana a  $\sim 0.0\%$ ). Estos autores también notan que el grado de polarización de las estrellas EH no está estrictamente correlacionado con la presencia de un planeta o planetas. Sin embargo, la polarización correlaciona con la excentricidad orbital del sistema. Las estrellas EH con planetas de órbitas altamente excéntricas tienden a tener polarizaciones bajas. Sistemas de excentricidades pequeñas, por otro lado, tienen polarizaciones elevadas.

Los grupos de las estrellas T Tauri y Herbig AeBe tienen medianas de polarización (1.0% y 1.5%, respectivamente) significativamente mayores que aquellas correspondientes a los objetos de tipo Vega (0.05%) y de las estrellas EH (0.02%). Esta diferencia puede indicar que el polvo relativamente caliente (produciendo la polarización a longitudes de onda ópticas) comienza a agotarse con el tiempo. Los objetos T Tauri y Herbig AeBe <sup>8</sup> tienen edades de  $\sim 1-10 \cdot 10^6$  yr, mientras que las estrellas de tipo Vega y las estrellas EH son más viejas, con edades de  $\sim 1-10 \cdot 10^8$  yr.

En la Figura 2.10 mostramos el porcentaje de polarización vs. la luminosidad fraccional derivada,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , para la muestra de estrellas EH. No hay una tendencia clara en esta figura. Los dos grupos (de secuencia principal y evolucionados) se encuentran

---

<sup>8</sup>Las estrellas con exoplanetas presentan tipos espectrales  $\sim$  solares, comparables a las clásicas estrellas T Tauri. Por otro lado, las estrellas candidatas a tipo Vega de IRAS, tienen tipos espectrales tempranos, similares a las estrellas Herbig AeBe.



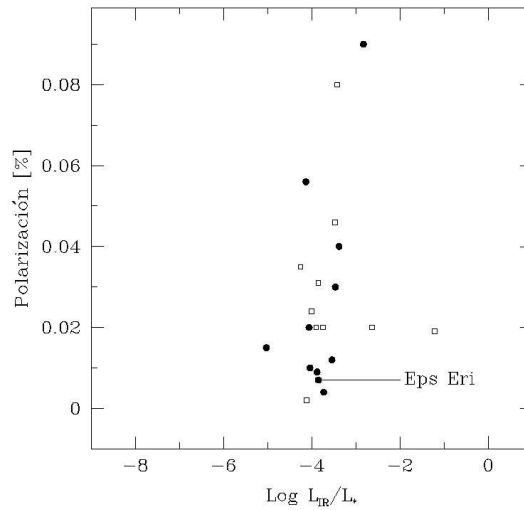


Figura 2.10: Porcentaje de polarización vs.  $\text{Log } L_{\text{IR}}/L_*$  para la muestra de estrellas EH. Los círculos indican objetos de secuencia principal y los cuadrados abiertos estrellas evolucionadas. Se indica la posición de  $\epsilon$  Eri (asociada con un disco circunestelar visto casi “pole-on”, Greaves et al. 1998).

bien mezclados en este gráfico. Esta muestra incluye  $\epsilon$  Eri, la cual está asociada con un disco visto casi “pole-on” (Greaves et al. 1998) y tiene un grado de polarización relativamente chico (0.007%). El hecho de que el disco casi coincida con el plano del cielo, explica los valores bajos de polarización determinados para este objeto.

## 2.8. Resumen y discusión del presente Capítulo

Compilamos la fotometría óptica e IR de un grupo de 61 estrellas EH de la vecindad solar. El diagrama color-color  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  de esta muestra, indica claramente exceso en  $12 \mu\text{m}$  con respecto a estrellas de secuencia principal (desprovistas de cantidades significativas de material circunestelar) y aproximadamente comparables a estrellas de tipo Vega. Las medianas de las distribuciones en  $K_s - [12]$  son:  $\sim 0$  para estrellas de secuencia principal sin excesos IR, 0.5 para objetos de tipo Vega (Fajardo - Acosta et al. 2000), y 0.38 para la muestra analizada de estrellas EH. El diagrama color-color  $K_s - [25]$  vs.  $J - K_s$  del grupo EH también indica exceso en  $25 \mu\text{m}$ .

Construimos las distribuciones espectrales de energía de 61 estrellas EH combinando fotometría de diferentes relevamientos. El modelo de cuerpo negro reproduce la distribución espectral observada entre 0.43 y 12  $\mu\text{m}$  de modo muy satisfactorio para estos objetos. Sin embargo, la mayoría de las estrellas de la muestra, presentan exceso IR de emisión en  $\lambda > 12 \mu\text{m}$  que no puede ser ajustada con un único modelo de cuerpo negro, y de esta manera no puede ser atribuido a una contribución fotosférica. Mientras que en estos objetos no se espera o no es evidente un exceso significativo en el IR cercano, excesos en el IR medio o lejano podrían ser significativos.

Aplicamos diferentes indicadores, previamente usados en la literatura para seleccionar candidatos a tipo Vega (entre estrellas de secuencia principal), y así cuantificar mejor los excesos en el IR medio o lejano, en la muestra analizada de estrellas EH. En particular, usamos los excesos de flujo fotosférico en 12 y 25  $\mu\text{m}$  ( $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  y  $F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$ ), la luminosidad fraccional del disco ( $L_{\text{IR}}/L_*$ ), y las razones de densidad de flujo ( $R_{12/25}$  y  $R_{25/60}$ ) en combinación con asociaciones posicionales y condiciones sobre la calidad de los datos IRAS de Mannings & Barlow (1998).

Los flujos fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$  y la luminosidad fraccional del disco indican que, como grupo, las estrellas EH tienen un exceso con respecto al nivel fotosférico. Sin embargo, en este caso no se aplican condiciones sobre la calidad de los datos IRAS o sobre la asociación posicional. Por otro lado, el criterio de Mannings & Barlow (1998) permite establecer una fracción más confiable de objetos con disco entre las estrellas EH, debido a que establece restricciones adicionales sobre la calidad de los datos y la asociación posicional de la fuente. El criterio es verificado por 19-23 % (6-7 de 31) de las estrellas EH de secuencia principal, y por 20 % (6 de 30) de las estrellas EH evolucionadas. Para todos estos objetos, las diferencias entre las densidades de flujo observadas y esperadas es significativamente mayor que  $3\sigma$ .

Varias búsquedas de objetos de tipo Vega estiman una fracción similar de objetos con exceso IR de emisión, entre estrellas de secuencia principal (es decir  $\sim 15\%$ , Sylvester et al. 2001, Fajardo - Acosta et al. 2000). Este exceso de emisión es probablemente debido a la presencia de polvo circunestelar. Sin embargo, en vista de la pobre resolución espacial y problemas de confusión de IRAS, se requieren mayor resolución y mayor sensibilidad para confirmar la naturaleza circunestelar de las emisiones detectadas. A partir del año próximo, estarán disponibles observaciones de mejor calidad (realizadas por el satélite Spitzer), por lo cual será posible mejorar el análisis aquí presentado.

Colectamos valores de polarización óptica para 26 estrellas EH, a partir de la literatura. Estos objetos tienen muy modestos grados de polarización con una mediana de 0.02% y comparable a las estrellas de tipo Vega (0.05%). Ambos grupos tienen medianas de polarización óptica significativamente menores que las estrellas T Tauri (1.0%) y Herbig AeBe (1.5%). Sin embargo, no encontramos una tendencia en la luminosidad fraccional del disco de polvo,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , vs. el grado de polarización para la sub-muestra analizada de 26 estrellas EH. Similarmente, no es clara una correlación entre la luminosidad fraccional del disco,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , y la edad de ocho estrellas EH tomadas de la literatura.

## 2.9. Bibliografía

Allende Prieto, C., Lambert, D. L., 1999, *A&A* 352, 555

Augereau, J. C., Lagrange, A. M., Mouillet, D., Menard, F., 1999, *A&A* 350, L51

Backman, D. E., Paresce, F., 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. E. H. Levy, J. I. Lunine, M. S. Mathews (Tucson: Univ. Arizona Press), p. 1253

Bhatt, H. C., Manoj, P., 2000, *A&A* 362, 978

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Trilling, D. E., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Engelbracht, C. W., Blaylock, M., Gordon, K. D., , 2005, *ApJ* 622, 1160

Beichman, C. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Gautier, T. N., Grogan, K., Shao, M., Velusamy, T., Lawler, S. M., Blaylock, M., Rieke, G. H., 2006, *ApJ* 652, 1674

*IRAS Catalogs and Atlases Explanatory Supplement*, 1988, ed. Beichman, C., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., Chester, T. J., (Washington, DC: GPO), NASA RP-1190, vol. 1

Bessel, M. S., 1979, *PASP* 91, 589

- Bessel, M. S., Brett, J. M., 1988, *PASP* 100, 1134.
- Chen, Y. Q., Zhao, G., 2002, *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics* 2, 151
- Cohen, M., Wheaton, Wm. A., Megeath, S. T., 2003, *AJ* 126, 1090
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., Van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., 2003, *CDS Online Catalog II/246*
- Dominik, C., Laureijs, R. J., Jourdain de Muizon, M., Habing, H. J., 1998, *A&AL*, 329, 53
- Egan, M. P., Price, S. D., Moshir, M. M., Cohen, M., Tedesco, E., 1999, *CDS Online Catalog V/107*
- Fajardo - Acosta, M. B., Beichman, C. A., Cutri, R. M., 2000, *ApJL* 538, 155
- Fouqué, P., Chevallier, L., Cohen, M., Galliano, E., Loup, C., Alard, C., de Batz, B., Bertin, E., Borsenberger, J., Cioni, M. R., 2000, *A&AS* 141, 313
- González, G., 1999, *MNRAS* 308, 447
- González, G., Laws, C., 2000, *AJ* 119, 390
- González, G., Laws, C., Tyagi, S., Reddy, B. E., 2001, *AJ* 121, 432
- Greaves, J. S., Holland, W. S., Moriarty - Schieven, G., et al., 1998, *ApJL* 506, 133
- Heiles, C., 2000, *AJ* 119, 923
- Jayawardhana, R., Holland, W. S., Kalas, P., Greaves, J. S., Dent, W. R. F., Wyatt, M. C., Marcy, G. W., 2002, *ApJL* 570, 93
- Jura, M., 1999, *ApJ* 515, 706
- Kalas, P., Graham, J., Beckwith, S. V. W., Jewitt, D. C., Lloyd, J. P., 2002, *ApJ*

567, 999

Kenyon, S., Hartmann L., 1995, *ApJS* 101, 117

Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J. R., Robson, A., Taylor, B. G., Ximenez de Ferran, S., 1996, *A&AL*, 315, 27

Kholopov, P. N., Samus, N. N., Frolov, M. S., Goranskij, V. P., Gorynya, N. A., Karitskaya, E. A., Kazarovets, E. V., Kireeva, N. N., Kukarkina, N. P., Kurochkin, N. E., 1998, *A Combined General Catalog of Variable Stars, Edition 4.1*, Moscow, eds., *Precision Photometry: Astrophysics of the Galaxy*, L. Davis Press, Schenectady, p. 27

Laureijs, R. J., Jourdain de Muizon, M., Leech, K., Siebenmorgen, R., Dominik, C., Habing, H. J., Trams, N., Kessler, M. F., 2002, *A&A* 387, 285

Leroy, J. L., 1993, *A&AS* 101, 551.

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

Mannings, V., Barlow, M., 1998, *ApJ* 497, 330

Moshir, M., Copan, G., Conrow, T., 1989, *Explanatory Supplement to the IRAS Faint Source Survey, Version 2 (JPL D-10015 8/92, Pasadena: JPL) (FSC)*

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., 2001, *A&A* 379, 564

Pantin, E., Els, S., Marchis, F., Endl, M., Kurster, M., Sterzik, M., 2000, *Bulletin of the American Astronomical Society* 32, 1646

Plets, H., Vynckier, C., 1999, *A&A* 343, 496

Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992, *Numerical Recipes in Fortran: The Art of Scientific Computing*, Cambridge University Press, 2nd edition, p. 617

Reid, N., 2002, PASP 114, 306

Reiz, A., Franco, G. A. P., 1998, A&AS 130, 133

Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., Trilling, D., Bryden, G., Muzerolle, J., White, B., Gorlova, N., Young, E. T., Beichman, C. A., 2005, ApJ 620, 1010

Saffe C., Gómez M., 2004, A&A 423, 221

Schmidt-Kaler, Th., 1982, in Shaifers K., Voigt H. H. eds., Landolt-Bornstein, Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, Group VI, Astronomy, Astrophysics and Space Research, Vol. 2b, Springer Verlag, Berlin, p. 14

Schneider, G., Smith, B. A., Becklin, E. E., Koerner, D. W., Meier, R., Hines, D. C., Lowrance, P. J., Terriale, R. J., Thompson, R. I., Rieke, M., 1999, ApJL 513, 127

Schneider, G., Becklin, E. E., Smith, B. A., Weinberger, A. J., Silverstone, M., Hines, D. C., 2001, ApJ 121, 525

Song, I., Caillault, J. -P., Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., Randich, S., 2000, ApJL 533, 41

Song, I., Caillault, J.-P., Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., 2001, ApJ 546, 352

Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Trilling, D. E., Muzerolle, J., Beichman, C. A., Moro-Martín, A., Hines, D. C., Werner, M. W., 2006, ApJ 653, 675

Suchkov, A. A., Schultz, A. B., 2001, ApJL 549, 237

Sylvester, R. J., Mannings, V., 2000, MNRAS 313, 73

Sylvester, R. J., Skinner, C. J., Barlow, M. J., Mannings, V., 1996, MNRAS 279, 915

Sylvester, R. J., Dunkin, S. K., Barlow, M. J., 2001, MNRAS 327, 133

Tamburini, F., Ortolani, S., Bianchini, A., 2002, *A&A* 394, 675

Thé, P. S., de Winter D., Perez M. R., 1994, *A&AS* 104, 315

Trilling, D. E., Brown, R. H., Rivkin, A. S., 2000, *ApJ* 529, 499

Weinberger, A. J., Becklin, E. E., Schneider, G., Smith, B. A., Lowrance, P. J., Silverstone, M. D., Zuckerman, B., Terriale, R. J., 1999, *ApJL* 525, 53

Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., Rieke, G. H., Rieke, M., Hoffmann, W. F., Young, E., Houck, J. R., Brandl, B., Fazio, G. G., 2004, *ApJS* 154, 1

Yudin, R. V., 2000, *A&AS* 144, 285

Zuckerman, B., 2001, *ARA&A* 39, 549

# Capítulo 3

## Sobre la Distribución de Edades de las Estrellas con Exoplanetas

### 3.1. Introducción

Como se mencionó en el Capítulo 1, resulta bien establecido que la muestra de estrellas EH es, en promedio, rica en metales comparada a las estrellas de campo de la vecindad solar sin exoplanetas conocidos, detectados por medio de mediciones de velocidad radial de alta precisión (González 1997, Laughlin & Adams 1997, González 1998, González et al. 2001a, Santos et al. 2000a, Santos et al. 2001, Santos et al. 2004b). Hasta el momento, se desconocen otras características que pudieran distinguir a las estrellas EH de las demás estrellas de la vecindad solar. En particular, la edad de las estrellas EH es un parámetro poco explotado.

La distribución de edades de estrellas EH es claramente un parámetro importante para entender los orígenes y la evolución de estos sistemas (Reid 2002). El conocimiento de este parámetro puede permitir también estudiar la posible correlación con respecto a otras características físicas en estos objetos (Chen & Zhao 2002). En el caso de las estrellas EH, básicamente dos técnicas han sido utilizadas para estimar las edades de estrellas individuales (González & Laws 2000, González 1999, González et al. 2001, Chen & Zhao 2002): por un lado el ajuste de isócronas, y por otro la medición de la actividad cromosférica mediante la emisión en el núcleo (“core”) de las líneas H y K de absorción del CaII. Sin embargo, ningún método incluyó a todo el grupo EH y tampoco se intentó correlacionar este parámetro.



Suchkov & Schultz (2001) analizaron nueve estrellas de tipo F asociadas con exoplanetas y determinaron sus edades usando diferentes estimadores, tales como: metalicidad, variabilidad en el catálogo Hipparcos, anomalía de brillo y ubicación en el diagrama color-magnitud en relación a estrellas F de campo y a las Hyades. Ellos concluyen que las 9 estrellas analizadas tienen edades similares a la de las Hyades ( $\sim 0.7$  Gyr), y de este modo son significativamente más jóvenes que las estrellas F de campo. La edad podría de esta manera ser un parámetro de ayuda al seleccionar candidatos a estrellas EH.

Dentro de los exoplanetas llamados “Hot Jupiters” ( $P < 10$  días), existe un subgrupo con períodos  $P < 3$  días, los cuales han sido detectados por métodos fotométricos (ver, por ejemplo, Konacki et al. 2004, 2005, Torres et al. 2004, Pont et al. 2004, Alonso et al. 2004). La relativa escasez de estos objetos, puede deberse a que estos planetas cercanos son rápidamente evaporados y tendrían tiempos de vida muy cortos, en cuyo caso estas estrellas serían más jóvenes que el resto de las estrellas EH. Melo et al. (2006) estudiaron las edades de 9 de estos objetos, utilizando la abundancia del Li, actividad cromosférica y velocidades rotacionales. Sin embargo, estos autores concluyen que todos los objetos presentan edades  $> 0.5$  Gyr. Vemos entonces que la edad es un parámetro fundamental de las estrellas EH que vale la pena explorar.

En este Capítulo presentamos los espectros de 49 estrellas EH observadas desde el hemisferio Sur y aplicamos la actividad cromosférica para obtener sus edades. Para el resto de estrellas EH sin espectro observado, derivamos el índice de actividad cromosférica  $R'_{HK}$  a partir de los datos de la literatura. Comparamos la determinación de edad cromosférica con aquella calculada usando otros métodos, tales como: Isócronas, abundancia del Litio y del Hierro, y dispersión de velocidad espacial. También, confrontamos las edades de las estrellas EH con respecto a estrellas cercanas sin exoplanetas conocidos. Finalmente, buscamos correlaciones entre la edad y parámetros físicos de las estrellas EH tales como,  $L_{IR}/L_*$  (el exceso sobre la luminosidad estelar) y la metalicidad.

### 3.1.1. Precisión en la determinación de edades

Un cúmulo se puede considerar como un conjunto de estrellas, tal que la atracción gravitatoria mutua es mayor que la correspondiente al de la Galaxia, de tal modo que se encuentran muy próximos entre sí en el plano del cielo. Sabemos que el estudio

de estos objetos es de gran importancia, ya que suponemos que estas estrellas se encuentran aproximadamente a la misma distancia del sol, y se han formado al mismo tiempo, es decir, tendrán aproximadamente la misma edad. Por otro lado, se puede esperar que la composición química tampoco difiera demasiado, ya que estos objetos se formaron bajo condiciones físicas similares. Mientras los cúmulos abiertos tienen forma irregular, se ubican cerca del plano galáctico, y contienen generalmente estrellas jóvenes, los cúmulos globulares presentan una distribución más bien esférica de estrellas, se pueden posicionar lejos del plano galáctico, y contienen estrellas muy viejas.

La técnica principal en cuanto a la determinación de edades de las estrellas en cúmulos, consiste en un ajuste de isócronas sobre un diagrama color-color o bien, sobre un diagrama color-magnitud. Las isócronas respectivas se calculan utilizando modelos de evolución estelar, y con respecto a cierto sistema fotométrico particular. Esto permite derivar edades con alta precisión. Por ejemplo, Clariá et al. (2007) utilizaron la fotometría de Washington, y derivaron una edad de  $600_{-40}^{+100}$  Myr para el cúmulo abierto NGC 2236, es decir, con un error relativo  $\sim 15\%$  o menor.

Para el caso de estrellas individuales, la determinación de edades utilizando el método de las isócronas, tiene un error relativo de  $\sim 50\%$ , estimado por Gustafsson (1999). Como discutiremos más adelante, otros métodos tales como el cromosférico pueden llegar a errores de  $\sim 30\%$ . De cualquier modo, y aplicando cualquiera de estos métodos, el error presente es mayor del que resulta al calcular las edades de estrellas en cúmulos (ver, por ejemplo, Clariá et al. 2007, Piatti et al. 2007). La intención de este trabajo es comparar las edades del grupo de estrellas con exoplanetas con respecto a las estrellas de la vecindad solar, y no alcanzar las precisiones que se obtienen al calcular las edades de estrellas en cúmulos. Sabemos desde un principio que esto no es posible, sin embargo consideramos que es un esfuerzo valioso tratar de estimar las edades de estas estrellas, a pesar de las dificultades. Por este motivo, utilizamos todos los métodos a nuestra disposición, tal que nos permitan estimar las edades de estos objetos (estrellas cercanas individuales asociadas con exoplanetas), ya sea mediante indicadores espectroscópicos o fotométricos. A lo largo del trabajo se prestará especial atención a las limitaciones e incertezas de los diferentes estimadores.

## 3.2. Observaciones y reducción de datos

Observamos 49 estrellas EH del hemisferio Sur, seleccionadas a partir de las listas de California and Carnegie Planet Search<sup>1</sup> y de Geneva Observatory Planet Search<sup>2</sup>. Estas compilaciones básicamente incluyen 138 estrellas EH hasta el 25/06/2005, incluyendo 157 exoplanetas y 14 sistemas múltiples. 131 estrellas EH han sido detectadas por espectroscopía Doppler y sólo 7 por fotometría. Los probables compañeros planetarios tienen masas tal que  $M \sin i < 17 M_{\text{Jup}}$ . Las 49 estrellas que observamos tienen distancias entre 10 y 94 pc, y tipos espectrales F, G y K (6, 34 y 9 objetos, respectivamente), según es especificado en el catálogo Hipparcos.

Llevamos a cabo las observaciones en Septiembre 20–22 del 2003 y Marzo 28–31 del 2004, obteniendo un total de  $\sim 150$  espectros en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan - Argentina) con el espectrógrafo REOSC montado sobre telescopio Jorge Sahade de 2.15 m. El REOSC utiliza un detector TEK 1024  $\times$  1024, con un tamaño de “pixel” de  $24 \times 24 \mu\text{m}$ , y fue empleado en el modo de dispersión simple. Utilizamos una red de 1200 l/mm ( $0.75 \text{ \AA}/\text{pix}$ ) centrada en 3950  $\text{\AA}$  para cubrir el rango espectral de 3500–4200  $\text{\AA}$ , incluyendo las líneas H y K del CaII, en 3968 y 3933  $\text{\AA}$ , respectivamente. Seleccionamos una apertura de 250  $\mu\text{m}$  ( $\sim 1''$ ) de ancho. Varias estrellas “standards” cromosféricas fueron observadas durante ambos turnos de observación. Los tiempos de integración variaron entre 1 y 10 minutos, dependiendo del brillo de las fuentes. Un par de lámparas de CuNeAr fueron tomadas por cada objeto. Para reducir los espectros y medir los flujos en las líneas H y K del CaII, usamos el software IRAF<sup>3</sup>.

Los espectros fueron extraídos usando la tarea *apall* de NOAO, con una apertura de 5 “pixels” de radio. Se llevó a cabo una substracción del cielo ajustando un polinomio a las regiones a cada lado de la apertura. Un ajuste no lineal de orden bajo a las líneas en la lámpara de CuNeAr fue usado para calibrar el espectro en longitud de onda. El RMS típico (“Root Mean Square”, dispersión cuadrática media) de la solución en longitud de onda es 0.22. La tarea *sbands* fue usada para medir los flujos en los núcleos de las líneas del CaII.

---

<sup>1</sup><http://exoplanets.org>.

<sup>2</sup><http://obswww.unige.ch/exoplanets>.

<sup>3</sup>IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under contract to the National Science Foundation.

### 3.3. Derivación de la edad a partir de la actividad cromosférica

Las líneas H y K del CaII se pueden utilizar como indicadores de la emisión cromosférica (CE) de las estrellas. Esto se hizo durante muchos años en el programa de observación Mount Wilson (Baliunas et al. 1995a). El relevamiento incluyó  $\sim 500$  enanas de tipo tardío del Norte, hasta 25 pc de distancia, y luego fue expandido a  $\sim 800$  objetos (Baliunas et al. 1995b), observando los objetos del programa aproximadamente una vez al año durante 25 años. Posteriormente, las estrellas del Sur también fueron estudiadas (ver, por ejemplo, Henry et al. 1996). Estos encontraron una distribución bimodal de la actividad cromosférica, en la cual la mayoría de las estrellas presentan baja actividad (como la del Sol) o bien tienen altos niveles de actividad, con muy pocos objetos en la zona intermedia, llamado “gap” (vacío) de Vaughan-Preston. La fracción de estrellas activas es del 30% (Henry et al. 1996). La existencia del vacío intermedio no se entiende del todo. Se ha sugerido que la tasa de formación estelar no es uniforme, o bien que se debe a una fluctuación estadística (Hartmann et al. 1984).

Por lo general, se admite que la CE tiene un origen magnético, similar al que origina las manchas solares. Las observaciones de la variación en la actividad magnética ha dado lugar a explicaciones tales como el dínamo hidromagnético o un oscilador torsional interno. En el primer caso, los movimientos internos de la rotación diferencial y de la convección mantienen los campos magnéticos responsables, por ejemplo, del ciclo solar de 11 años (Parker 1955, Rosner & Weiss 1992). En el segundo caso, las oscilaciones observadas del campo magnético superficial se originan de una interacción entre el campo primordial no-regenerativo y la rotación diferencial interna en el núcleo radiativo (Gough 1990). Ambas teorías tienen un éxito limitado, especialmente debido a un conocimiento relativamente escaso de las condiciones físicas en el interior estelar. Aquellas regiones de la superficie estelar donde el campo es intenso, emitirían en el núcleo de las líneas H y K del CaII. En la Figura 3.1 presentamos algunos espectros de ejemplo ilustrando la actividad cromosférica. En el panel izquierdo se muestran espectros de tipo solar en la región de las líneas H y K del CaII. Podemos notar la emisión en el núcleo de ambas líneas. En el panel derecho, se muestran los espectros de las 20 estrellas más activas de la muestra de Henry et al. (1996). La

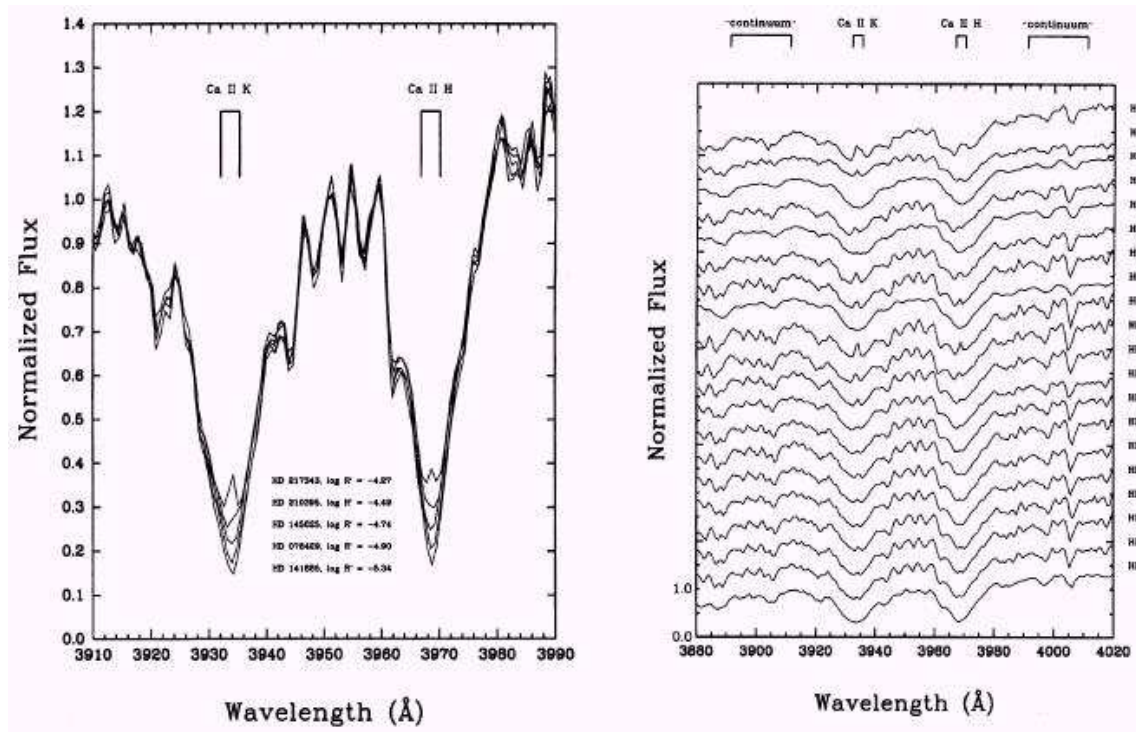


Figura 3.1: Algunos espectros de ejemplo ilustrando la actividad cromosférica. Panel izquierdo: se muestran espectros de tipo solar en la región de las líneas H y K del CaII. Podemos notar la emisión en el núcleo de ambas líneas. Panel derecho: se muestran los espectros de las 20 estrellas más activas de la muestra de Henry et al. (1996).

intensidad de esta emisión aumentaría en respuesta al calentamiento no-térmico en la cromósfera, es decir, calentamiento producido por inhomogeneidades magnéticas locales (Baliunas et al. 1995a).

La CE medida por la emisión en el núcleo de las líneas de absorción H y K del CaII, está relacionada con el tipo espectral (Wilson 1970, Baliunas et al. 1995a) y con la velocidad rotacional de la estrella central (ver, por ejemplo, Wilson 1963, Skumanich 1972, Barry et al. 1987, Eggen 1990, Soderblom et al. 1991). Estrellas de secuencia principal con tipos espectrales tardíos, tienen mayor actividad cromosférica que objetos tempranos (Wilson 1970). Mientras que el objeto envejece, disminuye su velocidad de rotación y el nivel de CE (Wilson 1963, Noyes et al. 1984, Rocha-Pinto & Maciel 1998). En este sentido, la CE provee una indicación de la edad estelar para un dado tipo espectral.

La actividad cromosférica puede cuantificarse por los índices  $S$  y  $R'_{HK}$  (ver, por ejemplo, Vaughan et al. 1978, Baliunas et al. 1995a, Vaughan & Preston 1980, Baliunas et al. 1995b, Soderblom et al. 1991, Henry et al. 1996). El índice  $S$  está definido por la suma de los flujos dentro de dos bandas de  $1 \text{ \AA}$  de ancho, centradas en las líneas del CaII H ( $\lambda 3968 \text{ \AA}$ ) y K ( $\lambda 3933 \text{ \AA}$ ). Luego, el flujo combinado es normalizado al nivel de pseudo-continuo tal y como es medido en dos ventanas equidistantes de  $20 \text{ \AA}$  de ancho cada una, a cada lado de las líneas del CaII. Estas ventanas están señaladas en la parte superior de la Figura 3.1. De acuerdo a la definición, no es necesario calibrar el espectro en flujo, ya que la definición del índice involucra mediciones relativas.

Como podemos ver en la Figura 3.2, los relevamientos indican que este índice varía a lo largo del tiempo, mostrando variaciones de corto y largo período ( $\sim$ años, similar al ciclo solar de 11 años) y otros objetos con variaciones no periódicas (Noyes et al. 1984, Baliunas et al. 1995a,b). Pero además, se suponen variaciones de cientos de años, como el llamado mínimo de Maunder solar ( $\sim 1650$ ,  $\sim 1890$ ), en los que la CE disminuye aun más. Aquellas estrellas en las que  $S$  prácticamente no varía durante el tiempo, son las elegidas como estrellas patrón para medir CE (ver, por ejemplo, Henry et al. 1996).

El índice  $S$  depende no sólo de la CE, sino que también de la emisión fotosférica de la fuente en las alas cercanas de las líneas H y K, que es una función rápidamente variable con el tipo espectral. Luego, para comparar la verdadera emisión cromosférica de estrellas con diferente  $B-V$ , es necesario conocer la variación del flujo fotosférico. Entonces, se utiliza el llamado índice  $R'_{HK}$ , que contiene la misma información que el índice  $S$ , pero con un par de correcciones:

1) una corrección de color  $B-V$ , la cual se introduce en primera aproximación como un factor multiplicativo  $C(B-V)$ :

$$R_{HK} = C(B - V) S, \quad (3.1)$$

donde  $C(B-V)$  fue calculado por Middelkoop (1982). Para obtener la relación entre  $C$  y  $B-V$ , este autor utilizó estrellas con flujos e índices  $R_{HK}$  y  $S$  medidos por Vaughan & Preston (1980), mediante una muestra de  $\sim 50$  estrellas seleccionadas con errores de medición pequeños. Luego, para estas estrellas graficó  $C$  vs.  $B-V$  y realizó un ajuste

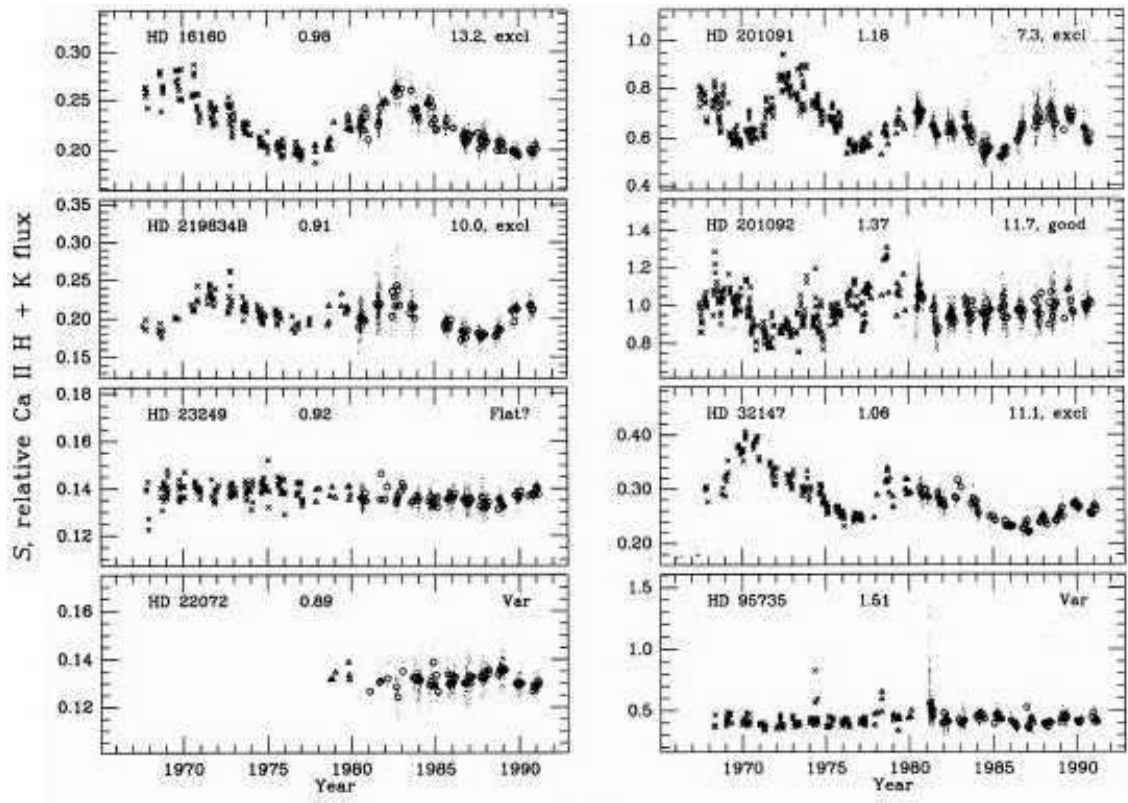


Figura 3.2: Variación del índice S a lo largo del tiempo, para una muestra de estrellas de ejemplo. Figura tomada de Baliunas et al. (1995a).

por cuadrados mínimos a los puntos observados, obteniendo una relación empírica entre ellos. De este modo,  $C(B-V)$  está dado por:

$$C(B - V) = 1.13(B - V)^3 - 3.91(B - V)^2 + 2.84(B - V) - 0.47 \quad (3.2)$$

2) Substracción de la contribución fotosférica en las líneas H y K del CaII,  $R_{\text{PHOT}}$ , a fin de que el índice contenga exclusivamente información de la cromósfera y no de la fotósfera estelar:

$$R'_{\text{HK}} = R_{\text{HK}} - R_{\text{PHOT}}, \quad (3.3)$$

donde  $R_{\text{PHOT}}$  representa la contribución fotosférica pura en las líneas H y K, derivada por Hartmann et al. (1984). Con el propósito de estimar la contribución fotosférica, estos autores realizaron observaciones con espectros de alta dispersión de las líneas H y K del CaII de una muestra seleccionada de estrellas, sobre las cuales se midió directamente la contribución  $R_{\text{PHOT}}$ . De este modo, obtuvieron para  $R_{\text{PHOT}}$  la siguiente relación funcional:

$$\text{Log}(R_{\text{PHOT}}) = -2.89(B - V)^3 + 1.92(B - V)^2 - 4.90 \quad (3.4)$$

Para determinar  $S$  y  $R'_{\text{HK}}$  para las estrellas observadas, básicamente adoptamos el procedimiento de Henry et al. (1996). Definimos el índice  $S_{\text{CASLEO}}$  análogo a la Ecuación 3.1 y transformamos este índice al sistema de cuatro bandas espectrofotométricas de Mount Wilson (Vaughan et al. 1978) por medio de la medición de estrellas standards. Específicamente, en la determinación de  $S_{\text{CASLEO}}$  usamos dos bandas de 3 Å de ancho, centradas en las líneas del CaII, y dos ventanas de 20 Å ubicadas a cada lado de las líneas H y K (medición del pseudo-continuo). En la Tabla 3.1 listamos las estrellas standards observadas, seleccionadas entre aquellas con más de 100 observaciones en Mount Wilson. Incluimos los índices  $S$  y  $R'_{\text{HK}}$  correspondientes a las mediciones de Mount Wilson y de CASLEO.

Para estimar los errores en nuestras determinaciones de  $S_{\text{CASLEO}}$  de los objetos observados, desplazamos las ventanas medio “pixel” en cada dirección, recalculamos los índices y los comparamos con la medición original. De esta manera, estimamos un error de  $\sim 0.005$  en  $S_{\text{CASLEO}}$  debido a errores en la ubicación de las ventanas. Traducido en edad, un error de  $\sim 0.005$  corresponde a  $\sim 0.4$  Gyr para un estrella de



Tabla 3.1: Estrellas standards cromosféricas medidas en el CASLEO

Estrella	$S_{\text{MW}}$	$\text{Log } R'_{\text{MW}}$	$S_{\text{CASLEO}}$	$\text{Log } R'_{\text{CASLEO}}$
Septiembre 2003				
HD 3443 AB	0.1823	-4.907	0.3706	-5.077
HD 3795	0.1557	-5.038	0.3443	-5.146
HD 9562	0.1365	-5.174	0.3526	-5.124
HD 10700	0.1712	-4.959	0.3739	-5.066
HD 11131	0.3355	-4.428	0.4582	-4.580
HD 16673	0.2151	-4.662	0.4307	-4.671
HD 17925	0.6478	-4.314	0.5870	-4.263
HD 22049	0.4919	-4.458	0.5129	-4.536
HD 30495	0.2973	-4.510	0.4431	-4.648
HD 38393	0.1514	-4.941	0.3842	-4.946
HD 152391	0.3867	-4.461	0.5053	-4.432
HD 158614 AB	0.1581	-5.028	0.3708	-5.076
Marzo 2004				
HD 23249	0.1374	-5.184	0.2754	-5.037
HD 30495	0.2973	-4.510	0.4007	-4.414
HD 38392	0.5314	-4.497	0.4811	-4.389
HD 38393	0.1514	-4.941	0.3385	-5.004
HD 45067	0.1409	-5.092	0.3178	-5.094
HD 76151	0.2422	-4.670	0.3712	-4.700
HD 81809 AB	0.1720	-4.923	0.3135	-5.089
HD 158614	0.1581	-5.028	0.3138	-4.944

5 Gyr de edad. En esta estimación usamos la calibración de Donahue (1993).

La Figura 3.3, panel superior, muestra los índices  $S_{\text{CASLEO}}$  vs  $S_{\text{MW}}$  correspondientes a cada turno de observación. Utilizamos un ajuste de segundo orden para reproducir los puntos de datos (la línea continua) y derivar las siguientes relaciones:

$$S_{\text{MW}} = 4.1109 S_{\text{CASLEO}}^2 - 1.6104 S_{\text{CASLEO}} + 0.1966 \quad (3.5)$$

$$S_{\text{MW}} = 8.7210 S_{\text{CASLEO}}^2 - 4.6370 S_{\text{CASLEO}} + 0.7476, \quad (3.6)$$

para los turnos de Septiembre 2003 y Marzo 2004, respectivamente. Estas relaciones son estrictamente válidas para  $0.27 < S_{\text{CASLEO}} < 0.59$  ( $0.14 < S_{\text{MW}} < 0.65$ ) Septiembre 2003 y  $0.27 < S_{\text{CASLEO}} < 0.48$  ( $0.14 < S_{\text{MW}} < 0.53$ ) Marzo 2004. HD 162020, una de las estrellas EH más activas, ( $S_{\text{CASLEO}} = 1.11$ ), es el único objeto de la muestra fuera de los rangos de las ecuaciones 3.5 y 3.6. En este caso extrapolamos estas relaciones para incluir este objeto en nuestro análisis.

La Figura 3.3, panel inferior, compara los valores de  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  correspondientes a CASLEO y Mount Wilson para la medición de las estrellas standards (ver también Tabla 3.1). Derivamos una incerteza de  $\sim 0.05$  dex para la calibración de CASLEO con respecto a la relación de Mount Wilson. Este valor refleja principalmente el hecho de que la CE de las estrellas varía con el tiempo. Errores sistemáticos en la calibración de CASLEO con respecto al standard de Mount Wilson son probablemente mucho menores que esta cantidad. Una incerteza de  $\sim 0.05$  dex, similar a la derivada por Henry et al. (1996) o Strassmeier et al. (2000), corresponde a una diferencia en edad de  $\sim 1.5$  Gyr para una estrella de 5 Gyr de edad, usando la calibración de Donahue (1993).

La CE varía con el tiempo, teniendo variaciones cortas y largas, periódicas y no periódicas (Noyes et al. 1984, Baliunas et al. 1995a, Baliunas et al. 1995b). El uso de un valor instantáneo de los índices S y  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  (es decir, correspondiente a una cierta época de observación) puede inducir a una estimación errónea de la edad. Por ejemplo, en el caso del Sol,  $R'_{\text{HK}}$  varió desde  $-4.75$  hasta  $-5.10$  durante el “Mínimo de Maunder” ( $\sim 1650$ ,  $\sim 1890$ ), correspondiente a edades de 8.0 y 2.2 Gyr, respectivamente. Aunque esto representa una variación extrema (al presente, sólo detectada en el Sol), advertimos sobre la aplicabilidad de valores individuales del índice de CE. Por esta razón es más apropiado usar un promedio temporal,  $\langle R'_{\text{HK}} \rangle$ , para estimar la edad.

Buscamos intensivamente en la literatura determinaciones previas del índice  $R'_{\text{HK}}$  para todas las estrellas observadas en CASLEO y para el resto de las estrellas EH de la muestra. En el Apéndice 2 presentamos los datos completos de la compilación, como así también los datos presentados en este trabajo. Como los datos son publicados de diferentes maneras, por ejemplo observaciones individuales o promedio de un turno de observación, también indicamos el tipo de datos usados en el promedio final.

En la Tabla 3.2 listamos los valores de  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  derivados a partir de datos de

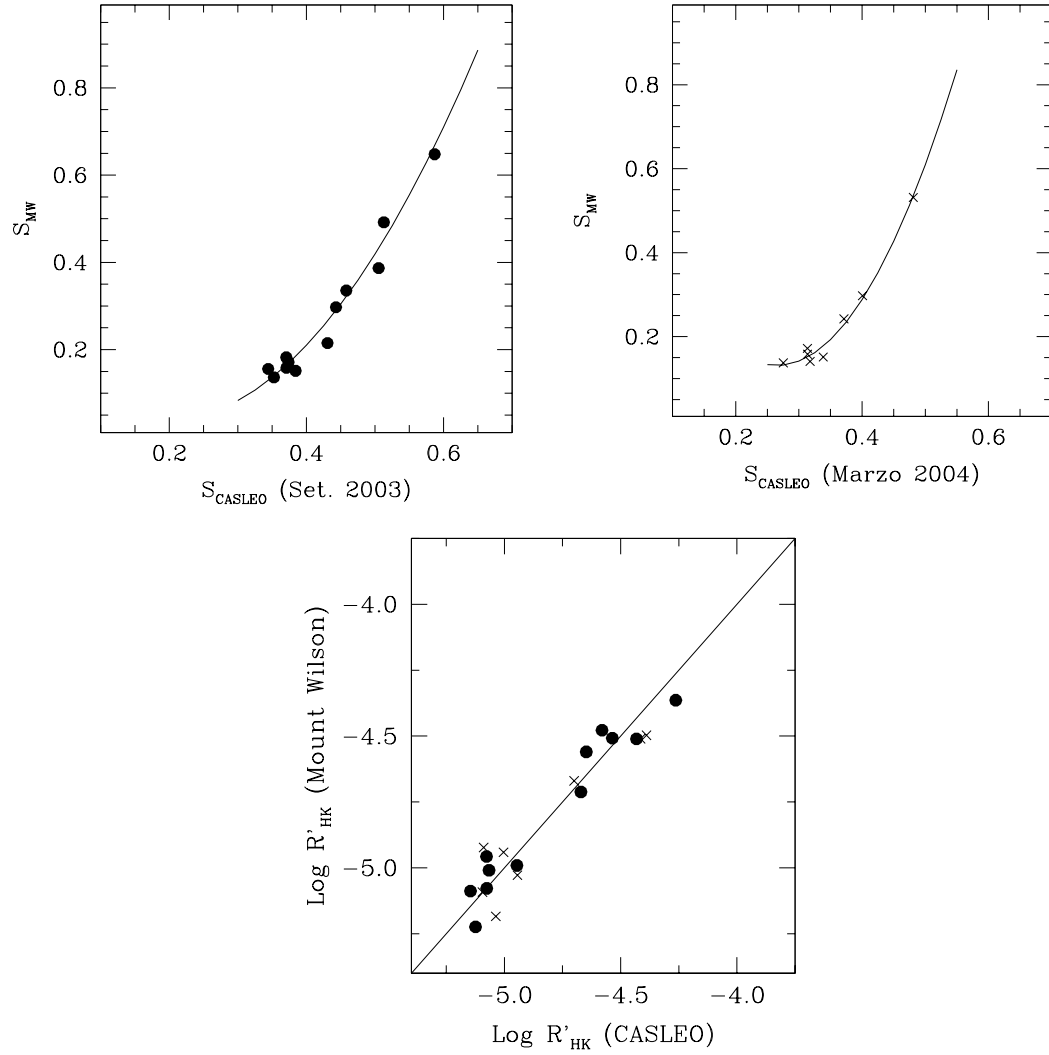


Figura 3.3: Panel superior:  $S_{CASLEO}$  vs  $S_{MW}$  (MW: Mount Wilson) para las estrellas “standards” de la Tabla 3.1 correspondiente a los turnos de observación de Septiembre 2003 y Marzo 2004. Panel inferior: valores de  $\text{Log } R'_{HK}$  para ambos sitios (es decir, CASLEO y Mount Wilson). Los círculos llenos indican datos del 2003 y las cruces observaciones del 2004.

CASLEO solamente, el promedio compilado de la literatura,  $\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \text{ sin CASLEO} \rangle$ , y el promedio final incluyendo nuestra medición de CASLEO,  $\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \text{ con CASLEO} \rangle$ . La diferencia promedio entre los índices con y sin los datos reportados en esta contribución es  $\sim 0.107$ . Tres estrellas en la muestra, HD 19994, HD 169830 y HD 216437, muestran diferencias promedio significativamente mayores, 0.569, 0.381 y 0.222, respectivamente. En la Tabla 3.4 listamos el valor de  $\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle$  obtenido de la literatura para los objetos no observados en CASLEO.

Para derivar una “edad cromosférica” de los objetos EH, aplicamos las calibraciones de Donahue (1993), de aquí en más D93, y Rocha-Pinto & Maciel (1998), de aquí en más RPM98. La última relación incluye una corrección en la derivación de la edad debido a la metalicidad estelar. Los valores derivados son listados en las columnas 5 y 6 de la Tabla 3.2 para las estrellas observadas en CASLEO, y en las columnas 3 y 4 de la Tabla 3.4 para los objetos con índice de actividad cromosférica,  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , compilado de la literatura.

Estas calibraciones son estrictamente válidas para estrellas F y G enanas cromosféricamente inactivas (es decir,  $\text{Log } R'_{\text{HK}} < -4.75$ , Vaughan & Preston 1980). Además, Wright (2004) mostró que la relación canónica actividad cromosférica-edad se corta para las estrellas menos activas (es decir, con  $\text{Log } R'_{\text{HK}} < -5.1$ ). En nuestro caso, el 66% de la muestra (74 de 112 estrellas) en las Tablas 3.2 y 3.4, tienen  $-5.1 < \text{Log } R'_{\text{HK}} < -4.75$ , mientras 38 objetos (es decir, el 34% de la muestra) tienen valores de  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  fuera de este rango. Los últimos objetos tendrían determinaciones de edad menos confiables.

Adoptando la calibración D93, el rango de edades correspondiente al límite anterior de  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , va desde  $\sim 2.2$  hasta 5.6 Gyr. Sin embargo, la calibración D93 ha sido usada más allá del límite de Wright (2004) de  $\text{Log } R'_{\text{HK}} = -5.1$  (ver, por ejemplo, Henry et al. 1997, Marcy et al. 1999, Donahue 1998, Henry et al. 2000a, Pepe et al. 2004, Wright et al. 2004).

Pace & Pasquini (2004) usaron espectros de alta resolución para derivar la relación actividad cromosférica-edad para un conjunto de 5 cúmulos, abarcando un rango de edades de 0.6 hasta 4.5 Gyr. Específicamente, el grupo de cúmulos estudiado por estos autores incluye dos objetos jóvenes (Hyades y Praesepe con edades de  $\sim 0.6$  Gyr), dos cúmulos de edad intermedia (IC 4651 y NGC 3680 con edades de  $\sim 1.7$  Gyr) y M 67, un objeto relativamente viejo (edad de  $\sim 4.5$  Gyr). Obtuvieron datos

espectroscópicos para 21 estrellas que pertenecen a los cúmulos jóvenes, 7 estrellas en los objetos de edad intermedia y 7 estrellas en M 67. Encuentran que los dos cúmulos de edad intermedia muestran un nivel de actividad de CaII K similar al cúmulo más viejo M 67 y al Sol mismo. La relación actividad cromosférica-edad pareciera disminuir muy rápidamente entre 0 y aproximadamente 2 Gyr, después de lo cual entraría en una planicie.

Este resultado impone una limitación seria a la aplicabilidad de la técnica cromosférica para derivar edades de estrellas relativamente viejas, con edades  $> 2$  Gyr. En particular, en el caso de las estrellas EH, 85 % de la muestra (95 de 112 estrellas) tienen edades mayores que el límite anterior, usando la calibración de D93 (ver Tablas 3.2 y 3.4), y de esta manera la actividad cromosférica como indicador de edad tendría poco uso práctico.

La muestra estelar de Pace & Pasquini (2004) es relativamente pequeña. En particular, su resultado se basa en 7 espectros de alta resolución de estrellas de edad intermedia. Sería deseable extender este análisis para incluir objetos adicionales por cada cúmulo y un número relativamente mayor de cúmulos. Esto ayudaría a descartar cualquier peculiaridad en IC 4651 y NGC 3680, y poner los resultados de Pace & Pasquini (2004) en una base estadísticamente más sólida. Por otro lado, el análisis de Wright (2004) se basa en aproximadamente 3000 estrellas cercanas, un tercio de las cuales tienen espectros de alta resolución. De momento y en vista del resultado de Pace & Pasquini (2004), indicaremos de qué manera el corte de 2 Gyr en la relación actividad cromosférica-edad afecta nuestro análisis de las estrellas EH.

La incerteza en las edades derivadas por el método CE depende fuertemente de cuán bien ha sido monitoreado el ciclo de actividad de un objeto particular (ver, por ejemplo, Donahue 1998). Por ejemplo, Henry et al. (2000a) estimaron que si la estrella se encuentra en una fase similar al “Maunder Minimum” solar, que puede durar varias décadas, la estimación de la edad por CE puede ser sobreestimada por  $\sim 2$ –5 Gyr. Sin embargo, si la estrella está en una fase de “máximo” del ciclo de actividad, la incerteza en la determinación de edad puede ser menor. Henry et al. (1996) notaron que la relación D93 produce edades tal que en 15 de 22 binarias las edades difieren por menos de 0.5 Gyr. En general, Gustafsson (1999) estimó una incerteza típica para las edades derivadas por el método CE de aproximadamente 30 %.

La muestra de estrellas EH tiene al menos 19 sistemas múltiples (Udry et al.

Tabla 3.2: Índice cromosférico,  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , y edad para las estrellas EH observadas en CASLEO

Nombre	$\text{Log } R'_{\text{HK}}_{\text{CASLEO}}$	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle_{\text{sin CASLEO}}$	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle_{\text{con CASLEO}}$	Edad D93 [Gy]	Edad RPM98 [Gy]
GJ 86	-4.67	-4.74	-4.72	2.03	2.94
HD 142	-5.11	-4.92	-5.02	5.93	2.43
HD 1237	-4.31	-4.36	-4.34	0.15	0.25
HD 2039	-5.06	-4.91	-4.98	5.28	1.20
HD 4208	-4.94	-4.94	-4.94	4.47	6.03
HD 6434	-5.23	-4.89	-5.06	6.85	18.51
HD 17051	-4.58	-4.65	-4.63	1.47	0.43
HD 19994	-5.76	-4.83	-5.14	8.91	2.56
HD 23079	-5.23	-4.95	-5.04	6.53	5.92
HD 27442	-5.57		-5.57	24.74	7.15
HD 28185	-4.98	-5.00	-4.99	5.36	1.69
HD 30177	-5.15	-5.08	-5.12	8.30	1.50
HD 33636	-5.03	-4.83	-4.90	3.83	3.24
HD 38529	-5.07	-4.93	-4.97	5.09	0.89
HD 39091	-4.82	-4.97	-4.90	3.83	1.83
HD 52265	-4.90	-4.97	-4.96	4.88	1.65
HD 72659	-4.79	-5.01	-4.94	4.42	2.62
HD 73526	-5.00		-5.00	5.59	1.49
HD 75289	-4.94	-4.98	-4.97	4.96	1.29
HD 76700	-4.94		-4.94	4.51	0.77
HD 82943	-4.77	-4.87	-4.84	3.08	0.72
HD 83443	-4.79	-4.85	-4.83	2.94	0.63
HD 92788	-4.95	-4.88	-4.89	3.78	0.87
HD 108147	-4.64	-4.75	-4.71	1.98	0.70
HD 114386	-4.74		-4.74	2.19	1.91
HD 114729	-4.67	-5.04	-4.95	4.58	6.35
HD 114783	-4.70	-4.98	-4.89	3.70	1.82
HD 121504	-4.67	-4.65	-4.66	1.62	0.66
HD 130322	-4.63	-4.56	-4.58	1.24	0.77
HD 134987	-5.13	-5.05	-5.08	7.32	1.77
HD 141937	-4.77	-4.80	-4.79	2.55	1.25

D93: Calibración de Donahue (1993); RPM98: Calibración de Rocha-Pinto & Maciel (1998)

Tabla 3.3: Continuación

Nombre	$\text{Log } R'_{\text{HK}}_{\text{CASLEO}}$	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle_{\text{sin CASLEO}}$	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle_{\text{con CASLEO}}$	Edad D93 [Gy]	Edad RPM98 [Gy]
HD 142415	-4.69	-4.61	-4.63	1.49	0.51
HD 147513	-4.40	-4.46	-4.45	0.65	0.45
HD 160691	-5.10	-5.02	-5.04	6.41	1.45
HD 162020	-4.12		-4.12	0.00	0.23
HD 168443	-5.00	-5.02	-5.02	5.90	3.13
HD 168746	-4.92	-4.87	-4.89	3.75	3.18
HD 169830	-5.05	-4.94	-4.97	4.95	1.62
HD 179949	-4.66	-4.76	-4.72	2.05	0.68
HD 202206	-4.72		-4.72	2.04	0.44
HD 210277	-5.02	-5.07	-5.06	6.93	2.25
HD 213240	-5.12	-4.90	-4.97	5.11	1.90
HD 216435	-4.95	-5.00	-4.98	5.27	1.56
HD 216437	-5.52	-5.01	-5.27	12.96	3.98
HD 217107	-5.17	-5.05	-5.08	7.32	1.40
HD 222582	-5.05	-5.00	-5.03	6.16	3.38

D93: Calibración de Donahue (1993); RPM98: Calibración de Rocha-Pinto & Maciel (1998)

Tabla 3.4: Índice cromosférico,  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , y edad para estrellas EH no observadas en CASLEO

Nombre	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle$	Edad D93 [Gy]	Edad RPM98 [Gy]	Nombre	$\langle \text{Log } R'_{\text{HK}} \rangle$	Edad D93 [Gy]	Edad RPM98 [Gy]
16 Cyg B	-5.09	7.59	3.79	HD 80606	-5.09	7.63	1.73
47 Uma	-5.02	6.03	3.2	HD 88133	-5.16	9.56	6.27
51 Peg	-5.05	6.6	2.21	HD 89744	-5.11	8.09	2.55
55 Cnc	-5.00	5.5	1.21	HD 93083	-5.02	6	3.86
70 Vir	-5.07	7.09	5.52	HD 99492	-4.94	4.49	2.93
BD-103166	-4.92	4.18	0.53	HD 101930	-4.99	5.39	3.48
$\epsilon$ Eri	-4.46	0.66	0.82	HD 102117	-5.03	6.21	2.99
$\gamma$ Cephei	-5.32	14.78	6.39	HD 104985	-5.58	25.35	27.08
GJ 436	-5.21	11.05	7.41	HD 106252	-4.97	5.02	3.36
GJ 876	-5.17	9.9	6.52	HD 108874	-5.08	7.26	2.21
GJ 777A	-5.07	7.09	2.08	HD 111232	-4.98	5.2	9.65
HD 3651	-4.98	5.13	2.25	HD 117618	-4.90	3.88	2.72
HD 4203	-5.16	9.41	1.66	HD 128311	-4.40	0.39	0.41
HD 8574	-5.07	7.13	3.79	HD 136118	-4.93	4.26	3.16
HD 8673	-4.71	1.95	0.01	HD 145675	-5.09	7.6	1.20
HD 10697	-5.12	8.48	3.49	HD 150706	-4.57	1.17	0.83
HD 11964	-5.16	9.56	6.27	HD 154857	-5.14	8.98	14.29
HD 12661	-5.07	7.05	1.39	HD 177830	-5.35	15.89	4.03
HD 16141	-5.09	7.76	3.08	HD 178911 B	-4.98	5.2	1.54
HD 20367	-4.50	0.87	0.37	HD 187123	-4.99	5.33	2.26
HD 23596	-5.06	6.89	1.61	HD 190228	-5.18	10.16	14.29
HD 37124	-4.86	3.33	6.68	HD 192263	-4.44	0.57	0.55
HD 40979	-4.63	1.48	0.51	HD 195019	-4.99	5.33	2.58
HD 41004A	-4.66	1.64	1.48	HD 196050	-4.85	3.17	1.03
HD 45350	-5.00	5.59	1.94	HD 208487	-4.90	3.88	4.06
HD 46375	-4.97	4.96	1.68	HD 209458	-4.95	4.72	2.88
HD 49674	-4.77	2.38	0.55	HD 216770	-4.88	3.6	1.02
HD 50554	-4.95	4.58	2.89	HD 219449	-5.47	20.76	18.24
HD 50499	-5.02	6	1.82	HD 330075	-5.03	6.21	3.09
HD 68988	-5.06	6.78	1.34	$\rho$ Crb	-5.06	6.94	8.48
HD 70642	-4.90	3.88	1.42	$\tau$ Boo	-4.78	2.52	0.80
HD 73256	-4.49	0.83	0.26	TrES-1	-4.77	2.41	1.63
HD 74156	-5.08	7.38	2.83	$v$ And	-4.99	5.32	2.26

D93: Calibración de Donahue (1993); RPM98: Calibración de Rocha-Pinto & Maciel (1998)



2004), incluyendo tres binarias cercanas,  $\gamma$  Cep (Hatzes et al. 2003), HD 41004 A y B (Santos et al. 2002, Zucker et al. 2004), y GJ 86 (Queloz et al. 2000). Asumiendo que las componentes binarias evolucionaron juntas, Donahue (1998) encuentra que la discrepancia en la edad entre ambas estrellas tiene el mismo orden que la incerteza en la derivación de la edad cromosférica misma. Este autor encuentra que para estrellas más viejas que 2 Gyr, la incerteza en la edad está típicamente por debajo de 1 Gyr. Esta diferencia probablemente se debe a fases no sincronizadas en los ciclos de actividad en los cuales cada estrella individual ha sido monitoreada. Las interacciones tidales pueden, en principio, afectar la actividad estelar en sistemas cercanos. Sin embargo, la muestra analizada incluye un número relativamente pequeño de este tipo de binarias y así este efecto no puede alterar significativamente nuestros resultados estadísticos.

Un incremento en la CE debido a la presencia de un compañero planetario (gigante) cercano ha sido investigado por varios autores (ver, por ejemplo, Cuntz et al. 2000, Saar & Cuntz 2001, Shkolnik et al. 2003). Además, Rubenstein & Schaefer (2000) sugieren que planetas gigantes cercanos pueden estimular la presencia de “superflares” sobre la CE de las estrellas EH. Santos et al. (2003a) propusieron que la variabilidad fotométrica observada en HD 192263 puede estar relacionada a la interacción estrella-planeta. En otras estrellas EH se ha buscado un aumento de la CE (debido a la presencia de un planeta cercano), aunque sin éxito (Saar & Cuntz 2001, Shkolnik et al. 2004).

Shkolnik et al. (2003) encontraron evidencia de actividad cromosférica inducida por un planeta en una estrella EH (HD 179949), cuyo compañero planetario tiene un semieje mayor de  $\sim 0.04$  AU (período orbital de  $\sim 3$  días). El período del planeta está sincronizado con el aumento en la CE, el cual se incrementa un  $\sim 4\%$  cuando el planeta pasa enfrente de la estrella. Traducido en edades, esto representaría una diferencia de 0.8 Gyr para una estrella de 5 Gyr de edad, adoptando la calibración de D93. Esta diferencia es aproximadamente la misma que la incerteza de las edades cromosféricas. Un efecto similar fue detectado posteriormente en  $\nu$  And (Shkolnik et al. 2004).

Buscamos correlaciones entre la CE (medida por  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ ) y los parámetros orbitales del planeta asociado, tales como:  $M \text{ seni}$ ,  $e$ , y  $a$ . La Figura 3.4 muestra como un ejemplo,  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  vs el semieje mayor  $a$ . En esta figura, las estrellas de tipo “Hot Jupiter” (es decir, aquellas con  $a < 0.1$  AU) son indicadas con círculos llenos, mientras

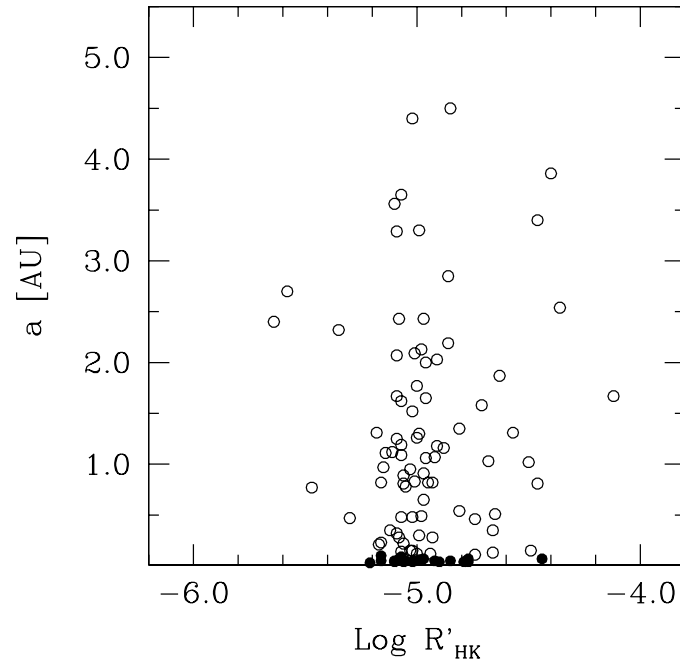


Figura 3.4: CE (medida por  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ ) versus el semieje mayor  $a$ , para la muestra de estrellas EH. Objetos de tipo “Hot Jupiter” (es decir, aquellos con  $a < 0.1$  AU) y el resto de la muestra, son representados por círculos llenos y vacíos, respectivamente.

que el resto de la muestra está con símbolos vacíos. En general, no se encuentra una tendencia clara entre la CE y el parámetro orbital del planeta. Sin embargo, las edades cromosféricas pueden estar afectadas, particularmente en el caso de HD 179949, HD 192263, y  $\nu$  And. En todo caso, esperamos que el aumento de CE debido a la presencia de un planeta gigante cercano, sea del mismo orden que la incerteza en las edades cromosféricas, en vista de este efecto para HD 179949, como se discutió anteriormente.

Wright et al. (2004) derivaron la CE para una muestra de  $\sim 1200$  estrellas F, G, K, y M, de secuencia principal, usando espectros del archivo de California & Carnegie Planet Search Project. Para compensar o de algún modo suavizar el efecto de la variabilidad estelar en un muestreo desigual de datos, usaron las medianas de  $S$  en tramos (“bins”) de 30 días, y luego adoptaron la mediana de las medianas (llamado “grand- $S$ ”). La cantidad de “bins” típicamente varía entre unos pocos y unas decenas, durante un período de tiempo de más de  $\sim 6$  años. Estos autores derivaron edades aplicando la calibración D93. Como la muestra de Wright et al. (2004) incluye 63

Tabla 3.5: Estrellas EH con las mayores diferencias en CE y edad

Nombre	Log $R'_{\text{HK}}$ este trabajo	Log $R'_{\text{HK}}$ Wright et al. (2004)	Edad [Gyr] este trabajo	Edad [Gyr] Wright et al. (2004)	Letra en la Fig. 3.5
HD 19994	-5.27	-4.88	13.01	3.55	A
HD 89744	-5.12	-4.94	8.29	4.47	B
HD 130322	-4.51	-4.78	0.93	2.45	C

estrellas EH, en la Figura 3.5 comparamos los valores de Log  $R'_{\text{HK}}$  y edades, con las reportadas en este trabajo, excluyendo, en este caso, los datos de Wright et al. (2004) de nuestra compilación.

Notamos un acuerdo general entre los índices CE (y las correspondientes edades) derivadas por Wright et al. (2004) y nuestra compilación. La mediana de la diferencia en Log  $R'_{\text{HK}}$  es 0.04 dex (con desviación standard de 0.05 dex), implicando una discrepancia en la mediana de la edad de  $\sim 0.4$  Gyr (0.8 Gyr de desviación standard) para una estrella con 5 Gyr. Las mayores diferencias en CE (y en edad) corresponden a las estrellas HD 19994, HD 89744 y HD 130322, ver Tabla 3.5. Estos objetos están marcados en la Figura 3.5 con las letras A, B, y C, respectivamente.

### 3.4. Derivación de edades para las estrellas con Exoplanetas aplicando otros métodos

En esta Sección aplicamos otros 4 métodos para inferir edades para el grupo de estrellas EH, y comparamos estos resultados con la determinación cromosférica.

#### 3.4.1. Isócronas

La  $T_{\text{eff}}$  y la luminosidad de una estrella nos permiten ubicarla en un diagrama HR teórico. Esta posición cambia mientras la estrella evoluciona en el tiempo. La edad de una dada estrella puede, al menos en principio, ser inferida adoptando un modelo de evolución estelar y las correspondientes isócronas. Sin embargo, en la práctica la derivación de edades confiables de isócronas es una tarea dificultosa.

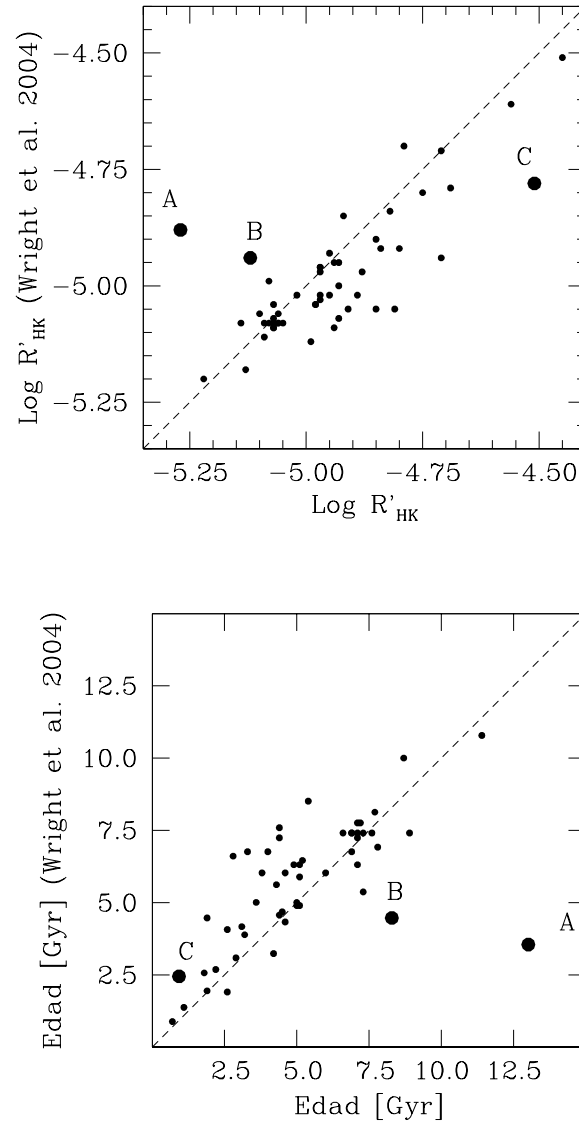


Figura 3.5: Comparación entre el índice de CE,  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , y la edad para la muestra de estrellas EH derivada por Wright et al. (2004) y aquellas reportadas en este trabajo. Para hacer las comparaciones, usamos las estrellas en común y eliminamos los datos de Wright et al. (2004) de los promedios calculados. Las edades han sido obtenidas con la calibración D93. Los círculos grandes indican las estrellas con las mayores discrepancias: (A) HD 19994, (B) HD 89744, y (C) HD 130322, ver Tabla 3.5.

Las edades de isócronas usualmente se calculan comparando la posición de la estrella sobre el diagrama HR con un “set” de isócronas adoptado. Este procedimiento es particularmente complicado para objetos de baja masa, para los cuales las isócronas son curvas y se acercan unas a otras. Aparte de esto, las incertezas en los observables (es decir,  $T_{\text{eff}}$ , luminosidad y metalicidad) pueden limitar seriamente la aplicabilidad de esta técnica. Pont & Eyer (2004) discutieron extensivamente la influencia sobre la derivación de la edad de estas incertezas. Además, estos autores desarrollaron un método basado en la probabilidad Bayesiana para tratar sesgos sistemáticos e incertezas grandes en los observables, y así derivar edades más confiables. En la Figura 3.6 se muestra un diagrama color-magnitud de ejemplo (tomado del trabajo de Pont & Eyer 2004), y superpuesto un conjunto de isócronas de Girardi et al. (2000). En lugar de determinar una posición puntual para cada estrella sobre un diagrama color-magnitud, (al cual luego se le superponen las isócronas teóricas), estos autores utilizan una distribución de probabilidad 2-dimensional, la cual describe la probabilidad de que la estrella se ubique en cierto lugar del diagrama. Notablemente, si el punto central correspondiente a la posición de la estrella, cae justamente sobre la curva de una isócrona, la estrella puede tener una edad diferente a la de la isócrona misma. Para entender esto, supongamos que en la región cercana a la estrella, es decir dentro de la distribución de probabilidad, pasan 5 isócronas a la izquierda de la estrella, y 3 a la derecha. Como la distribución de probabilidad describe justamente la incerteza en la posición real de la estrella, esto significa que existe una mayor probabilidad de que la estrella tenga una de las edades del lado izquierdo, que del derecho. El responsable de este efecto es la falta de linealidad de las isócronas.

Nördstrom et al. (2004) determinaron las edades de 13636 estrellas cercanas, incluyendo el grupo de estrellas EH, usando isócronas de Pádova (Girardi et al. 2000, Salasnich et al. 2000). Estas isócronas teóricas abarcan el rango de edades entre 0 y 17.8 Gyr. Nördstrom et al. (2004) determinaron la edad de una dada estrella si esta se encuentra dentro de los límites superior e inferior de  $1\sigma$  de la isócrona más cercana. De otro modo, sólo se determinan límites superiores o inferiores. En las columnas 2, 3 y 4 de la Tabla 3.7, listamos las edades y/o límites derivados por estos autores para el grupo de estrellas EH. Como ya se mencionó, nuestro propósito es comparar las edades derivadas aplicando diferentes métodos. La compilación de edades de Nördstrom et al. (2004) en la Tabla 3.7 es conveniente para este propósito.

Nördstrom et al. (2004) realizaron estimaciones de errores junto al cálculo de la edad. En su muestra de 13636 objetos, 84% se encuentran entre los límites superior e

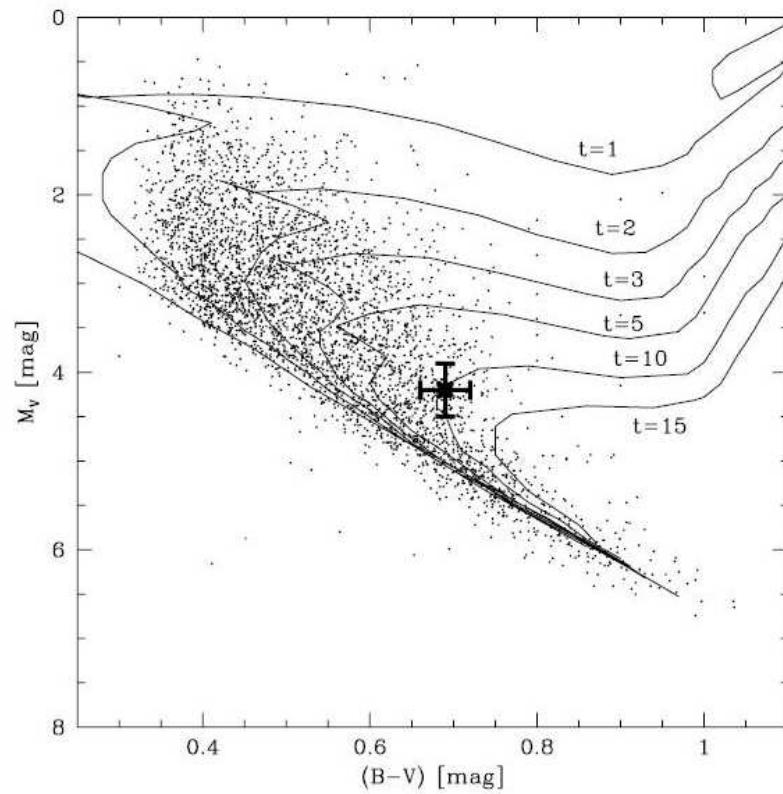


Figura 3.6: Diagrama color-magnitud de ejemplo (tomado del trabajo de Pont & Eyer 2004), y superpuesto un conjunto de isócronas de Girardi et al. (2000). Se muestra un punto observacional correspondiente a una estrella cualquiera, y los errores en sus observables.

inferior de  $1\sigma$ . Además, 82 % de estas estrellas tienen errores relativos estimados por debajo del 50 %, y 47 % de estos incluso por debajo del 25 %. Seguimos a Nördstrom et al. (2004) para citar los errores en las edades de isócronas de la muestra de estrellas EH. 77 % (61 de 79) de las estrellas EH se encuentra dentro de los límites superior e inferior de  $1\sigma$ . 44 % de estos objetos (27 de 61) tienen errores relativos estimados por debajo del 50 %, y 10 % de ellos (6 de 61) incluso por debajo del 25 %. En promedio, asumimos un error “típico” de  $\sim 50\%$  en la determinación de las edades de isócronas.

Notamos que Nördstrom et al. (2004) llevó a cabo una estimación cuidadosa y detallada del error para la técnica de las isócronas. Estos autores utilizaron una distribución de probabilidad 2-dimensional, análogo al método Bayesiano pero utilizando ahora la llamada “función G”. Aplicando este método, estos autores derivaron, en general, incertezas más grandes que las clásicas (ver, por ejemplo Gustafsson 1999, Edvardsson et al. 1993). Sin embargo, el análisis de error de Nördstrom et al. (2004) parece ser más real que aquéllos realizados antes. Además, estos autores también compararon su derivación de edades con aquellas calculadas mediante el método Bayesiano de Pont & Eyer (2004), sin encontrar diferencias significativas debido a los procedimientos mismos.

### 3.4.2. Abundancia del Litio

El contenido de Litio en la atmósfera estelar es destruido a medida que los movimientos convectivos mezclan gradualmente la envoltura estelar con las regiones internas más calientes ( $T \sim 2.5 \cdot 10^6$  K). De este modo, se puede esperar una relación entre la abundancia de Litio y la edad. Sin embargo, esta relación está pobremente definida. Por ejemplo, mientras que Boesgaard (1991) derivó una relación Litio-edad para estrellas con  $5950 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6350 \text{ K}$  pertenecientes a ocho cúmulos abiertos, Pasquini et al. (1994) y Pasquini et al. (1997) encontraron un factor 10 para la abundancia del Litio para estrellas con una dada  $T_{\text{eff}}$  en M 67, un cúmulo abierto con edad y metalicidad casi solar.

La abundancia del Litio de estrellas EH y de estrellas de campo ha sido comparada en la literatura. González & Laws (2000) sugieren que las estrellas EH tienen menos Litio que las estrellas de campo, mientras que Ryan (2000) propuso que ambos grupos tienen una abundancia de Litio similar. Recientemente, Israelian et al. (2004) encuentran un probable exceso de agotamiento del Litio en las estrellas EH con  $T_{\text{eff}}$

en el rango 5600–5850 K, en comparación con estrellas de campo en el mismo rango de temperaturas. Para una diferencia promedio de  $\sim 1.0$  dex en el contenido de Litio de los dos grupos, las estrellas EH son  $\sim 2$  Gyr más viejas que las estrellas de campo, de acuerdo a la relación Litio-edad derivada por Soderblom (1983). Por otro lado, Israelian et al. (2004) no encuentran una diferencia significativa entre estrellas EH y estrellas de campo con  $T_{\text{eff}}$  en el rango 5850–6350 K.

Aplicamos este método sólo como un indicador adicional de la edad, para comparar con las otras técnicas. Obtuvimos las abundancias del Litio,  $\text{Log N}(\text{Li})$ , para la muestra de estrellas EH a partir de Israelian et al. (2004), y usamos la calibración de Soderblom (1983) para derivar las edades de estos objetos. En la Figura 3.7 mostramos la calibración de Soderblom (1983) mediante una curva, junto a tres puntos observacionales importantes de ejemplo: los cúmulos de las Hyades, Osa Mayor y el Sol. Esta relación es válida para estrellas de tipo solar con abundancias intermedias entre las Hyades y el Sol (es decir,  $0.95 < \text{Log N}(\text{Li}) < 2.47$ ). 20 estrellas EH son incluidas dentro de estos límites. Este rango en abundancias del Litio introduce un sesgo hacia edades jóvenes y nos impide realizar una comparación significativa con los demás estimadores. Luego usamos la calibración de Soderblom (1983) para derivar edades estelares individuales de las estrellas EH con abundancias del Li dentro del rango de validez. En la columna 5 de la Tabla 3.7 figura la edad obtenida. Para HD 12661, sólo un límite superior a la abundancia del Li está disponible, por lo cual derivamos un límite inferior a la edad de este objeto (indicado por el subíndice “L” en la Tabla 3.7).

Boesgaard (1991) derivó una calibración Li-edad, válida sobre un rango mayor en abundancias del Li,  $2.1 < \text{Log N}(\text{Li}) < 3.0$ , pero restringido a estrellas con  $5950 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6350 \text{ K}$ . Este rango de temperaturas comprende  $\sim 20\%$  de la muestra de estrellas EH. Además, considerando ambos intervalos de abundancia del Li y de  $T_{\text{eff}}$ , la calibración de Boesgaard (1991) puede ser aplicada para obtener edades de 9 estrellas EH solamente. Por esta razón elegimos usar la calibración de Soderblom (1983) sobre la relación de Boesgaard (1991). Notamos que estas calibraciones son complementarias en el rango de metalicidad, sin embargo no tienen un acuerdo razonable en el rango en metalicidad que tienen en común, impidiendo la aplicación de ambas calibraciones juntas en nuestra estimación de la edad.



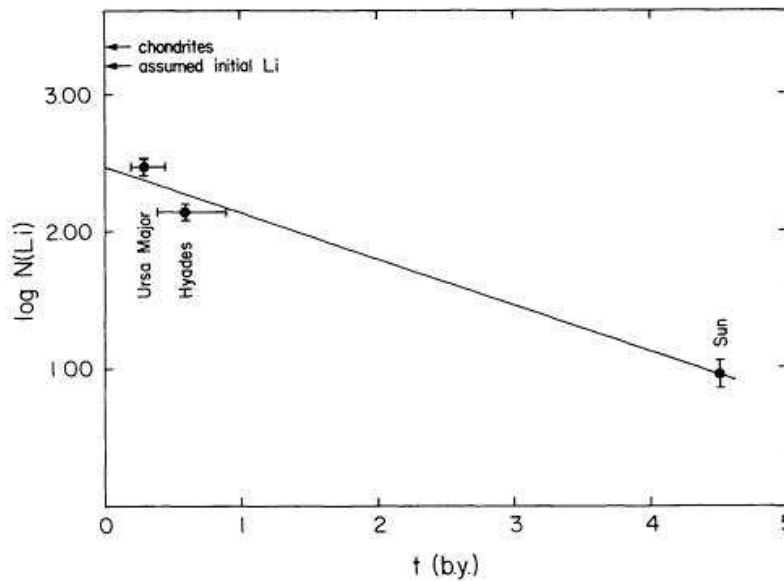


Figura 3.7: Calibración de abundancia de Litio vs. edad (mostrada mediante una curva), junto a tres puntos observacionales importantes de ejemplo: los cúmulos de las Hyades, Osa Mayor y el Sol. Tomada de Soderblom (1983).

### 3.4.3. Metalicidad

La producción de elementos pesados en los núcleos estelares durante el tiempo de vida de la Galaxia, enriquece el medio interestelar del cual nuevas estrellas se forman. De este modo, puede esperarse una relación metalicidad-edad. Twarog (1980) y Edvardsson et al. (1993) estudiaron la población del disco y encontraron una correlación relativamente débil entre estas dos cantidades. La dispersión en metalicidad para una dada edad es tan grande que algunos autores cuestionan la existencia de una correlación entre estos dos parámetros (ver, por ejemplo, Feltzing et al. 2001, Ibukiyama & Arimoto 2002, Nördstrom et al. 2004). Otros trabajos apuntan a mejorar esta relación, intentando separar las posibles contribuciones a la dispersión (por ejemplo, Ng & Bertelli 1998, Reddy et al. 2003). En particular, Pont & Eyer (2004) mostraron que al menos parte de la dispersión en la relación original edad-metalicidad de Edvardsson et al. (1993) se debe principalmente a un sesgo sistemático que afecta las edades derivadas por isócronas. Sin embargo, a pesar de estos esfuerzos, la dispersión a una dada edad todavía es grande. No obstante, el uso de la relación edad-metalicidad como un estimador independiente de edad puede proveer algunas condiciones sobre la distribución de edad de las estrellas EH y una manera de chequear los resultados

Tabla 3.6: Datos utilizados para calcular la Ecuación 3.7 derivada de Carraro et al. (1998)

[Fe/H]	$t_{\max}$ [Gyr]
0.15	1.5
0.07	4.5
-0.02	7.5
-0.14	10.5
-0.35	13.5

derivados por el método cromosférico. Advertimos, sin embargo, que la relación entre la metalicidad y la edad sigue siendo una relación controversial, de la que algunos autores dudan (Feltzing et al. 2001, Ibukiyama & Arimoto 2002).

Obtuvimos datos de metalicidad espectroscópica para la muestra de estrellas EH de Santos et al. (2004b) siempre que fuese posible, de otro modo usamos los datos de Nördstrom et al. (2004). Adoptamos la relación edad-metalicidad de Carraro et al. (1998) y seguimos el procedimiento delineado por Lachaume et al. (1999) sólo para derivar límites superiores a las edades de las estrellas EH, debido a la gran dispersión en esta relación.

Definimos una envolvente superior a los puntos de datos en la relación de Carraro et al. (1998), considerando intervalos de 3 Gyr y calculando la [Fe/H] promedio y la correspondiente dispersión. Adoptamos como límite superior, la [Fe/H] promedio más el valor de RMS de cada “bin”. Luego ajustamos estos puntos con un polinomio cuadrático por cuadrados mínimos, resultando  $t_{\max}$  (un límite superior a la edad) como función de la metalicidad. La Tabla 3.6 lista los datos derivados de Carraro et al. (1998) usados para calcular la siguiente relación:

$$t_{\max} = -35.847 [\text{Fe}/\text{H}]^2 - 31.172 [\text{Fe}/\text{H}] + 6.9572 \quad (3.7)$$

La Ecuación 3.7 es válida para  $-0.35 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.15$  o  $1.5 < t_{\max} < 13.5$  Gyr. Este rango de metalicidades es apropiado para 44 % (50 de 114) de los objetos EH, para los cuales es posible aplicar este estimador de edad. Este rango excluye las estrellas EH más ricas en metales, introduciendo un sesgo hacia edades mayores. La columna 6 de la Tabla 3.7 lista las edades derivadas de la metalicidad para los objetos individuales comprendidos dentro del rango mencionado de metalicidad. Los datos de Carraro

et al. (1998) también pueden usarse para derivar un límite inferior a la edad de la metalicidad. La relación resultante incluye sólo 11 % (13 de 114) de las estrellas EH, debido a su naturaleza rica en metales.

### 3.4.4. Cinemática

La dispersión de velocidades de un grupo de estrellas (que suponemos evolucionaron juntas), aumenta con el tiempo (Parenago 1950, Roman 1954, Dehnen & Binney 1998, Binney et al. 2000). La cinemática de un dado grupo puede usarse entonces como un estimador de edad del grupo, más que para derivar edades individuales. En particular, la dispersión de velocidad transversal  $S$  (es decir, la dispersión de la componente de velocidad perpendicular a la línea de la visual) de una muestra de estrellas puede ser usada para este propósito (Binney et al. 2000).

Derivamos  $S$  para una muestra de estrellas de la vecindad solar, para comparar con el grupo de estrellas EH. La primer muestra fue construida del mismo modo descrito por Dehnen & Binney (1998). Estos autores seleccionaron un grupo de estrellas de la vecindad solar sin sesgos cinemáticos, es decir, tal que en cada punto del diagrama HR represente fielmente la cinemática de las estrellas cercanas. Para ello, separaron una submuestra limitada en magnitud, compuesta por estrellas individuales (no binarias) de secuencia principal, con errores relativos de paralaje menores que 10 % obtenidos del catálogo Hipparcos. Se toman estrellas de secuencia principal solamente, para tener una relación uno a uno entre la edad y el color. No se consideran sistemas múltiples, para no introducir componentes extras en las velocidades. En lo que sigue esbozamos brevemente el procedimiento de Dehnen & Binney (1998) para definir tal muestra.

El catálogo Hipparcos es completo hasta 7.3-9 mag, dependiendo de la latitud galáctica  $b$  y del tipo espectral. Sin embargo, 59 estrellas más brillantes que  $V = 7$  están ausentes en el catálogo. Debido a esta incompletitud, Dehnen & Binney (1998) usaron el catálogo Tycho (el cual es completo hasta magnitud 11), para construir una muestra combinada que ellos estiman como 95 % completa. El catálogo Hipparcos fue dividido en  $16 \times 16 \times 10$  “bins” uniformemente espaciados en  $\sin b$ , longitud galáctica  $l$  y  $B-V$ . Todas las estrellas más brillantes en magnitud que la segunda estrella más brillante por “bin” incluída en Tycho y no en el catálogo Hipparcos, fueron agregadas a este “bin”. En nuestro caso esto resulta en una lista de 8864 estrellas.

Una segunda muestra fue construida a partir del Hipparcos Proposal 018, conteniendo 6845 estrellas hasta 80 pc y al sur de  $-28^\circ$ , las cuales han sido espectralmente clasificadas por el Michigan Catalog en 1982 (Houk & Cowley 1975, Houk 1978, Houk 1982). De estas estrellas, 3197 son estrellas de secuencia principal no binarias, con error relativo de paralaje menores que el 10%. La unión de estos dos grupos provee una muestra cinemáticamente homogénea de 12061 estrellas, contribuyendo el primer grupo con estrellas relativamente tempranas y el segundo con estrellas tardías (Dehnen & Binney 1998).

La dispersión de velocidad  $S$  para cada estrella fue derivada siguiendo el formalismo de Dehnen & Binney (1998). De acuerdo a éste, la dispersión de velocidad  $S^2$  se obtiene a partir de  $S^2 = \langle p'^2 \rangle$ , donde  $p'$  es la velocidad del movimiento propio en coordenadas galácticas, corregida del movimiento del sol, y los símbolos " $\langle \rangle$ " indican promedio sobre el grupo de estrellas.  $p'$  se calcula a partir de  $p' = p + Av_\odot$ , donde  $p$  es la velocidad del movimiento propio (sin corregir),  $A$  es el operador proyección (proyecta velocidades sobre la esfera celeste), y  $v_\odot$  es la velocidad media del Sol. Sólo resta conocer  $p$ , el cual se obtiene fácilmente a partir de las coordenadas galácticas  $l, b$ , los movimientos propios  $\mu_l, \mu_b$ , y la paralaje  $\pi$ <sup>4</sup>.

La Figura 3.8 muestra el diagrama  $S$  vs.  $B-V$  para la vecindad solar con cuadrados vacíos. Los colores  $B-V$  también fueron obtenidos del catálogo Hipparcos y desenrojecidos de acuerdo a los tipos espectrales, tomados del mismo catálogo. Usamos una ventana deslizante de 500 objetos y graficamos un punto cada vez que 100 estrellas abandonan la ventana. Probamos diferentes tamaños para la ventana deslizante y no encontramos diferencias significativas. El cambio global en la pendiente en  $B-V \sim 0.6$  para estrellas de la vecindad solar en la Figura 3.8 es llamado *Discontinuidad de Parenago*, y ha sido cuantificada por Dehnen & Binney (1998). Hacia el rojo de este punto, encontramos estrellas de toda edad, mientras que hacia el azul sólo se encuentran los objetos más recientemente formados. Para entender porqué ocurre esto, supongamos que nos desplazamos sobre la secuencia principal en un diagrama HR. Al movernos hacia tipos espectrales cada vez mas tardíos, es decir hacia el rojo, la edad promedio de las estrellas aumenta, y esto se traduce a su vez en un aumento de la dispersión de velocidades  $S$ . Esta es la parte donde  $S$  y  $B-V$  crecen ambos en

---

<sup>4</sup>Las componentes de  $p$  se escriben  $p = (\text{sen}\pi)^{-1} (-\text{sen } l \cos b \mu_l - \cos l \text{sen } b \mu_b, \cos l \cos b \mu_l - \text{sen } l \text{sen } b \mu_b, \cos b \mu_b)$ .

la Figura 3.8. Sin embargo, al seguir moviéndonos hacia el rojo en el diagrama HR, llega un momento en que las estrellas más viejas (de un tipo espectral fijo) abandonan la secuencia principal, por lo cual la dispersión de velocidades deja de aumentar, manteniéndose  $\sim$  constante. La discontinuidad misma corresponde a un color  $B-V \sim 0.6$ , en el cual el tiempo de vida en secuencia principal iguala la edad del disco galáctico (Dehnen & Binney 1998). A partir de aquí,  $B-V$  puede aumentar pero  $S$  no lo hace. La tendencia general de la muestra de estrellas de la vecindad solar en la Figura 3.8 es muy similar a la derivada por Binney et al. (2000).

Obtuvimos  $S$  para la muestra de estrellas EH incluyendo estrellas con error relativo de paralaje menor que 10%. Esto excluye 7 de 131 estrellas EH con datos de paralaje (es decir, 5% del grupo). Sin embargo, estamos imposibilitados de aplicar el criterio de estrellas no binarias y de secuencia principal, ya que esto eliminaría  $\sim$  42% de los objetos. En la Figura 3.8, superponemos los resultados para las estrellas EH (círculos llenos) para comparar con la muestra de estrellas de la vecindad solar. Para el grupo EH elegimos una ventana deslizante de 30 objetos y graficamos un punto cuando 6 estrellas abandonan la ventana. En el lado derecho de la Figura 3.8 indicamos la escala de edad derivada por Binney et al. (2000).

Las estrellas EH parecen tener una dispersión de velocidades transversales similar a las estrellas de la vecindad solar, con una edad promedio de 4–6 Gyr. Sin embargo, la mayoría de las estrellas EH se encuentran a la derecha de la discontinuidad de Parenago, donde el método cinemático es menos confiable.

Manoj & Bhatt (2005) analizaron una muestra de candidatos de tipo Vega, y encuentran que la dispersión de velocidades transversales es sistemáticamente menor que para estrellas de la vecindad solar, sugiriendo una edad más joven para la muestra de estrellas de tipo Vega con respecto a la vecindad solar. Como la mayoría de las estrellas de tipo Vega tienen tipo espectral A, la muestra se encuentra a la izquierda de la discontinuidad de Parenago, donde el método cinemático puede aplicarse con seguridad.

Como un “test” adicional, usamos las componentes de la velocidad espacial ( $U$ ,  $V$ ,  $W$ ) para chequear la consistencia de los resultados. Reid (2002) recientemente aplicó esta técnica para derivar un límite inferior a la edad de un grupo de 67 estrellas EH. Extendimos este análisis para incluir 101 de las estrellas EH actualmente conocidas, con datos de velocidad espacial disponibles. Seguimos el método cinemático

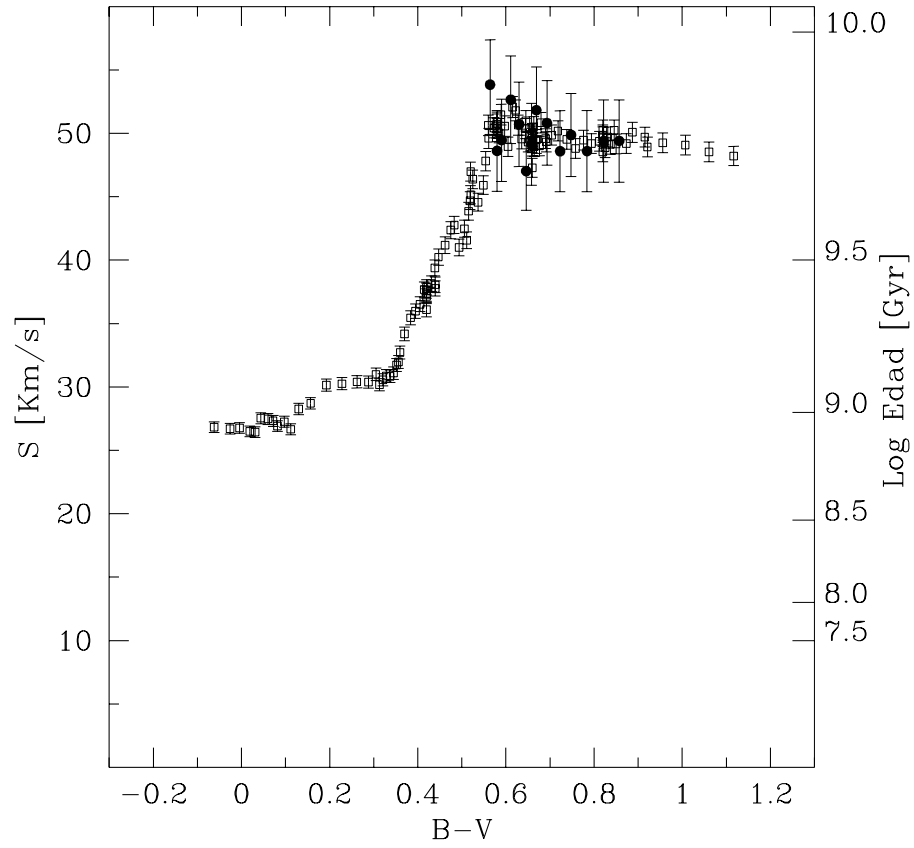


Figura 3.8: Dispersión de velocidad transversal  $S$  vs.  $B-V$  desenrojecido. Estrellas de la vecindad solar y estrellas EH son representadas por cuadrados vacíos y círculos llenos, respectivamente. Las barras de error son derivadas como  $\Delta S = S/\sqrt{2n-2}$ , donde  $n$  es el número de objetos por “bin”. La escala de edades en el lado derecho ha sido obtenida de Binney et al. (2000).

descrito por Lachaume et al. (1999), usando valores de  $U$ ,  $V$  y  $W$  para las estrellas EH calculadas por Nördstrom et al. (2004). La idea consiste en suponer una dispersión de velocidades Browniana, de modo que ésta se escribe como  $\delta v^2 = B + At$ , donde  $A$  y  $B$  son constantes conocidas ( $A = 478 \text{ km}^2/\text{s}^2\text{Gyr}$ ,  $B = 33 \text{ km/s}$ , Lachaume et al. 1999). La dispersión  $\delta v^2$  se calcula a partir de las velocidades espaciales ( $U$ ,  $V$ ,  $W$ ), corregidas por el movimiento solar ( $-13.4$ ,  $-11.1$ ,  $+6.9 \text{ Km/s}$ ; Chen et al. 1997). Como al tiempo  $t$  las estrellas tienen velocidades iguales o menores que la dispersión  $\delta v^2$ , el tiempo  $t$  que obtenemos es en realidad un límite inferior. De este modo, derivamos un límite inferior de  $3.9 \pm 2.9 \text{ Gyr}$  para la muestra de estrellas EH, el cual coincide con la edad promedio derivada usando la dispersión de la velocidad transversal (es decir, 4–6 Gyr). Advertimos, sin embargo, que el último método cinemático es menos confiable como estimador de la edad debido a que las estrellas EH se encuentran hacia el rojo de la discontinuidad de Parenago.

Las propiedades cinemáticas de las estrellas EH también han sido estudiadas por otros autores. Como ya se mencionó, Reid (2002) usó las componentes de la velocidad espacial para inferir un límite inferior a la edad de la muestra EH. Otros grupos confrontaron las propiedades cinemáticas y la metalicidad de las estrellas EH, con estrellas similares de la vecindad solar sin exoplanetas detectados. El objetivo de estos trabajos fue estudiar si la cinemática de las estrellas EH puede proveer una indicación para explicar las relativamente altas metalicidades de las estrellas EH. Por ejemplo, González (1999) analizó las propiedades químicas y dinámicas de las estrellas EH, en el marco de la difusión de órbitas estelares en el espacio (Wielen et al. 1996). Con este propósito, confrontó el grupo EH que es rico en metales, con una muestra de enanas y subgigantes F y G, con metalicidades, edades y cinemática bien determinadas. Este autor concluye que el modelo de difusión estelar no puede dar cuenta de la alta metalicidad de las estrellas EH.

Barbieri & Gratton (2002) compararon las órbitas galácticas de las estrellas EH con estrellas sin exoplanetas detectados, tomadas del catálogo de Edvardsson et al. (1993). Ambos grupos no son cinemáticamente diferentes. Sin embargo, a cada distancia perigaláctica las estrellas EH tienen sistemáticamente metalicidades mayores que el promedio de la muestra de comparación. Este resultado fue confirmado por Laws et al. (2003). Estos últimos autores también encuentran evidencia de una diferencia en la pendiente de la relación metalicidad-radio galactocéntrico entre las estrellas con y sin exoplanetas. Debido a la naturaleza rica en metales de las estrellas EH, estos objetos tienen una pendiente más empinada que el grupo de comparación.

Santos et al. (2003b) analizaron las velocidades espaciales de las estrellas EH y de estrellas sin exoplanetas detectados, en relación a sus diferentes abundancias metálicas. Ellos concluyen que la distribución de velocidades espaciales para los primeros objetos es básicamente la misma que para el segundo tipo de estrellas. Sin embargo, las estrellas EH se encuentran en la envolvente rica en metales de la población de estrellas sin planetas detectados.

### 3.4.5. Comparación de edades de las estrellas con Exoplanetas derivadas por diferentes métodos

En esta Sección comparamos la distribución de edad de las estrellas EH derivada por los métodos cromosféricos, isócronas, abundancia del Li y del Fe. Las edades cinemáticas no son consideradas ya que no pueden obtenerse valores individuales.

El panel superior de la Figura 3.9, muestra la distribución de histograma para las edades derivadas usando el método cromosférico aplicando las calibraciones D93 y RPM98, respectivamente. En esta Sección analizamos las edades cromosféricas listadas en las Tablas 3.2 y 3.4, es decir, incluyendo objetos con edades por encima de los límites de 2 o 5.6 Gyr sugeridos por Pace & Pasquini (2004) y Wright (2004), respectivamente (ver Sección 3). En la distribución de edades de isócronas (panel inferior), incluimos los límites superior e inferior con línea continua y punteada, respectivamente, derivados por Nördstrom et al. (2004). Las edades del Li y Fe no fueron incluidas en los histogramas de la Figura 3.9, dado que los métodos usados (ver secciones 4.2 y 4.3) introducen un sesgo hacia edades más jóvenes y más viejas, respectivamente. Además, el número de estrellas EH con edades del Li es relativamente pequeña (20 objetos).

La distribución de edades derivada de la calibración D93 es ancha. Por el contrario, el histograma de la edad cromosférica obtenido aplicando la calibración RPM98 es angosto, con la mayoría de los objetos teniendo edades  $< 4$  Gyr. La distribución de edades de isócronas también es ancha, con dos máximos en 3 y 9 Gyr, respectivamente, mostrando probablemente la separación entre los tipos espectrales F y G dentro de la muestra de estrellas EH. Karatas et al. (2005) también notaron que su distribución de edades de las estrellas EH, derivadas mediante isócronas, es plana o uniforme (teniendo aproximadamente el mismo número de estrellas por “bin”) sobre



Tabla 3.7: Edades derivadas de las isócronas, abundancias del Litio y [Fe/H]

Objeto	Isochr.	Isochr.	Isochr.	Litio	[Fe/H]
	Edad	Edad Mín.	Edad Máx.	Edad	Edad Máx.
	[Gyr]	[Gyr]	[Gyr]	[Gyr]	[Gyr]
16 Cyg B	9.9	5.6	13.2		4.2
47 Uma	8.7	5.3	11.9	2.0	5.0
51 Peg	9.2	4.8	12.0	3.5	
70 Vir	7.4	6.7	7.9	1.9	8.7
$\epsilon$ Eri					10.4
GJ 86					12.5
Hip 75458					2.3
$\rho$ Crb	12.1	10.1	13.9	3.3	11.9
$\tau$ Boo	2.4	1.3	3.1		
$\nu$ And	3.3	2.8	5.0		2.3
HD 142	3.6	2.8	4.3		1.9
HD 1237		8.8			2.7
HD 2039	1.8		3.4		
HD 3651	17.0	2.6			2.7
HD 4208					12.4
HD 6434	13.3	7.0			
HD 8574	8.2	5.7	9.6		5.0
HD 8673	2.8	2.1	3.3		8.7
HD 10647	4.8		7.0		7.9
HD 10697	7.1	6.4	7.9	1.5	1.9
HD 12661				L4.4	
HD 16141	11.2	9.7	12.9	4.0	
HD 17051	3.6	1.1	6.7		
HD 19994	4.7	3.1	5.2	1.4	
HD 20367	6.4	3.6	8.9		
HD 23079	8.4	5.3	12.6		10.0
HD 23596	5.4	3.1	6.7		
HD 28185	12.2	7.1		2.8	
HD 33636	8.1	0.1	13.4		9.2
HD 34445	9.5	8	11.1		7.3
HD 39091	6.0	2.9	9.0		3.5
HD 40979	6.2	3.8	9.2		
HD 41004A					9.5

Nota: L indica un límite inferior, para HD 12661.

Tabla 3.7: Continuación

Objeto	Isochr. Edad [Gyr]	Isochr. Edad Mín. [Gyr]	Isochr. Edad Máx. [Gyr]	Litio Edad [Gyr]	[Fe/H] Edad Máx. [Gyr]
HD 45350	12.6	10.4	14.6		
HD 46375	16.4	7.7			
HD 50554	7.0	3.3	9.9		6.6
HD 50499	4.3	2.8	7.4		
HD 52265	3.8	1.6	5.2		
HD 65216					10.2
HD 68988	3.7	1.5	6.1		
HD 70642	10.2	4.2	16.0		
HD 72659	8.2	6.5	9.6		6.0
HD 73256	15.9	6.4			
HD 73526	10.3	8.3	12.6		
HD 74156	3.2	2.7	3.7		
HD 75289	4.0	2.2	5.8		
HD 76700	11.5	10.0	13.1		
HD 80606			17.6		
HD 82943	3.5		7.2		
HD 89307	8.8	3.9	13		12.2
HD 89744	2.2	2.0	2.4	1.2	
HD 92788	9.6	4.8	14.3	3.4	
HD 102117	12.6	10.9	14.3		3.9
HD 104985	3.1	2.3	3.6		
HD 106252	9.2	5.2	13.5	2.5	7.3
HD 108147	4.4	2.3	6.6		
HD 108874	14.1	10.7			
HD 111232		8.9			
HD 114386					9.2
HD 114729	11.9	10.4	13.3	1.6	12.5
HD 114762	11.8	7.9	15.1		
HD 114783					3.9
HD 117207	16.1	11.1			4.6
HD 117618	6.7	3.6	9.6		7.6
HD 121504	7.1	3.9	10.2		
HD 128311					6.0

Tabla 3.7: Continuación

Objeto	Isochr. Edad [Gyr]	Isochr. Edad Mín. [Gyr]	Isochr. Edad Máx. [Gyr]	Litio Edad [Gyr]	[Fe/H] Edad Máx. [Gyr]
HD 130322					6.0
HD 134987	11.1	6.4	12.6		
HD 136118	4.8	2.9	5.5		8.1
HD 141937	1.8		7.5		3.5
HD 142022	17.2	9.4			
HD 142415	2.4		7.9		
HD 147513	8.5		14.5	1.3	5.0
HD 150706	8.0		15.0		7.3
HD 154857	3.5	2.9	4.4		13.1
HD 162020					9.5
HD 168443	10.6	9.5	11.8		5.0
HD 168746	16.0	10.8			9.2
HD 169830	2.3	1.9	2.7	3.9	
HD 179949	3.3	0.4	5.4		
HD 183263	3.3	1.1	5.8		
HD 187123	7.3	3.8	10.6	3.8	2.3
HD 188015	10.8	6			
HD 190228	5.1	4.1	6.6	3.7	12.5
HD 192263					7.6
HD 195019	10.6	9.4	11.8	3.0	3.9
HD 196050	3.5	1.8	5.3		
HD 196885	8.4	7.2	9.7		
HD 202206				4.2	
HD 208487	6.6	3.8	9.3		10.8
HD 209458	6.6	3.5	9.2		6.3
HD 213240	3.6	3.0	4.2		
HD 216435	5.4	4.9	6.0		
HD 216437	8.7	7.5	9.7	1.6	
HD 216770	16.9	7.4			
HD 217107		6.5			
HD 222582	11.1	6.9	15.3		5.3
HD 330075					4.2

Tabla 3.8: Medianas y desviaciones standards para las distribuciones de edad de las estrellas EH

Método	Edad [Gyr]	$\sigma$ [Gyr]	No. de estrellas
RPM98 Cromosférico	1.9	4.0	112
D93 Cromosférico	5.2	4.2	112
Límite Inferior Isócronas	4.8	3.0	75
Isócronas	7.4	4.2	79
Límite Superior Isócronas	9.2	3.9	69

D93: Calibración de Donahue (1993); RPM98: Calibración de Rocha-Pinto & Maciel (1998)

$3 < \text{edad} < 13$  Gyr. La Tabla 3.8 lista las medianas y la dispersión de los histogramas de la Figura 3.9.

Las distribuciones de edades cromosféricas resultantes de la aplicación de las calibraciones D93 y RPM98 son muy diferentes, con medianas significativamente diferentes (ver Tabla 3.8). Como ya se mencionó, la calibración RPM98 incluye un factor de corrección por metalicidad, mientras que la relación D93 es independiente del efecto de metalicidad estelar. Por ejemplo, para una estrella EH con  $[\text{Fe}/\text{H}]=0.16$ , correspondiente a la mediana de la muestra de estrellas EH (Santos et al. 2004b), la calibración RMP98 da una edad de  $\sim 3$  Gyr más joven que la relación D93. Sin embargo, de la Figura 3.9 y Tabla 3.8, es claro que la distribución de edades derivada usando la calibración D93 concuerda mejor con las edades de isócronas, que la distribución obtenida mediante la relación de RPM98.

Feltzing et al. (2001) sugieren que la corrección de metalicidad de RPM98 no está apropiadamente definida. Esto se debe a que RPM98 no proponen corregir directamente las edades, sino que proponen corregir  $\Delta\text{Log}$  edad, es decir, una medida logarítmica, lo cual se traduce en un *factor* de corrección para las edades reales. De este modo, una estrella que tuviera una edad más grande, sufriría correcciones grandes, mientras que una estrella con una edad menor, tendría una corrección menor, lo cual no tiene sentido si ambas estrellas tienen la misma metalicidad. Adoptamos la calibración D93 a pesar de la abundancia metálica relativamente alta de las estrellas EH, en vista de la pobre determinación de este efecto.

En la Figura 3.10 graficamos edades cromosféricas vs. edades de isócronas y de

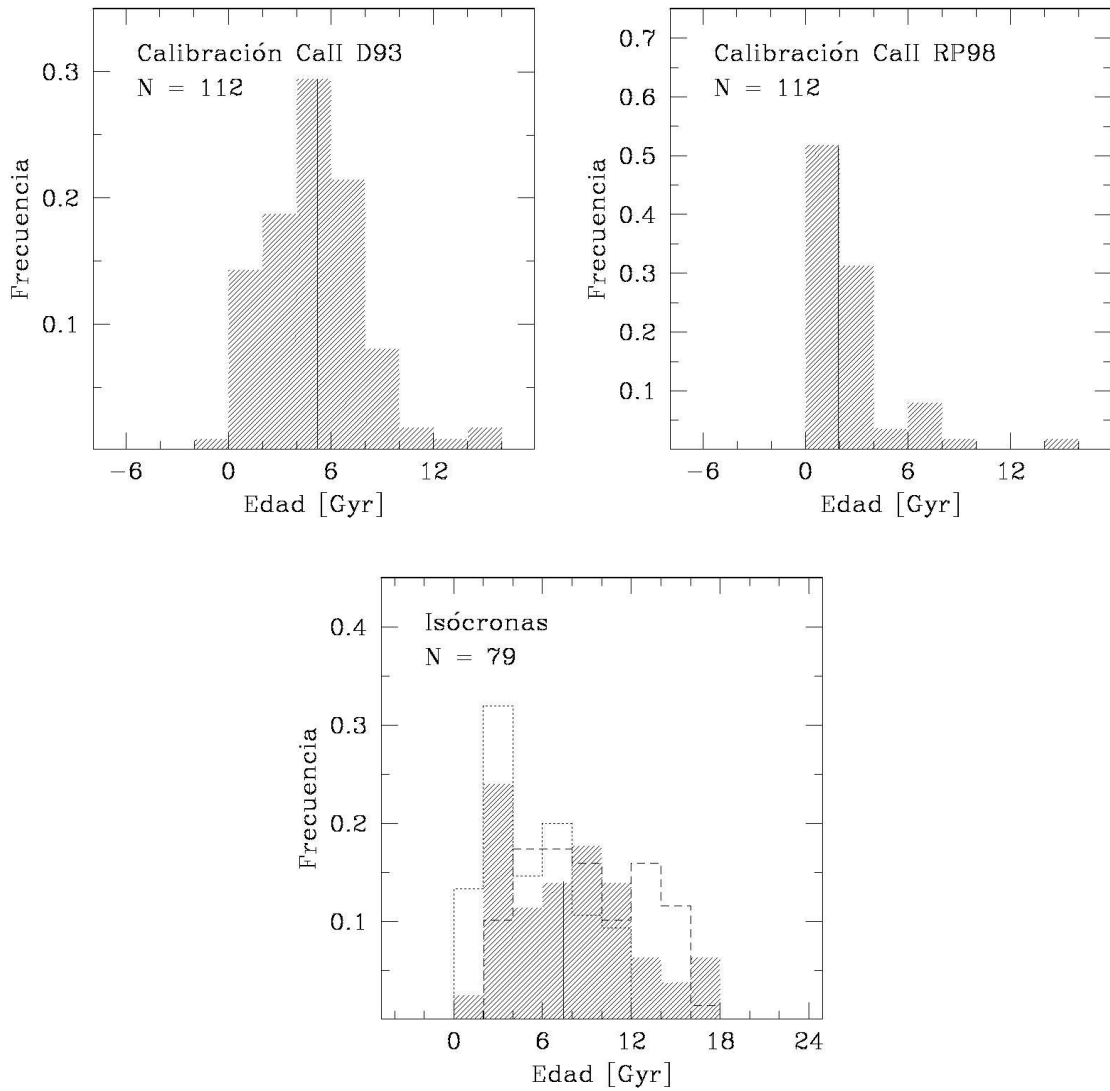


Figura 3.9: Panel superior: Distribución de edades cromosféricas derivadas de las calibraciones D93 y RPM98. El panel inferior corresponde a la distribución de edades de isócronas. Las líneas continuas verticales muestran la mediana de cada histograma. En la distribución de edades de isócronas, superponemos con línea continua y punteada las estimaciones de los límites superior e inferior de Nördstrom et al. (2004).

Litio. Además mostramos las edades cromosféricas comparado con límites superiores de  $[Fe/H]$ . Las edades cromosféricas son sistemáticamente menores que las determinaciones de isócronas y mayores que las edades del Litio. Sin embargo, las edades relativamente jóvenes del Litio son, en promedio, sistemáticamente más viejas que las determinaciones de las isócronas (ver Figura 3.10). Como para las edades del Litio, esto se debe probablemente a un efecto de selección de estrellas ricas en metales y por lo tanto objetos jóvenes, en este caso introducido por la relación edad-metalicidad (ver Sección 4.3.). Estimamos una dispersión de alrededor de  $\sim 4$  Gyr para las edades cromosféricas, de isócronas, y (límite superior) del método de metalicidad. La distribución de edades del Litio en la Figura 3.10 (panel superior derecho) tiene la menor dispersión ( $\sim 2$  Gyr), sin embargo esto, de nuevo, es probablemente debido al hecho de que sólo las edades jóvenes han sido tomadas en cuenta. En conclusión, para las edades del Li, ni la diferencia de edad (con respecto a las edades cromosféricas) ni la relativamente pequeña dispersión son atribuidas a características reales, sino más bien a la falta de estrellas viejas con estimaciones de edad del Litio. En el caso de los límites superiores de la  $[Fe/H]$ , la exclusión de objetos jóvenes impide la comparación con las edades cromosféricas.

La actividad cromosférica es un indicador de edad confiable para las enanas F y G desde edades jóvenes de  $\sim 2.0$  Gyr, adoptando el límite más conservador sugerido por Pace & Pasquini (2004), o posiblemente hasta 5.6 Gyr de acuerdo al resultado de Wright (2004). Por otro lado, las edades de isócronas son más precisas para estrellas que han evolucionado significativamente lejos de la ZAMS, hasta 17 Gyr (ver, por ejemplo, Nördstrom et al. 2004). De esta manera, las técnicas cromosférica y de isócronas son métodos complementarios para estimar edades, ya que el primero es confiable para estrellas relativamente jóvenes, y el segundo para objetos más evolucionados (Gustafsson 1999, Lachaume et al. 1999, Feltzing et al. 2001, Nördstrom et al. 2004).

El método del Litio permite obtener edades para sólo 20 estrellas EH, mientras que las edades derivadas de la metalicidad son límites superiores. Las calibraciones disponibles actualmente tienen sesgo en contra de estrellas viejas y jóvenes, respectivamente. En este sentido éstas también podrían considerarse complementarias. Estos dos métodos tienen incertezas más grandes que los métodos cromosférico o de isócronas (ver, por ejemplo, Gustafsson 1999, Lachaume et al. 1999, Nördstrom et al. 2004), cuando son aplicados para derivar edades individuales. De este modo, las técnicas cromosférica y de isócronas parecen ser los indicadores de edad más confi-

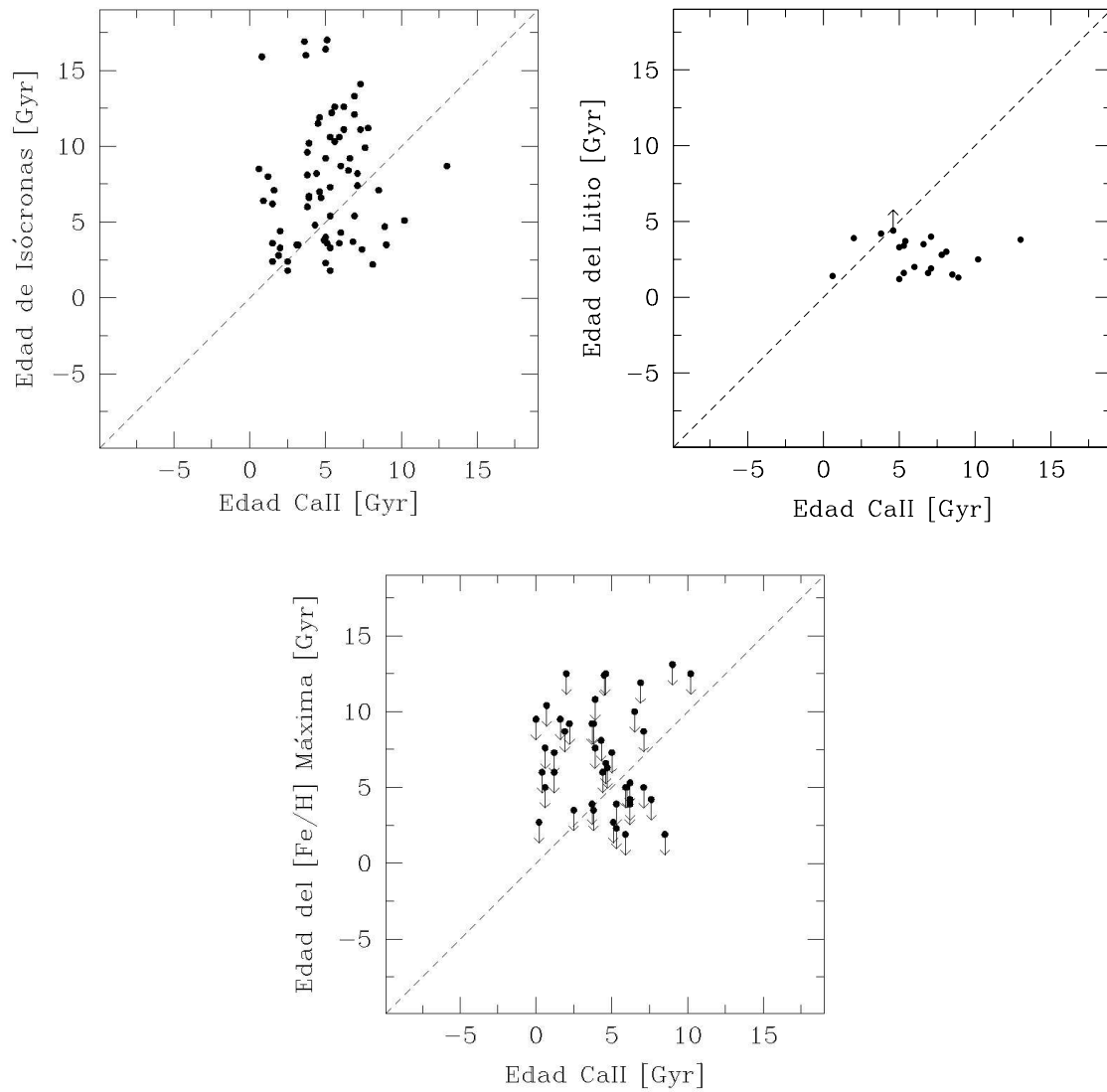


Figura 3.10: Edades cromosféricas versus edades de isócronas, del Litio, y límites superiores de la metalicidad, respectivamente.

ables. En el caso de la técnica cromosférica, la calibración D93 produce, en general, resultados que concuerdan mejor con la técnica de las isócronas que con la relación de RPM98.

### 3.4.6. Limitaciones de los diferentes estimadores de edad

En esta Sección comentaremos brevemente la aplicabilidad de los diferentes estimadores de edad empleados para derivar edades de las estrellas EH, y discutimos sobre sesgos sistemáticos debido al uso estos métodos.

La determinación de edades cromosféricas están basadas en la CE de estrellas F, G y K. Está bien establecido que el nivel de emisión disminuye con el tiempo. Sin embargo, hoy en día no es claro hasta que edad este indicador puede proveer edades confiables. Wright (2004) encuentra que la relación edad-actividad se rompe para edades  $> 5.6$  Gyr, mientras que Pace & Pasquini (2004) determinan un límite más temprano de  $\sim 2$  Gyr. No obstante, esta relación ha sido usada más allá del límite de 5.6 Gyr (ver, por ejemplo, Henry et al. 1997, Donahue 1998, Wright et al. 2004). En todo caso, este método es más apropiado para las edades jóvenes, cuando el nivel de actividad estelar es suficientemente alto. Luego de esto, la relación se rompe y entra en un “plateau”, perdiendo su uso práctico como indicador de edad. La incerteza en las edades derivadas por este método depende del tiempo de observación de cada estrella individual (ver, por ejemplo, Henry et al. 2000a). Gustafsson (1999) estimó una incerteza general de alrededor de 30% en la derivación de las edades cromosféricas.

Las edades de isócronas dependen fuertemente de las incertezas en los observables ( $T_{\text{eff}}$ ,  $M_V$ , y metalicidad). Como ya se explicó, la precisión de estas edades varía fuertemente con la posición de la estrella sobre el diagrama HR. Por ejemplo, para objetos de baja masa las isócronas tienden a converger sobre este diagrama (Pont & Eyer 2004). Además, las edades de isócronas son menos confiables para objetos jóvenes. Por otro lado, esta técnica provee edades relativamente más precisas para estrellas que han evolucionado lejos de la ZAMS (Feltzing et al. 2001, Lachaume et al. 1999, Nördstrom et al. 2004), ya que en esta región las isócronas tienden a estar más separadas. Pont & Eyer (2004) discutieron extensivamente este punto, y propusieron un método para estimar edades de un modo más exacto, basado en la probabilidad Bayesiana. Lachaume et al. (1999) y Nördstrom et al. (2004) han sugerido incertezas típicas de cerca de 50% en las edades derivadas por la técnica de las isócronas.



Las estimaciones de error de las edades cromosféricas y de isócronas son, en general, relativamente altas, 30–50 %. La Figura 3.10 muestra dispersiones relativamente grandes, particularmente en el caso de edades cromosféricas y de isócronas. Este gráfico probablemente refleja las incertezas en ambas técnicas y no una peculiaridad de la muestra de estrellas EH (ver también la Figura 3.12).

La relación edad-metalicidad tiene una dispersión grande (Edvardsson et al. 1993, Carraro et al. 1998), aunque Pont & Eyer (2004) han disminuído significativamente esta dispersión. Además, las calibraciones disponibles hasta el momento no incluyen objetos ricos en metales, introduciendo un fuerte efecto de selección en contra de las estrellas EH más jóvenes. La calibración Litio-edad está pobremente definida (Soderblom 1983, Pasquini et al. 1997, Pasquini et al. 1994, Boesgaard 1991) y tiene un sesgo hacia los objetos más jóvenes. Consecuentemente, las edades derivadas por estos métodos sufren de grandes incertezas. A pesar de esto, son útiles como indicadores independientes de la edad.

La técnica cinemática puede aplicarse para estimar la edad de un grupo de estrellas y no para obtener edades individuales (Reid 2002). Además, la muestra de estrellas EH se encuentra a la derecha de la discontinuidad de Parenago en el diagrama dispersión de velocidad vs.  $B-V$  (ver Figura 3.8), donde se encuentran estrellas jóvenes y viejas. En todo caso, las edades cinemáticas de las estrellas EH son convenientes para comparación con otros grupos de objetos.

### 3.5. Comparación con las edades de estrellas de la vecindad solar

Para comparar las edades de la muestra de estrellas EH con estrellas de la vecindad solar con propiedades físicas similares, seleccionamos 3 grupos de objetos cercanos. Santos et al. (2001) y Santos et al. (2005) proporcionan un grupo de 94 estrellas FGK sin exoplanetas detectados por la técnica Doppler; 31 de estas estrellas tienen edades de isócronas derivadas por Nördstrom et al. (2004). La muestra A está compuesta por estas 31 estrellas. La muestra B contiene 8684 objetos FG, con distancias entre 3 y 238 pc, tomadas de Nördstrom et al. (2004). La muestra C tiene 1003 estrellas FG no binarias dentro del mismo rango de distancias que la muestra B, y valores in-

stantáneos de  $\text{Log } R'_{\text{HK}}$  derivados por Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000). Las edades de isócronas para las muestras A y B fueron obtenidas de Nördstrom et al. (2004). Edades cromosféricas para la muestra C fueron derivadas por Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000) aplicando la calibración D93. Incluimos sólo edades cromosféricas y de isócronas en nuestra comparación dado que son los estimadores más confiables (ver Sección 4.5.). Además, aplicamos ambos métodos para todas las estrellas independientemente de los rangos más apropiados para cada uno, como mencionamos en la Sección 4.5., para evitar errores sistemáticos.

En particular, el límite de 2 Gyr de Pace & Pasquini (2004) para la aplicabilidad de la relación actividad cromosférica-edad introduciría un fuerte sesgo hacia las edades más jóvenes, similar a la técnica del Litio, con sólo el 15% de la muestra de estrellas EH dentro de este límite. En este caso la única comparación significativa con estrellas de la vecindad solar, sería mediante edades de isócronas.

La Figura 3.11 muestra la distribución de edades de isócronas para las muestras A y B, y la distribución de edad cromosférica para la muestra C. En el caso de las muestras A y B, los histogramas rayado y vacíos corresponden a los tipos espectrales F y G, respectivamente. Realizamos la correlación de las muestras B y C, y presentamos el resultado en la Figura 3.12. Un efecto sistemático es evidente en esta figura. Las edades de isócronas son, en promedio, más grandes (viejas) que las edades cromosféricas para la vecindad solar. Esta tendencia también ha sido vista en la Figura 3.10 para la muestra de estrellas EH. Notamos que este desplazamiento sistemático entre edades cromosféricas y de isócronas persistiría para el límite de 2 Gyr de Pace & Pasquini (2004).

En la Figura 3.13 las distribuciones de edad cromosférica y de isócronas para las estrellas EH son mostradas separando la muestra en los tipos F y G. La Tabla 3.9 muestra las medianas y las desviaciones standards para las muestras A, B y C, como así también para el grupo de estrellas EH. La técnica de isócronas da diferentes medianas para objetos cercanos (tipos espectrales F y G) y para el grupo de estrellas EH. Por otro lado, el método cromosférico no discrimina por tipo espectral. La mediana de edad de las isócronas para las estrellas EH (G y F) son  $\sim 1-2$  Gyr más grande (vieja) que para estrellas G y F de la vecindad solar. Sin embargo, las dispersiones son grandes,  $\sim 2-4$  Gyr.

La edad mediana de las estrellas de tipo G en la muestra A, 10.8 Gyr (25 objetos,

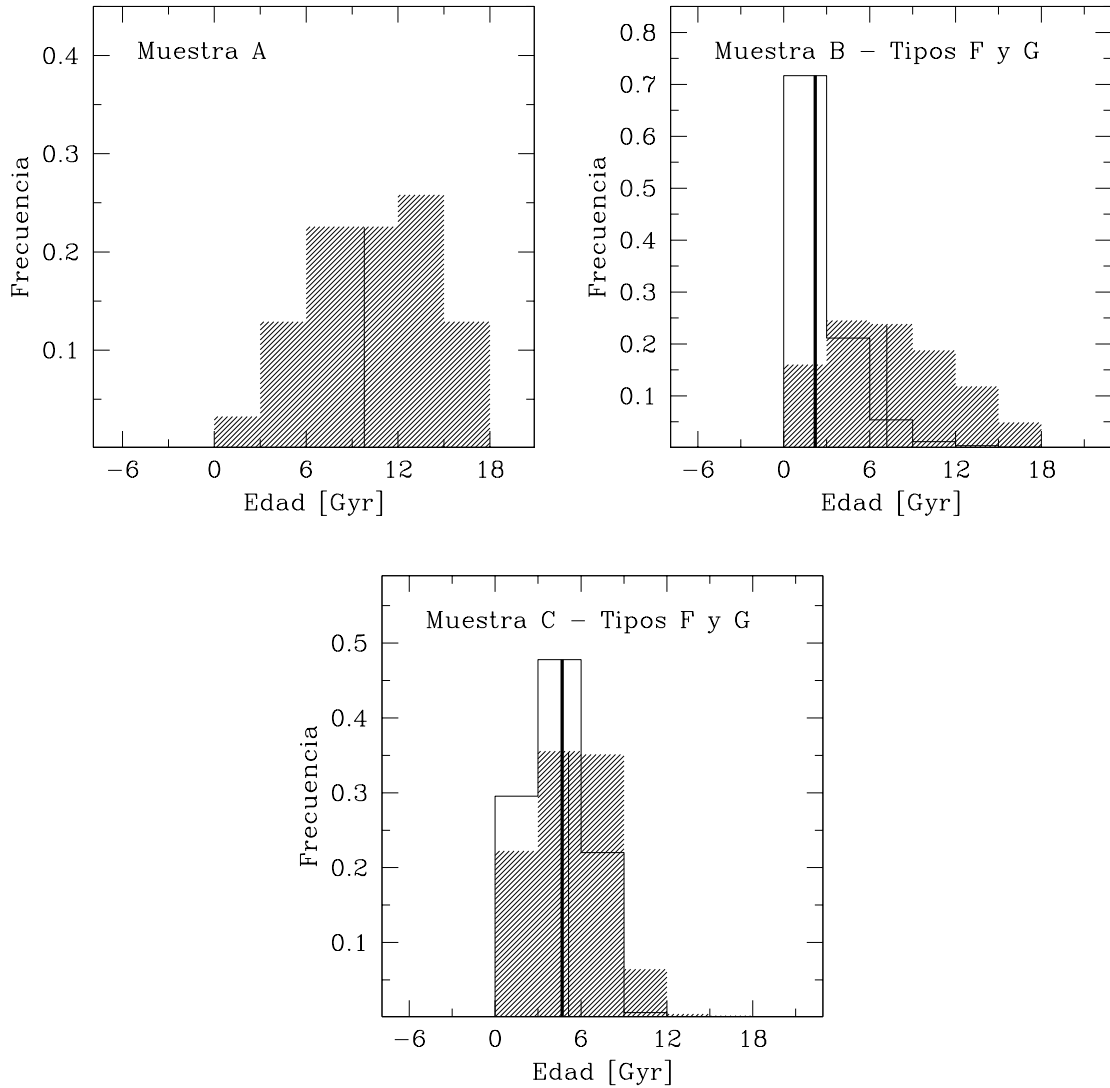


Figura 3.11: Distribución de edades cromosféricas y de isócronas para estrellas de la vecindad solar. Las edades de isócronas para las muestras A y B, fueron tomadas de Nördstrom et al. (2004). Las edades cromosféricas de la muestra C son de Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000). Los tipos espectrales G y F en las muestras B y C son indicadas por los histogramas rayado y vacío, respectivamente. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G.

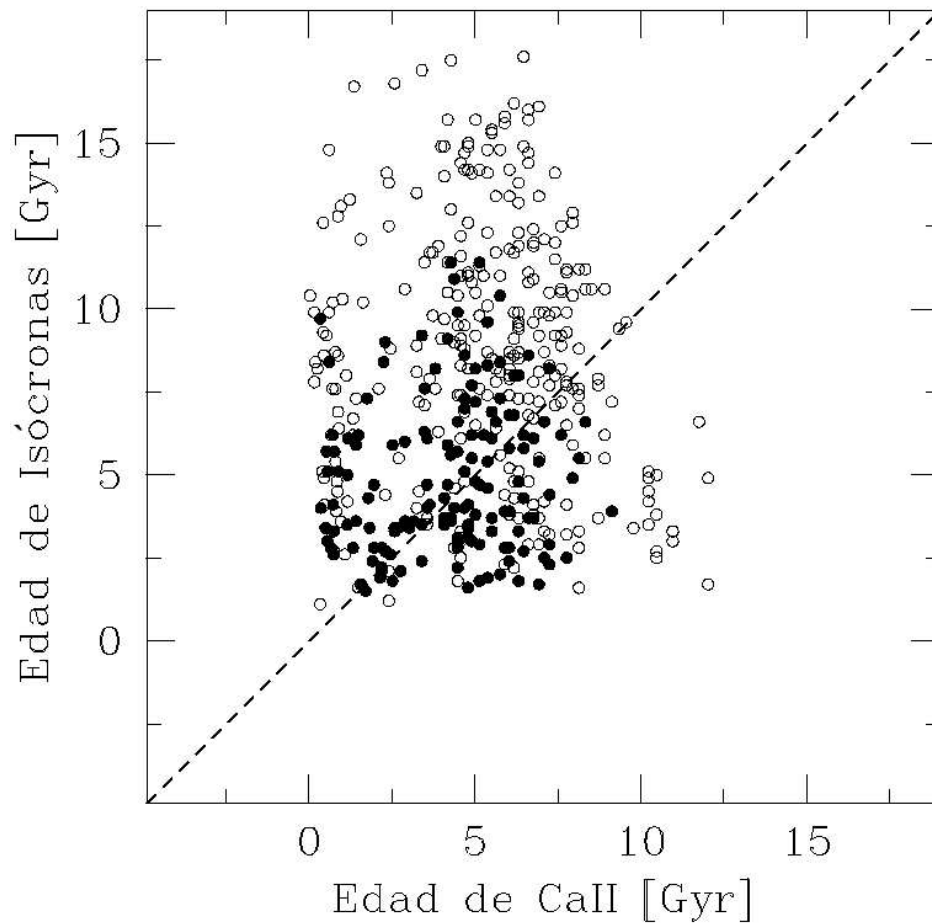


Figura 3.12: Edades cromosféricas vs. edades de isócronas para estrellas F y G de la vecindad solar. Los círculos llenos y vacíos corresponden a tipos espectrales F y G, respectivamente. Las edades de isócronas fueron tomadas de Nördstrom et al. (2004) y las determinaciones cromosféricas de Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000).

$\sigma = 3.4$  Gyr), y la edad media del mismo tipo espectral para las estrellas en el grupo EH, 8.2 Gyr (edades de isócronas), son mayores (más viejas) que la mediana de edad de isócronas de estrellas G en la muestra B, 7.2 Gyr (ver Tabla 3.9). Esto probablemente esté reflejando el hecho de que las estrellas con mediciones de velocidad radial de alta precisión son seleccionadas entre las estrellas menos activas cromosféricamente, y por lo tanto, en promedio, son relativamente más viejas, mientras que la muestra B incluye ambos tipos de estrellas, activas e inactivas. Notamos, sin embargo, que las dispersiones en la edad son grandes para los tres grupos, incluyendo objetos jóvenes y viejos en todos los casos.

Beichman et al. (2005) buscaron excesos IR en 26 estrellas EH de tipos FGK. Estos excesos de emisión usualmente son atribuidos a la presencia de un disco de polvo que rodea la estrella central. Mientras ninguno de los objetos muestra excesos en  $24 \mu\text{m}$ , 6 de ellos muestran excesos en  $70 \mu\text{m}$ . Estos autores, entre otros análisis, compararon las edades cromosféricas obtenidas de Wright et al. (2004) para las estrellas con planetas, con estrellas cercanas no asociadas con compañeros planetarios detectados por velocidad radial. Ellos derivaron medianas de edad de 6 y 4 Gyr para las muestras de estrellas con y sin exoplanetas, aunque consideran que esta diferencia no es estadísticamente significativa. Es interesante notar que encontramos la misma tendencia, con las estrellas EH siendo 1–2 Gyr más viejas que las estrellas cercanas. Este resultado está basado, sin embargo, en edades de isócronas.

Aplicamos el “test” KS para comparar las distribuciones en la Figura 3.11 con el histograma de las estrellas EH en la Figura 3.13. La Tabla 3.10 muestra los resultados. Las distribuciones de edades de isócronas para las estrellas de tipo F en la muestra B y en el grupo EH son diferentes, mientras que para el tipo G las distribuciones son más similares. Con respecto a las edades cromosféricas, estrellas de tipos F y G en la muestra C y en el grupo EH, muestran distribuciones muy similares.

La Figura 3.14 muestra el grupo EH y la muestra B, indicando las estrellas de tipo espectral G y F en los paneles izquierdo y derecho, respectivamente. El histograma rayado corresponde al grupo EH y el histograma vacío a la muestra B. En esta figura, la aparente diferencia de edad entre las estrellas del grupo EH y de la muestra B son más evidentes para el tipo espectral F. Esto también está apoyado por el resultado del “test” KS en la Tabla 3.10. Una comparación similar para las edades cromosféricas no tiene sentido, ya que este método no discrimina por tipos espectrales.

Tabla 3.9: Edades medianas de las estrellas EH y de la vecindad solar, según los métodos de Isócronas y Cromosférico (CE)

Muestra	Isócrona Mediana [Gyr]	Isócrona $\sigma$ [Gyr]	Isócrona N	CE Mediana [Gyr]	CE $\sigma$ [Gyr]	CE N
Muestra A	9.8	3.6	31			
Muestra B	2.8	3.7	8684			
Muestra B-Tipo F	2.2	2.0	5357			
Muestra B-Tipo G	7.2	4.1	2450			
Muestra C				4.9	2.7	609
Muestra C-Tipo F				4.7	2.1	159
Muestra C-Tipo G				5.1	2.8	450
EH	7.4	4.2	79	5.2	4.2	112
EH-Tipo F	4.8	2.6	18	4.7	2.4	15
EH-Tipo G	8.2	3.8	57	5.4	3.5	69

Tabla 3.10: Resultados del “test” estadístico KS para las estrellas EH y para la vecindad solar

	Edades de Isócronas KS “test” [%]	Edades Cromosféricas KS “test” [%]
EHS vs Muestra A	0.92	
EHS vs Muestra B - Sólo tipo F	$5.3 \cdot 10^{-3}$	
EHS vs Muestra B - Sólo tipo G	50.4	
EHS vs Muestra C - Sólo tipo F		13.0
EHS vs Muestra C - Sólo tipo G		$3.1 \cdot 10^{-5}$

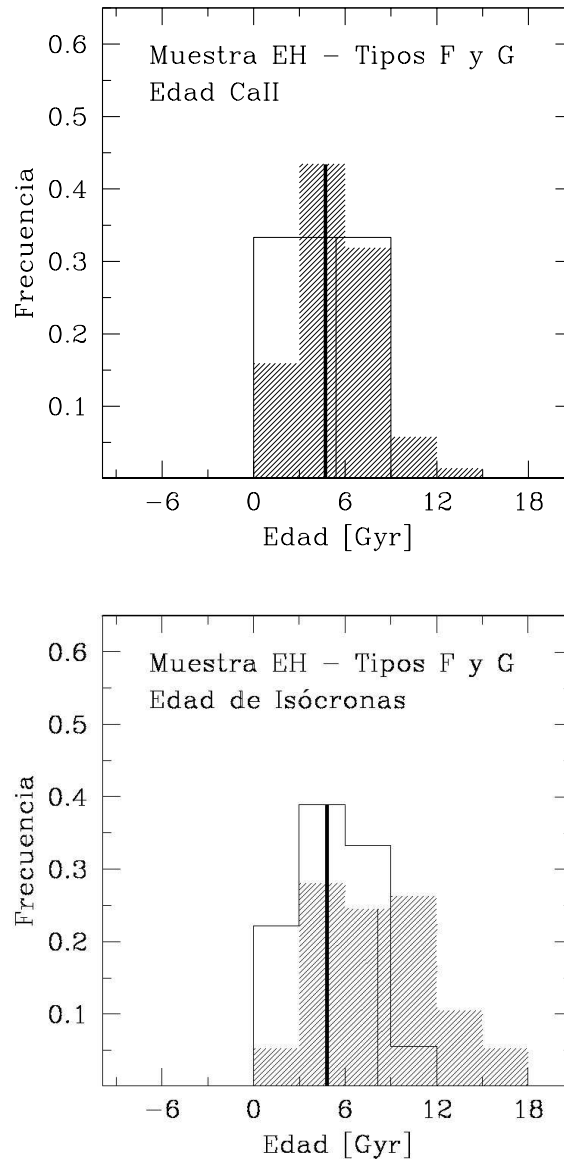


Figura 3.13: Distribución de edades cromosférica y de isócronas de las estrellas EH. Los tipos espectrales G y F son indicados por histogramas rayado y vacío, respectivamente. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G.

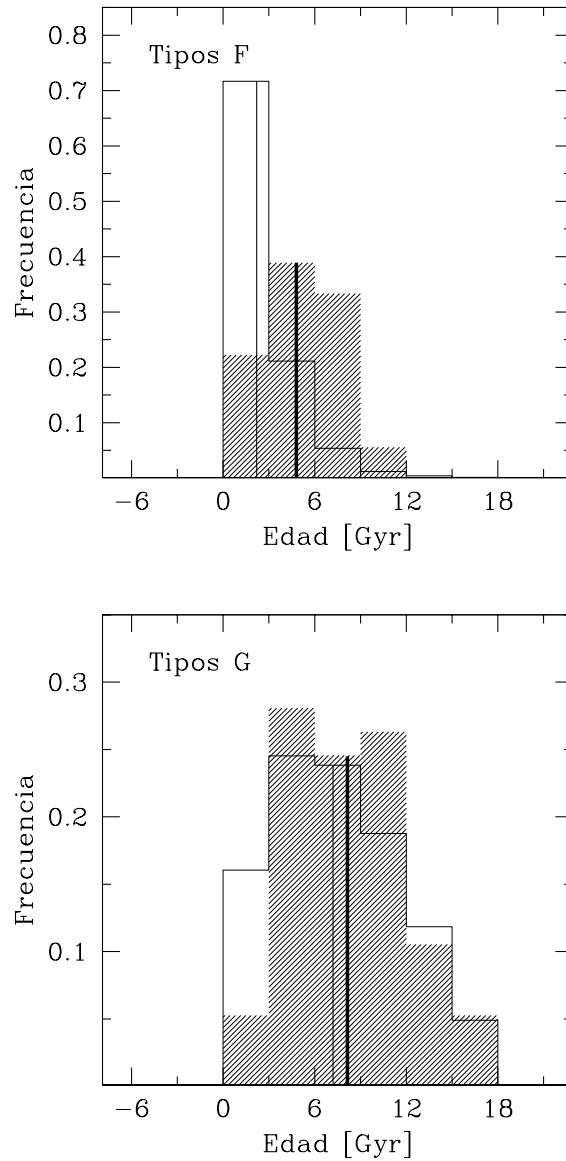


Figura 3.14: Distribución de edades de isócronas de las estrellas EH (histogramas rayados) y de la muestra B (histogramas vacíos). El panel superior corresponde a las estrellas de tipo espectral F en ambas muestras, y el panel inferior al tipo G. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G.



### 3.6. Correlación de las propiedades estelares con la edad

Buscamos correlaciones entre las propiedades estelares del grupo EH con la edad. En el panel superior de la Figura 3.15, graficamos  $L_{\text{IR}}/L_*$ , el exceso sobre la luminosidad estelar, vs. edades cromosféricas y de isócronas. Los cocientes de luminosidad fueron obtenidos de Saffe & Gómez (2004). En los paneles inferiores de la misma figura, mostramos metalicidad vs. edad. Mientras que no hay una correlación evidente con el exceso sobre la luminosidad estelar, una correlación débil aparece con la metalicidad. En otras palabras, la dispersión de la metalicidad pareciera aumentar con la edad.

Para verificar si esta tendencia es real, dividimos la muestra EH en dos “bins”, adoptando  $\text{Log Edad} = 0.5$  como el punto de corte para las edades del CaII, y  $\text{Log Edad} = 0.75$  para las edades de isócronas, para tener sub-muestras más regulares en ambos casos. Luego calculamos el RMS correspondiente a la edad promedio de cada “bin”. Para las edades del CaII (panel inferior izquierdo en la Figura 3.15), obtuvimos para Log edad mayor y menor que 0.5, un RMS de 0.16 y 0.21 dex, respectivamente. En el caso de las edades de isócronas (panel inferior derecho en la Figura 3.15), derivamos el mismo RMS para estrellas con Log edad en el primer y segundo “bin”. Repetimos este análisis adoptando edades cromosféricas para las estrellas EH con  $\text{Log } R'_{\text{HK}} < -5.1$  y edades de isócronas para el resto de los objetos. No hay un cambio substancial en relación a lo observado en la Figura 3.15.

Beichman et al. (2005) encuentran poca o ninguna correlación del exceso en  $70 \mu\text{m}$  con la edad (cromosférica), metalicidad y tipo espectral de 6 estrellas EH. Sin embargo, su análisis sugiere que la frecuencia del exceso en  $70 \mu\text{m}$  en estrellas con planetas es al menos tan grande como para los típicos objetos candidatos a tipo Vega seleccionados por IRAS (Plets & Vynckier 1999).

### 3.7. Resumen y discusión del presente Capítulo

Medimos la actividad cromosférica de una muestra de 49 estrellas EH, observables desde el hemisferio Sur. Combinando nuestros datos con los de la literatura, derivamos el índice de actividad cromosférica,  $R'_{\text{HK}}$ , y estimamos las edades para la

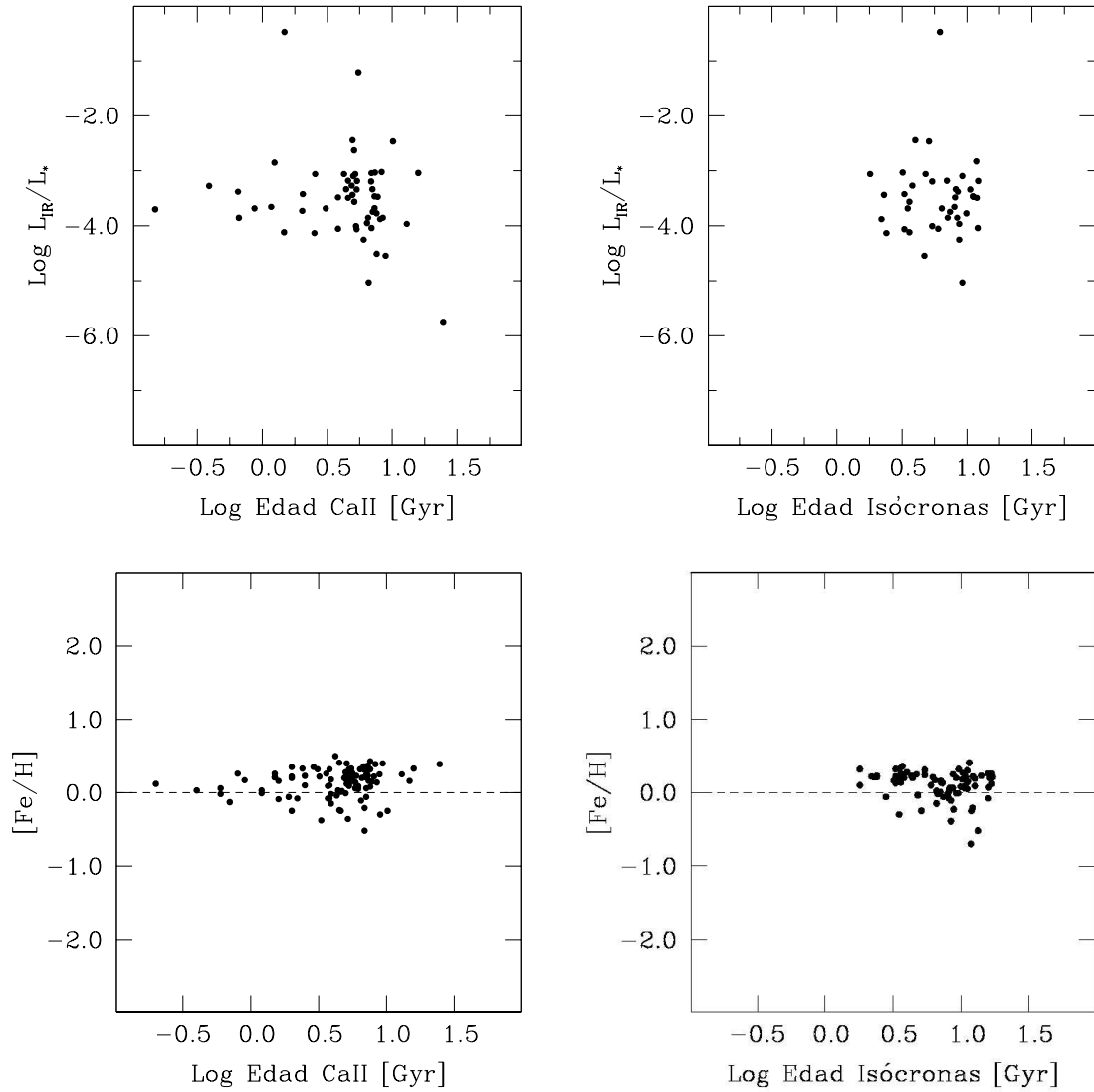


Figura 3.15: Panel superior:  $L_{\text{IR}}/L_*$  vs. edades cromosféricas y de isócronas. Panel inferior:  $[\text{Fe}/\text{H}]$  vs. edades cromosféricas y de isócronas.

muestra completa de estrellas EH con datos cromosféricos (112 objetos), adoptando la calibración D93. También aplicamos otros métodos para medir edades, tales como: isócronas, abundancias del Litio y del Hierro, y dispersión de la velocidad espacial, para comparar con los resultados cromosféricos.

Las medianas de las edades derivadas para el grupo EH son de 5.2 y 7.4 Gyr, usando los métodos cromosféricos y de isócronas, respectivamente. Sin embargo, la dispersión en ambos casos es más bien grande,  $\sim 4$  Gyr. En la derivación de la mediana de la edad cromosférica, aplicamos la relación edad-actividad más allá de los límites de 2 y 5.6 Gyr sugeridos por Pace & Pasquini (2004) y Wright (2004), respectivamente. En particular el primer límite estaría indicando que la técnica de isócronas es, en la práctica, la única herramienta actualmente disponible para derivar edades para la muestra completa de estrellas EH.

Las edades del Litio y los límites superiores de la metalicidad sólo son disponibles para un subconjunto de estrellas EH, dado que las correspondientes calibraciones no cubren el rango completo en abundancias del Li o  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de este tipo de objetos. Este hecho no hace posible una comparación estadística de estas edades para las estrellas EH. La técnica cinemática no provee edades estelares individuales. Además, las edades cinemáticas son menos confiables debido a que la mayoría de las estrellas EH se encuentran a la derecha de la discontinuidad de Parenago.

La mediana de la edad para las estrellas EH de tipos G y F derivadas de las isócronas, son  $\sim 1-2$  Gyr más grande (viejas) que las correspondientes a estrellas de la vecindad solar. Notamos, sin embargo, que las dispersiones en ambos casos son grandes,  $\sim 2-4$  Gyr. Las estrellas EH analizadas aquí, han sido seleccionadas por medio de la técnica Doppler que favorece la detección de compañeras de masas planetarias alrededor de estrellas cromosféricamente inactivas y rotadores lentos, donde las mediciones de velocidad radial pueden alcanzar precisiones muy altas, de algunos m/s (ver, por ejemplo, Henry et al. 1997, Vogt et al. 2000, Pepe et al. 2002). Como la actividad cromosférica y la rotación disminuyen con la edad, en promedio, debemos esperar que las estrellas EH sean más viejas que estrellas con propiedades físicas similares sin exoplanetas detectados. Este último grupo de objetos probablemente incluye una fracción significativa de estrellas cromosféricamente más activas y de este modo más jóvenes, para las cuales las mediciones de velocidad radial de alta precisión son muy difíciles de alcanzar.

Con respecto a las estrellas EH de tipo F, nuestro resultado puede sugerir que estos objetos son más viejos que las estrellas F cercanas sin exoplanetas detectados hasta el momento, en oposición al resultado de Suchkov & Schultz (2001). Sin embargo, la dispersión relativamente grande de nuestras edades y el número relativamente pobre de estrellas analizadas por Suchkov & Schultz (2001), hace que esta aparente discrepancia pierda sentido. Buscamos correlaciones entre la edad, la  $L_{\text{IR}}/L_*$  y la metalicidad. No encontramos una tendencia clara en el primer caso, mientras que la dispersión en metalicidad pareciera aumentar con la edad.

### **3.8. Bibliografía**

Alonso, R., Brown, T. M., Torres, G., Latham, D. W., Sozzetti, A., Mandushev, G., Belmonte, J. A., Charbonneau, D., Deeg, H. J., Dunham, E. W., 2004, *ApJL* 613, 153

Baliunas, S. L., Hartmann, L., Noyes, R. W., Vaughan, H., Preston, G. W., Frazer, J., Lanning, H., Middelkoop, F., Mihalas, S., 1983, *ApJ* 275, 752

Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., Horne, J. H., Frazer, J., Woodard-Eklund, L., Bradford, M., Rao, L. M., Wilson, O. C., Zhang, Q., and 17 coauthors, 1995a, *ApJ* 438, 269

Baliunas, S. L., Donahue, S. A., Soon, W., Guilliland, R., Soderblom, D., 1995b, *Bulletin of the American Astronomical Society* 27, 839

Baliunas, S., Sokoloff, D., Soon, W., 1996, *ApJ* 457, L99

Barbieri, M., Gratton, R. G., 2002, *A&A* 384, 879

Barry, D. C., Cromwell, R. H., Hege, E. K., 1987, *ApJ* 315, 264

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Trilling, D. E., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Engelbracht, C. W., Blaylock, M., Gordon, K. D., Chen, C. H., Su, K. Y. L., Hines, D. C., 2005, *ApJ* 622, 1160

Binney, J. J., Dehnen, W., Bertelli, G., 2000, *MNRAS* 318, 658

Boesgaard, A. M., 1991, ApJ 370, 95

Butler, R. P., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Brown, T. M., Contos, A. R., Korzennik, S. G., Nisenson, P., Noyes, R., 1999, ApJ 526, 916

Butler, R. P., Marcy, G. W., Vogt, S. S., Apps, K., 1998, PASP 110, 1389

Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Henry, G. W., Apps, K., 2000, ApJ 545, 504

Butler, R. P., Marcy, G. W., Vogt, S. S., Tinney, C. G., Jones, H., McCarthy, C., Penny, A. J., Apps, K., Carter, B., 2002, ApJ 578, 565

Butler, R., Marcy, G. W., Vogt, S. S., Fischer, D. A., Henry, G. W., Laughlin, G., Wright, J. T., 2003, ApJ 582, 455

Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Wright, J. T., Henry, G. W., Laughlin, G., Lissauer, J. J., 2004, ApJ 617, 580

Carraro, G., Ng, Y. K., Portinari, L., 1998, MNRAS 296, 1045

Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., Mayor, M., 2000, ApJL 529, 45

Chen, B., Asiain, R., Figueras, F., Torra, J., 1997, A&A 318, 29

Chen, Y., Zhao, G., 2002, Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics 2, 151.

Clariá, J. J., Piatti, A. E., Parisi, M. C., Ahumada, A. V., 2007, MNRAS 379, 159

Cuntz, M., Saar, S. H., Musielak, Z. E., 2000, ApJL 533, 151

Dehnen, W., Binney, J., 1998, MNRAS 298, 387

Donahue, R. A., 1993, Ph D Thesis, New Mexico State University

Stellar Ages Using the Chromospheric Activity of Field Binary Stars, in ASP Conf. Ser. 154, The Tenth Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ed: R. Donahue & J. Bookbinder (San Francisco: ASP), CD-834, 1998

Donahue, R. A., Saar, S. H., Baliunas, S. L., 1996, ApJ 466, 384

Duncan, D. K., 1981, ApJ 248, 651

Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., Preston, G. W., Frazer, J., Lanning, H., Misch, A., Mueller, J., Soyumer, D., Woodard, L., Baliunas, S. L., 1991, ApJS 76, 383

Durney, B. R., Mihalas, D., Robinson, R. D., 1981, PASP 93, 537

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., Tomkin, 1993, A&A 275, 101

Eggen, O. J., 1990, PASP 102, 166

Feltzing, S., Holmberg, J., Hurley, J. R., 2001, A&A 377, 911

Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Apps, K., 1999, PASP 111, 50

Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Frink, S., Apps, K., 2001, ApJ 551, 1107

Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Walp, B., Apps, K., 2002, PASP 114, 529

Fischer, D.A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Laughlin, G., Vogt, S. S., 2002, ApJ 564, 1028

Fischer, D. A., Laughlin, G., Butler, P., Marcy, G., Johnson, J., Henry, G., Valenti, J., Vogt, S., Ammons, M., Robinson, S., Spear, G., Strader, J., Driscoll, P., Fuller, A., Johnson, T., Manrao, E., McCarthy, C., Munoz, M., Tah, K. L., Wright, J., Ida, S., Sato, B., Toyota, E., Minniti, D., 2005, ApJ 620, 481

- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C., 2000, *A&AS* 141, 371
- González, G., 1997, *MNRAS* 285, 403.
- González, G., 1998, *A&A* 334, 221
- González, G., 1999, *MNRAS* 308, 447
- González, G., Laws, C., 2000, *ApJ* 119, 390
- González, G., Laws, C., Tyagi, S., Reddy, B., 2001, *AJ* 121, 432.
- Gustafsson, B., 1999, *ASP Conf. Ser.* 192, 91. Hybeny, Heap & Cornett eds.
- Hartmann, L., Soderblom, D. R., Noyes, R. W., Burnham, N., 1984, *ApJ* 276, 254
- Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., McArthur, B., Paulson, D. B., Walker, G. A. H., Campbell, B., Yang, S., 2003, *ApJ* 599, 1383
- Henry, T., Soderblom, D., Donahue, R., Baliunas, S., 1996, *AJ* 111, 439.
- Henry, G. W., Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., Saar, S. H., 1997, *ApJ* 474, 503
- Henry, G. W., Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Fekel, F. C., Soon, W., 2000, *ApJ* 531, 415
- Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., 2000, *ApJL* 529, 41
- Herbig, G. H., 1985, *ApJ* 289, 269
- Houk, N., 1978, *Catalogue of Two-Dimensional Spectral Types for the HD stars, Vol. 2*, Dept. of Astronomy, Univ. Michigan, Ann Arbor
- Houk, N., 1982, *Catalogue of Two-Dimensional Spectral Types for the HD stars, Vol. 3*, Dept. of Astronomy, Univ. Michigan, Ann Arbor

Houk, N., Cowley, A. P., 1975, Catalogue of Two-Dimensional Spectral Types for the HD stars, Vol. 1, Dept. of Astronomy, Univ. Michigan, Ann Arbor

Huovelin, J., Saar, S. H., Tuominen, I., 1988, ApJ 329, 882

Ibukiyama, A., Arimoto, N., 2002, A&A 394, 927

Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., Rebolo, R., 2004, A&A 414, 601

Jones, H. R. A., Butler, R. P., Tinney, C. G., Marcy, G. W., Penny, A. J., McCarthy, C., Carter, B. D., 2003, MNRAS 341, 948

Karatas, Y., Bilir, S., Schuster, W. J., 2005, MNRAS 360, 1345

King, J. R., Villarreal, A. R., Soderblom, D. R., Gulliver, A. F., Adelman, S. J., 2003, AJ 125, 1980

Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., Pietrzynski, G., Udalski, A., Jha, S., Ruiz, M. T., Gieren, W., Minniti, D., 2004, ApJL 609, 37

Konacki, M., Torres, G., Sasselov, D. D., Jha, S., 2005, ApJ 624, 372

Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., Habing, H. J., 1999, A&A 348, 897

Laughlin, G., Adams, F. C., 1997, ApJ 491, 51

Laws, C., González, G., Walker, K. M., Tyagi, S., Dodsworth, J., Snider, K., Suntzeff, N. B., 2003, AJ 125, 2664

Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., Richardson, D. C., 1996, Nature 380, 606

Lovis, C., Mayor, M., Bouchy, F., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N.C., Udry, S., Benz, W., Bertaux, J.L., Mordasini, C., Sivan, J.P., 2005, A&AL 437, 1121

Manoj, P., Bhatt, H. C., 2005, A&A 429, 525

Marcy, G. W., Butler, R. P., Williams, E., Bildsten, L., Graham, J. R., Ghez, A. M.,



Jernigan, J. G., 1997, ApJ 481, 926

Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S., Shirts, P., 1998, Bulletin of the American Astronomical Society 192, 801

Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Fischer, D., Liu, M. C., 1999, ApJ 520, 239

Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., 2000, ApJL 536, 43

Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Liu, M. C., Laughlin, G., Apps, K., Graham, J. R., Lloyd, J., Luhman, K. L., Jayawardhana, R., 2001, ApJ 555, 418

Marcy, G. W., Butler, R., Fischer, D. A., Laughlin, G., Vogt, S. S., Henry, G.W., Pourbaix, D., 2002, ApJ 581, 1375

Mayor, M., Queloz, D., 1995, Nature 378, 355

Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Bouchy, F., Rupprecht, G., Lo Curto, G., Avila, G., Benz, W., Bertaux, J. L., Bonfils, X., 2003, The Messenger 114, 20

Mayor, M., Udry, S., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Burnet, M., 2004, A&A 415, 391

Melo, C., Santos, N. C., Pont, F., Guillot, T., Israelian, G., Mayor, M., Queloz, D., Udry, S., 2006, A&A 460, 251

Middelkoop, F., 1982, A&A 107, 31

Middelkoop, F., Vaughan, A. H., Preston, G. W., 1981, A&A 96, 401

Montes, D., Martin, E. L., 1998, A&AS 128, 485

Montes, D., Ramsey, L. W., Welty, A. D., 1999, ApJS 123, 283

Montes, D., Martin, E. L., Fernandez-Figueroa, M. J., Cornide, M., de Castro, E., 1997, A&AS 123, 473

- Montesinos, B., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., 1987, MNRAS 229, 627
- Naef, D., Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Udry, S., Burnet, M., 2001, A&A 375, 205
- Ng, Y. K., Bertelli, G., 1998, A&A 329, 943
- Nördstrom, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jorgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N., 2004, A&A 418, 989
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., Vaughan, A. H., 1984, ApJ 279, 763
- Pace, G., Pasquini, L., 2004, A&A 426, 1021
- Parenago, P. P., 1950, *Astronomicheskii Zhurnal* 27, 150
- Pasquini, L., Liu, Q., Pallavicini, R., 1994, A&A 287, 191
- Pasquini, L., Randich, S., Pallavicini, R., 1997, A&A 325, 535
- Paulson, D. B., Saar, S. H., Cochran, W. D., Hatzes, A. P., 2002, AJ 124, 572
- Paulson, D. B., Cochran, W. D., Hatzes, A. P., 2004, AJ 127, 3579
- Pepe, F., Mayor, M., Galland, F., Naef, D., Queloz, D., Santos, N. C., Udry, S., Burnet, M., 2002, A&A 388, 632
- Pepe, F., Mayor, M., Queloz, D., Benz, W., Bonfils, X., Bouchy, F., Curto, G. Lo, Lovis, C., Mégevand, D., Moutou, C., Naef, D., Rupprecht, G., Santos, N. C., Sivan, J.P., Sosnowska, D., Udry, S., 2004, A&A 423, 385
- Piatti, A. E., Clariá, J. J., Mermilliod, J.-C., Parisi, M. C., Ahumada, A. V., 2007, MNRAS 377, 1737
- Plets, H., & Vynckier. C., 1999, A&A 343, 496

Pont, F., Eyer L., 2004, MNRAS 351, 487

Pont, F., Bouchy, F., Queloz, D., Santos, N. C., Melo, C., Mayor, M., Udry, S., 2004, A&AL 426, 15

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P., 1992, Numerical Recipes in Fortran: The Art of Scientific Computing, Cambridge University Press, 2nd edition, p. 617

Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., Blñeha, A., Burnet, M., Confino, B., Naef, D., Pepe, F., Santos, N., Udry, S., 2000, A&A 354, 99

Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., Baliunas, S. L., Beuzit, J. L., Donahue, R. A., Mayor, M., Naef, D., Perrier, C., Udry, S., 2001, A&A 379, 279

Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende Prieto, C., 2003, MNRAS 340, 304

Reid, N., 2002, PASP 114, 306.

Rocha-Pinto, H., Maciel, W., 1998, MNRAS 298, 332.

Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., Scalo, J., Flynn, C., 2000, A&A 358, 850

Roman, N. G., 1954, AJ 59, 307

Rubenstein, E. P., Shaefer, B. E., 2000, ApJ 529, 1031

Ryan, S., 2000, MNRAS 316, L35

Saar, S.H., Cuntz, M., 2001, MNRAS 325, 55

Saar, S.H., Donahue, R. A., 1997, ApJ 485, 319

Saar, S. H., Osten, R. A., 1997, MNRAS 284, 803

Saar, S.H., Butler, R.P., Marcy G. W. 1998, ApJL 498, 153

Saffe, C., Gómez, M., 2004, *A&A* 423, 221

Salasnich, B., Girardi, L., Weiss, A., Chiosi, C., 2000, *A&A* 361, 1023

Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., 2000, *A&A* 363, 228

Santos N. C., Israelian G., Mayor M., 2001, *A&A* 373, 1019

Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Udry, S., Blecha, A., 2000, *A&A* 361, 265

Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Udry, S., Burnet, M., Clausen, J. V., Helt, B. E., Olsen, E. H., Pritchard, J. D., 2002, *A&A* 392, 215

Santos, N. C., Udry, S., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Burki, G., Cramer, N., Nicolet, B., 2003, *A&A* 406, 373

Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., Udry, S., 2003, *A&A* 398,363

Santos, N. C., Bouchy, F., Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Udry, S., Lovis, C., Bazot, M., Benz, W., Bertaux, J.-L., Lo Curto, G., Delfosse, X., Mordasini, C., Naef, D., Sivan, J.-P., Vauclair, S., 2004, *A&AL* 426, 19

Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., 2004, *A&A* 415, 1153

Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Bento, J.P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., Ecuivillon, A., 2005, *A&A* 437, 1127

Shkolnik, E., Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., 2003, *ApJ* 597, 1092

Shkolnik, E., Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Gu, P.-G., Kürster, M., 2004, *Bulletin of the American Astronomical Society* 205, 1123

Skumanich, A., 1972, *ApJ* 171, 565

Soderblom, D. R., 1983, *ApJS* 53, 1

Soderblom, D. R., 1985, AJ 90, 2103

Soderblom, D. R., Clements, S. D., 1987, AJ 93, 920

Soderblom, D. R., Mayor, M., 1993, ApJL 402, 5

Soderblom, D. R., Duncan, D., Johnson, D., 1991, ApJ 375, 722

Soderblom, D. R., Stauffer, J. R., Hudon, J. D., Jones, B. F., 1993, ApJS 85, 315

Sozzetti, A., Yong, D., Torres, G., Charbonneau, D., Latham, D. W., Allende Prieto, C., Brown, T. M., Carney, B. W., Laird, J. B., 2004, ApJL 616, 167

Strassmeier, K. G., Fekel, F. C., Bopp, B. W., Dempsey, R. C., Henry, G. W., 1990, ApJS 72, 191

Strassmeier, K., Washuettl, A., Granzer, Th., Scheck, M., Weber, M., 2000, A&AS 142, 275

Suchkov, A. A., Schultz, A. B., 2001, ApJL 549, 237

Tinney, C. G., McCarthy, C., Jones, H. R. A., Butler, R. P., Carter, B. D., Marcy, G. W., Penny, A. J., 2002, MNRAS 332, 759

Tinney, C. G., Butler, R. P., Marcy, G. W., Jones, H. R. A., Penny, A. J., Vogt, S. S., Apps, K., Henry, G. W., 2002, ApJ 551, 507

Torres, G., Konacki, M., Sasselov, D. D., Jha, S., 2004, American Institute of Physics, Conference Proceedings 713, 165

Twarog, B. A., 1980, ApJ 242, 242

Udry, S., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Burnet, M., Confino, B., Melo, C., 2000, A&A 356, 590

Udry, S., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Burnet, M., 2002, A&A 390, 267

Udry, S., Eggenberger, A., Mayor, M., Mazeh, T., Zucker, S., 2004, *RMxAC* 21, 207

Vaughan, A. H., Preston, G. W., 1980, *PASP* 92, 385

Vaughan, A. H., Preston, G. W., Baliunas, S. L., Hartmann, L. W., Noyes, R. W., Middelkoop, F., Mihalas, D., 1981, *ApJ* 250, 276

Vaughan, A. H., Preston, G. W., Wilson, O. C., 1978, *PASP* 90, 267

Vogt, S. S., Marcy, G. W., Butler, R. P., Apps, K., 2000, *ApJ* 536, 902

Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Pourbaix, D., Apps, K., Laughlin, G., 2002, *ApJ* 568, 352

Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Walker, A. R., Irwin, A. W., Yang, S. L. S., Larson, A., 1992, *ApJL* 396, 91

Wielen, R., Fuchs, B., Dettbarn, C., 1996, *A&A* 314, 438

Wilson, O., 1963, *ApJ* 138, 832.

Wilson, O. C., 1970, *ApJ* 160, 255

Wright, J. T., 2004, *AJ* 128, 1273

Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler R. P., Vogt, S. S., 2004, *ApJS* 152, 261

Young, A., Ajir, F., Thurman, G., 1989, *PASP* 101, 1017

Zucker, S., Mazeh, T., Santos, N. C., Udry, S., Mayor, M., 2004, *A&A* 426, 695

Zuckerman B., 2001, *ARA&A* 39, 549.

# Capítulo 4

## Determinación de la Metalicidad de Estrellas de Tipo Vega

### 4.1. Introducción

Como ya se mencionó en Capítulos anteriores, las estrellas asociadas con los llamados planetas extrasolares (EH) detectados mediante la técnica Doppler son ricas en metales, respecto de las estrellas de campo de la vecindad solar (González 1997, 1998, González et al. 2001, Laughlin & Adams 1997, Santos et al. 2000, 2001, 2004). En la Figura 4.1, se presenta la distribución de metalicidades (Santos et al. (2004) de un conjunto de 93 estrellas EH (histograma rayado), y de una muestra limitada por volumen de 41 estrellas de la vecindad solar (histograma vacío). Esta última corresponde a una muestra de las estrellas del programa CORALIE (Udry et al. 2000), las cuales no tienen exoplanetas detectados por la técnica Doppler. La diferencia promedio de metalicidad entre estas dos muestras es de  $\sim 0.25$  dex, aproximadamente. La importancia de este parámetro resulta entonces evidente. Actualmente existen relevamientos especializados de búsqueda de estrellas EH que se restringen solamente a estrellas pobres en metales (Sozzetti et al. 2006) o estrellas ricas en metales (Fischer et al. 2005, Moutou et al. 2006).

También, vale la pena mencionar un conjunto de estrellas EH lejanas, del núcleo (“bulge”) galáctico, cuyos exoplanetas han sido descubiertos en su mayoría por el programa de lente gravitacional OGLE (Udalski et al. 2005, Gould et al. 2006). Análisis espectroscópicos de estas estrellas EH muestran que también son ricas en metales (Santos et al. 2006, Guillot et al. 2006).

González (2003) resume tres hipótesis que se han propuesto para explicar este fenómeno:

- a) Origen primordial: las estrellas se formaron a partir de un medio interestelar que ya estaba enriquecido en metales;
- b) Acreción de planetoides ricos en metales: en este escenario las estrellas nacen con metalicidad  $\sim$  solar y se enriquecen posteriormente mediante la acreción de material;
- c) Migración: está relacionado con el efecto de selección Doppler del período orbital. En este caso, se postula que el radio orbital (y por lo tanto el período), dependen de la metalicidad de la estrella. De este modo, el efecto de selección Doppler favorecería a las estrellas cuyo radio corresponde a una metalicidad mayor.

El hecho de que las estrellas con Exoplanetas sean ricas en metales, es importante ya que suponemos que los planetas se formaron a partir del disco primordial de la estrella, y por otro lado, las estrellas de tipo Vega son las estrellas más viejas de la vecindad solar que todavía poseen un disco, aunque en este caso un disco de polvo, de segunda generación.

Existen un par de antecedentes en cuanto a la determinación de metalicidad en estrellas de tipo Vega. Greaves et al. (2006) estimaron la metalicidad  $[M/H]$  de 1040 estrellas de los programas de búsqueda de estrellas EH de los observatorios Lick y Keck, los cuales excluyen estrellas cromosféricamente activas y binarias con separación menor de  $2''$ . Dentro de la muestra estudiada, estos autores incluyeron 18 estrellas FGK de tipo Vega (es decir, estrellas con remanente de disco), y concluyen que la distribución acumulativa <sup>1</sup> de metalicidad de estas estrellas es similar al de las estrellas en general de la vecindad solar, como podemos ver en la Figura 4.2. Estas 18 estrellas tienen exceso IR detectado inicialmente por IRAS. Por otro lado, para el caso de las estrellas EH, confirmaron que son ricas en metales.

Similarmente, Chavero et al. (2006) obtuvieron metalicidades solares (mediana de  $-0.11$  dex) para una muestra de 42 estrellas de tipo Vega con tipos espectrales F y G. Las metalicidades fueron obtenidas a partir de la fotometría Strömgren, y son 42 estrellas candidatas detectadas inicialmente por IRAS. La Figura 4.3 compara la distribución de metalicidades para las estrellas asociadas con los llamados planetas extrasolares, con aquellas derivadas mediante la fotometría de Strömgren para estrel-

---

<sup>1</sup>Una distribución acumulativa de metalicidad, se obtiene como la suma de los valores de la distribución misma, desde  $-\infty$  hasta el punto considerado. En un punto X, es igual a  $P(x < X)$ , la probabilidad de obtener un valor menor o igual que X.



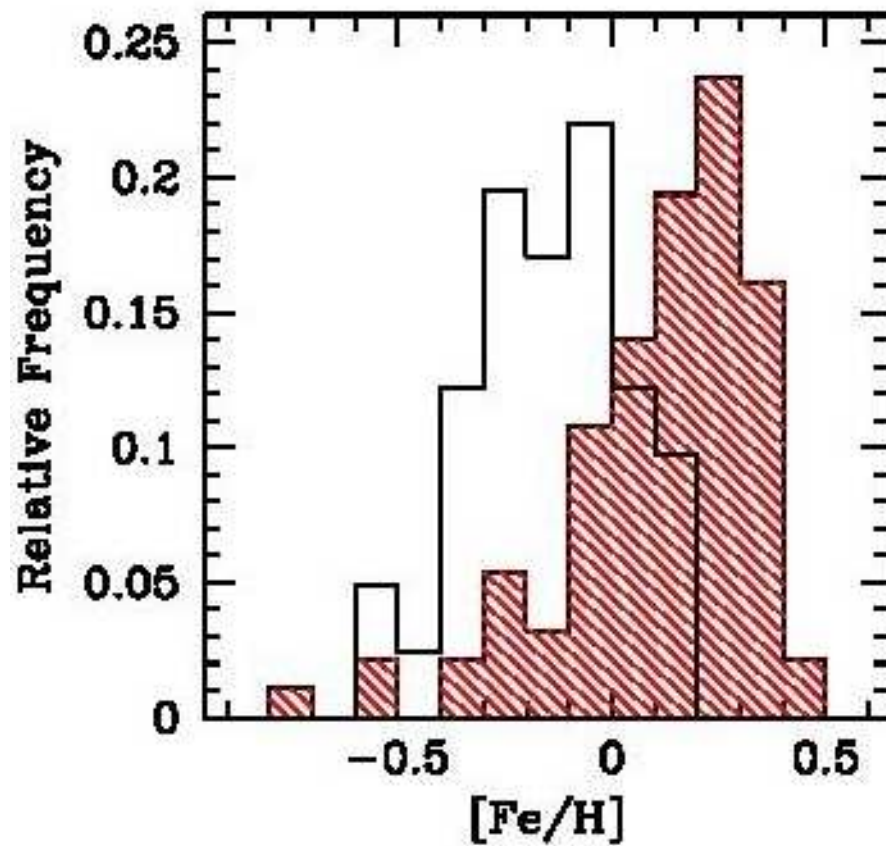


Figura 4.1: Distribución de metalicidades tomada de Santos et al. (2004), de un conjunto de 98 estrellas EH (histograma rayado), y para una muestra de estrellas limitadas en volumen de la vecindad solar (histograma vacío).

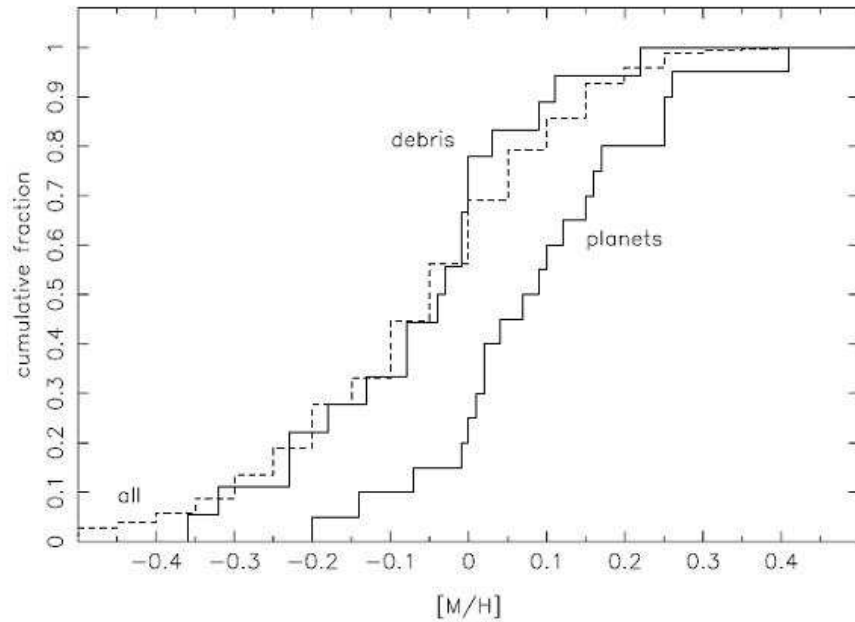


Figura 4.2: Distribución acumulativa de metalicidad tomada de Greaves et al. (2006), de 18 estrellas FG de tipo Vega (trazo continuo), 20 estrellas con exoplanetas, y 300 estrellas de la vecindad solar (línea punteada). El grupo de estrellas con exoplanetas es rico en metales, en tanto que los objetos de tipo Vega presentan metalicidades de tipo solar.

las de tipo Vega con tipos espectrales F y G. Mientras que las primeras son ricas en metales (notar que la mediana de la distribución es de +0.17 dex), el segundo histograma presenta metalicidades del tipo solar (mediana de  $-0.11$  dex).

#### 4.1.1. Objetivos del trabajo

Ninguno de los dos trabajos anteriores (Greaves et al. 2006 y Chavero et al. 2006) incluye objetos relativamente tempranos en la muestra (tipos espectrales BA). Este es un hecho particularmente importante, teniendo en cuenta que, como se mencionó en el Capítulo 1, la gran mayoría de las estrellas de tipo Vega detectadas por IRAS son de tipo espectral A. El trabajo de Chavero et al. no incluye objetos tempranos debido a que no es aplicable la fotometría Strömgen para este tipo de objetos. El estudio de Greaves et al. no los incluye porque la muestra original analizada proviene de los

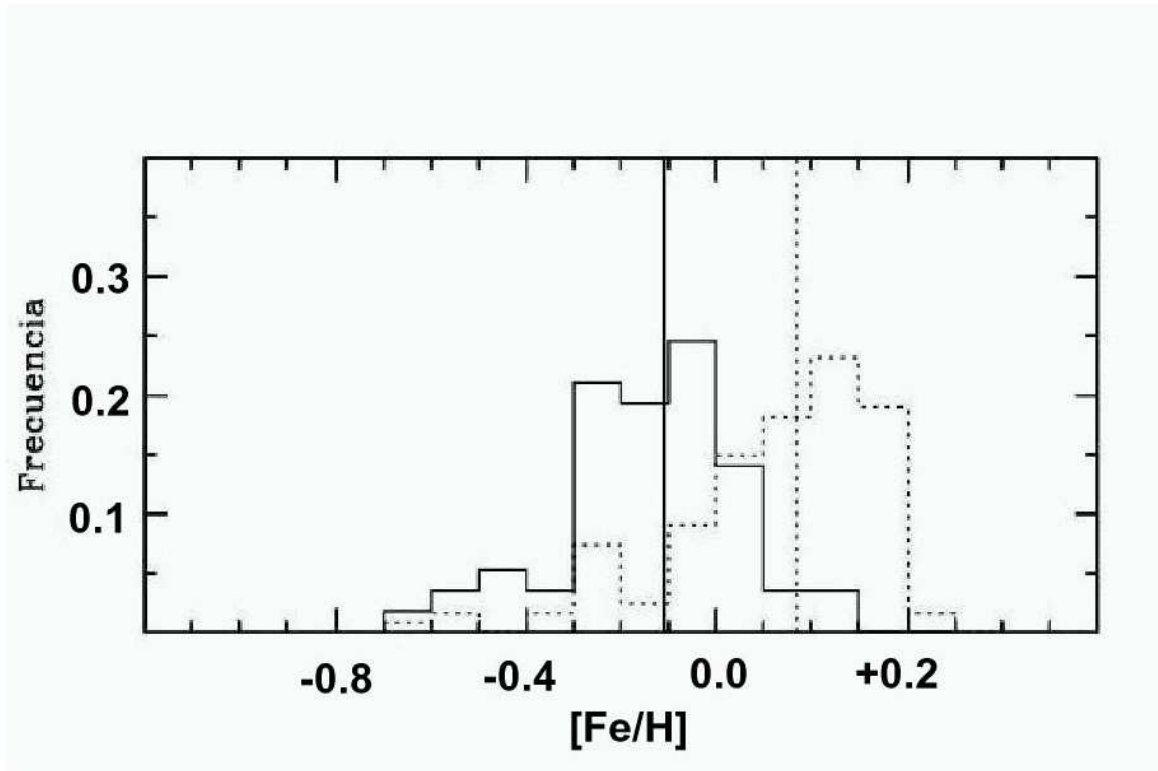


Figura 4.3: Distribuciones de metalicidad tomadas de Chavero et al. (2006), correspondiente a estrellas de tipo Vega con tipos espectrales F–G (trazo continuo), y estrellas EH (trazo punteado). El grupo EH es rico en metales con una mediana de +0.17 dex, en tanto que los objetos de tipo Vega presentan, en promedio, metalicidades de tipo solar con una mediana de  $-0.11$  dex. Las metalicidades de las EH son espectroscópicas y han sido tomadas del trabajo de Santos et al. (2004). Para las estrellas de tipo Vega, se utilizaron metalicidades derivadas de la fotometría Strömgen (Chavero et al. 2006).

relevamientos Doppler de búsqueda de estrellas con exoplanetas, que generalmente se restringen a estrellas de tipo solar. Por otro lado, las muestras utilizadas en estos dos trabajos fueron estrellas candidatas del satélite IRAS, y no necesariamente confirmadas por Spitzer. Por este motivo, uno de los objetivos de este trabajo consiste en construir la mayor muestra posible de estrellas de tipo Vega del hemisferio Sur, tal que incluya todos los tipos espectrales posibles, y las recientes detecciones de Spitzer, a fin de determinar de modo uniforme la metalicidad de este conjunto de estrellas.

Tanto el grupo de estrellas con exoplanetas, como el grupo de estrellas de tipo Vega, presentan evidencias de material circunestelar acompañando a la fuente central. En el primer caso exoplanetas, en el segundo caso discos de polvo. En particular, sabemos que el primer grupo es rico en metales, y según algunos modelos de formación de planetas, tales como el modelo de acreción de núcleos (Pollack et al. 1996), esto puede haber facilitado la formación de planetas. Por este motivo, estudiar la metalicidad de las estrellas de tipo Vega, también nos permitirá confrontarlas con el grupo de estrellas con exoplanetas. Este constituye otro de los objetivos de este estudio.

En esta parte del trabajo se determinarán espectroscópicamente la metalicidad de un conjunto de estrellas de tipo Vega, incluyendo objetos de todos los tipos espectrales posibles, en el rango B-K. Para ello contamos con cerca de 400 espectros tomados desde CASLEO en 4 turnos de observación con el espectrógrafo REOSC en el modo de dispersión cruzada, lo cual corresponde a más de 110 objetos.

## 4.2. La muestra de objetos

Compilamos una lista de más de 110 estrellas candidatas a tipo Vega de la literatura, basado en la presencia de exceso IR y/o emisión submilimétrica (Backman & Paresce 1993, Sylvester et al. 1996, Mannings & Barlow 1998, Fajardo-Acosta et al. 1999, Silvestre & Mannings 2000, Habing et al. 2001, Laureijs et al. 2002, Sheret et al. 2004). La muestra de objetos también fue complementada con detecciones de Spitzer (Beichman et al. 2005, 2006, Briden et al. 2006, Su et al. 2006). Desechamos rigurosamente aquellas estrellas cuya clase de luminosidad no fuese V, o bien aquellas con clase de luminosidad desconocida (catálogo Hipparcos). La muestra incluye los tipos espectrales BAFGK (22, 38, 28, 17 y 8 objetos, respectivamente), para estrellas

relativamente cercanas (distancias entre 5 y 350 pc). En general, las estrellas con exceso IR de IRAS se encuentran fuera del plano galáctico (con  $< 10\%$  de la muestra teniendo  $b < 10^\circ$ ), mientras que la distribución en longitud galáctica es aleatoria. La relativa escasez de estos objetos sobre el plano galáctico refleja el efecto de selección de IRAS con respecto a la detección de objetos con exceso IR en esta posición.

### 4.3. Observaciones y reducción de datos

Los espectros estelares fueron obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), durante 4 turnos de observación (05-08/08/2005, 18-22/08/2005, 18-25/02/2006 y 04-07/05/2007). Utilizamos el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m equipado con un espectrógrafo echelle REOSC y un detector CCD TEK 1024x1024. Se obtuvieron 3 espectros de cada estrella. Se cubrió un rango espectral de 3500-6500 Å. El espectrógrafo REOSC utiliza redes como dispersores cruzados. En nuestro caso utilizamos una red de 400 l/mm. La relación S/N de los espectros fue de  $\sim 300$  aproximadamente, y el poder resolvente es de  $\sim 12500$ .

Los espectros fueron reducidos utilizando los procedimientos standards de IRAF para espectros echelle. Se restaron los *bias* y se aplanó el campo mediante el *flat* de cada noche. Se determinó la posición de cada apertura, y luego se definió la posición del fondo de cielo mediante un ajuste lineal a cada lado de las aperturas, mediante la tarea *apall*. También se corrigió por los efectos de luz dispersada (tarea *apscatter*). Finalmente, se procedió a extraer el espectro y calibrar en longitud de onda. De este modo, la resolución final de los espectros resultó 0.17 Å/pix. Una descripción del material observacional y de la técnica de reducción, han sido publicadas por López-García, Adelman & Pintado (2001) y Saffe et al. (2005). Los anchos equivalentes fueron medidos ajustando perfiles gaussianos a las líneas metálicas de los espectros mediante la tarea *splot*. No hay más de 15% de diferencia entre los anchos equivalentes de las mismas líneas, medidos en diferentes espectros.

Un punto importante a considerar es la correcta determinación del continuo de los espectros estelares. Los espectros fueron normalizados mediante la tarea *continuum* del programa IRAF. Típicamente utilizamos para el ajuste polinomios de Legendre y de Chebyshev, de orden 7–9. Si el continuo ajustado se encuentra un 10% por encima del continuo real, sería equivalente a decir que las líneas son un 10% más profundas.

Esto afectaría directamente al método de Downhill (que explicaremos más adelante) ya que compara punto a punto los espectros observados con los sintéticos. Los problemas típicos en la determinación del continuo se deben, por ejemplo, a la presencia de muchas líneas juntas y superpuestas en el espectro, o la presencia de una línea cercana muy intensa.

Las líneas estelares fueron identificadas utilizando las referencias generales de “*A Multiplet Table of Astrophysical Interest*” (Moore 1945), y “*Wavelengths and Transition Probabilities for Atoms and Atomic Ions*”, Part 1 (Reader & Corliss 1980). También se utilizaron referencias más especializadas, como la de Johansson (1978) para el FeII.

## 4.4. Determinación de la metalicidad

A fin de calcular la metalicidad de la muestra de estrellas de tipo Vega, se aplicaron 2 métodos espectroscópicos diferentes. El primero de ellos, el cual es un método clásico, ha sido ampliamente utilizado (ver, por ejemplo, López-García & Adelman 1994, 1999, Saffe et al. 2005, Saffe & Levato 2004, etc.) y consiste en medir anchos equivalentes de un conjunto de líneas del FeII. Luego, junto a un modelo de atmósfera de Kurucz (1992, 1995) adecuado a la estrella de interés, permite determinar abundancias mediante el programa WIDTH9 (Kurucz 1992, 1995). El segundo método, que llamaremos método de Downhill (Gray et al. 2001) permite determinar metalicidades mediante la comparación de un espectro observado con respecto a una grilla de espectros sintéticos. Este último método presenta la ventaja de que no es necesario identificar cientos de líneas y medir anchos equivalentes, ni tampoco elegir modelos de atmósfera, como en el primer método. Sin embargo, se hizo necesario la implementación del mismo mediante un algoritmo en Fortran, el cual se sometió a diversas pruebas. Los detalles de cada método de determinación de metalicidades se explican a continuación.

## 4.5. Determinación de metalicidades con el programa WIDTH

El cálculo de abundancias con este método, requiere inicialmente una estimación de los parámetros fundamentales  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$ , por ejemplo mediante la fotometría Strömgren. Luego, se utilizan  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  para elegir el modelo de atmósfera de Kurucz (1992, 1995) más adecuado a cada una de las estrellas de tipo Vega de la muestra. Este modelo de atmósfera se elige inicialmente con metalicidad solar. Finalmente, el modelo de atmósfera junto a los anchos equivalentes medidos en los espectros, serán empleados para derivar una metalicidad espectroscópica mediante el programa de calculo de abundancia WIDTH9 (Kurucz 1992, 1995).

### 4.5.1. Parámetros atmosféricos

Moon y Dworetzky (1985) realizaron una calibración de la fotometría Strömgren comparando colores sintéticos e índices  $uvby\beta$  calculados mediante un modelo de Kurucz (1979), más las funciones de transmisión de los filtros  $uvby$  standards, respecto de colores e índices observados para estrellas B, A y F de  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  conocidos. Esto permite presentar una grilla bidimensional con valores de  $(\beta, c_o)$  o bien  $(a, r)$  que puede ser usada para determinar  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$ . Posteriormente, Napiwotzky et al. (1993) (de aquí en más, N93), realizaron mejoras y correcciones a esta calibración. Se dividió el rango de temperaturas en tres regiones: estrellas frías ( $T_{\text{eff}} < 8500$  K), estrellas calientes ( $T_{\text{eff}} > 11000$  K) e intermedias ( $8500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 11000$  K). Con la nueva calibración de Napiwotzki et al. pueden obtenerse valores confiables de  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$ , para estrellas con tipos espectrales en el rango B–F.

Por otro lado, Castelli (1997, 1998) (de aquí en más, C97) calculó los colores de distintas fotometrías basado en modelos de atmósferas de ATLAS9 (Kurucz 1992, 1995). C97 investigaron los efectos de la teoría de longitud de mezcla y compararon relaciones color- $T_{\text{eff}}$  empíricas y observacionales. Finalmente resultó una calibración en  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  para la fotometría Strömgren, que cubre los tipos espectrales en el rango B–G.

En nuestro caso, se cuenta primariamente con la fotometría Strömgren de las estrellas de tipo Vega, la cual presenta un amplio rango de tipos espectrales, B4-K3. Luego, resultan apropiadas las dos calibraciones mencionadas para estimar la tem-

peratura efectiva y gravedad de toda la muestra en forma homogénea. El cálculo de estos valores se llevó a cabo mediante el programa TempLogg (Guillon & Magain 2006). Otras fotometrías también podrían resultar apropiadas para determinar los parámetros fundamentales, tales como el sistema fotométrico de Vilnius (Straizys 1992). Sin embargo, pocas estrellas de la muestra tienen estos valores de magnitud disponibles, razón por la cual se prefirió utilizar el sistema de Strömgen.

El programa TempLogg fue diseñado para calcular parámetros astrofísicos fundamentales mediante los colores observados de Strömgen, Geneva o Jhonson. Este programa es el sucesor de un programa escrito en la Universidad de Viena por Nathan Rogers en 1985, aunque la nueva versión fue rescrita completamente. El programa ha sido utilizado en la literatura, en particular para la preparación de la misión COROT (ver, por ejemplo, Guillon & Magain 2006, Lastennet et al. 2001, Kupka & Bruntt 2001). Se aplicaron las correcciones por enrojecimiento que incluye el mismo programa, mediante las calibraciones de Domingo (1999) para estrellas de secuencia principal con tipos espectrales en el rango A3–F0, y de Nissen (1989) para tipos espectrales en el rango F0–G2. La Tabla 4.1 muestra los valores finales adoptados de  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  para la muestra de estrellas de tipo Vega.

Es importante verificar si las dos calibraciones utilizadas arrojan o no valores similares de los parámetros fundamentales, lo cual mostramos en la Figura 4.4. Para el caso de la gravedad superficial, resultan algunas diferencias significativas entre los valores derivados por ambas calibraciones. Por este motivo, consideramos por separado los valores derivados con cada calibración y estudiamos como repercuten en el valor final de la metalicidad. Las distribuciones respectivas derivadas para la temperatura efectiva y gravedad, se muestran en la Figura 4.5. Aplicando un “test” de Kolmogorov-Smirnov (KS), resulta una probabilidad de 20% de que ambas muestras describan la misma población. Las temperaturas derivadas por Nördstrom et al. (2004), son incluidas por completitud en la Figura.

Otra comprobación importante, consiste en estudiar la existencia de algún posible efecto sistemático entre los parámetros derivados mediante las calibraciones fotométricas, y otras determinaciones de la literatura, ver Figura 4.6. En particular, comparamos con la  $T_{\text{eff}}$  derivada por Nördstrom et al. (2004), quienes obtuvieron en forma homogénea la  $T_{\text{eff}}$  de casi 16000 estrellas F y G de la vecindad solar, a partir de los índices  $b-y$ ,  $m1$  y  $c1$ , y la calibración de Alonso et al. (1996), la cual está basada en el método del flujo IR. En general vemos que el acuerdo es bueno, en particular



con respecto a la calibración de N93. Aquellas estrellas que resultan muy diferentes de Nördstrom et al. (2004) serán consideradas con precaución.

### 4.5.2. Cálculo de abundancias

Los parámetros fundamentales anteriormente determinados nos permiten calcular el modelo de atmósfera más apropiado para cada objeto mediante el programa ATLAS9 (Kurucz 1992, 1995). La primera versión de este programa fue escrita por Robert Kurucz en 1970 usando Fortran IV, calculando modelos de atmósfera en equilibrio radiativo y convectivo para un rango completo de temperaturas. Las aproximaciones usadas limitan el programa para atmósferas plano paralelas, horizontalmente homogéneas, en estado estacionario, con energía y abundancias constantes con la profundidad (la última versión del programa ATLAS12, Kurucz 1999, permite variar las abundancias con la profundidad, aunque es mucho más lento). El programa fue escrito para permitir cálculos detallados de equilibrio estadístico. Se incluyen las opacidades y absorción de líneas espectrales mediante funciones de distribución: ATLAS9 opera con varios miles de especies, cada una en distintas formas isotópicas e incluyendo los iones de muchos elementos, además de moléculas. No existen diferencias significativas entre las funciones de distribución de ATLAS9 y las opacidades calculadas con ATLAS12 (Kurucz, 1999). La versión ATLAS9 incluye un tratamiento aproximado de la convección, y se está estudiando el modo de que el programa trabaje fuera del régimen LTE. Existen grillas calculadas para estrellas con determinados valores de las abundancias como [0.5], [0.0], [-0.5], [-1.0], etc., unas 50 temperaturas en el rango 3000 K hasta 200000 K para estrellas O hasta K, valores de Log g entre 0 y 5 con intervalos de 0.5, y velocidades de microturbulencia: 0 km/s, 1 km/s, 2 km/s, 3 km/s, y 8 km/s. El valor de la velocidad de microturbulencia (identificada con la letra griega  $\xi$ ), es importante porque las opacidades y la estructura del modelo varían con ella.

La determinación de la velocidad de microturbulencia  $\xi$ , es un cálculo intermedio en la determinación de abundancias químicas. Para ello se calculan inicialmente las abundancias químicas para ciertos elementos, fundamentalmente Fe II en nuestro caso, que cuentan con un número importante de líneas, buscando que se cumplan simultáneamente las siguientes condiciones: i) que las abundancias sean independientes de los anchos equivalentes, ii) que el error cuadrático medio sea mínimo.

Generalmente se trabaja buscando cumplir primero la condición ii), mediante la

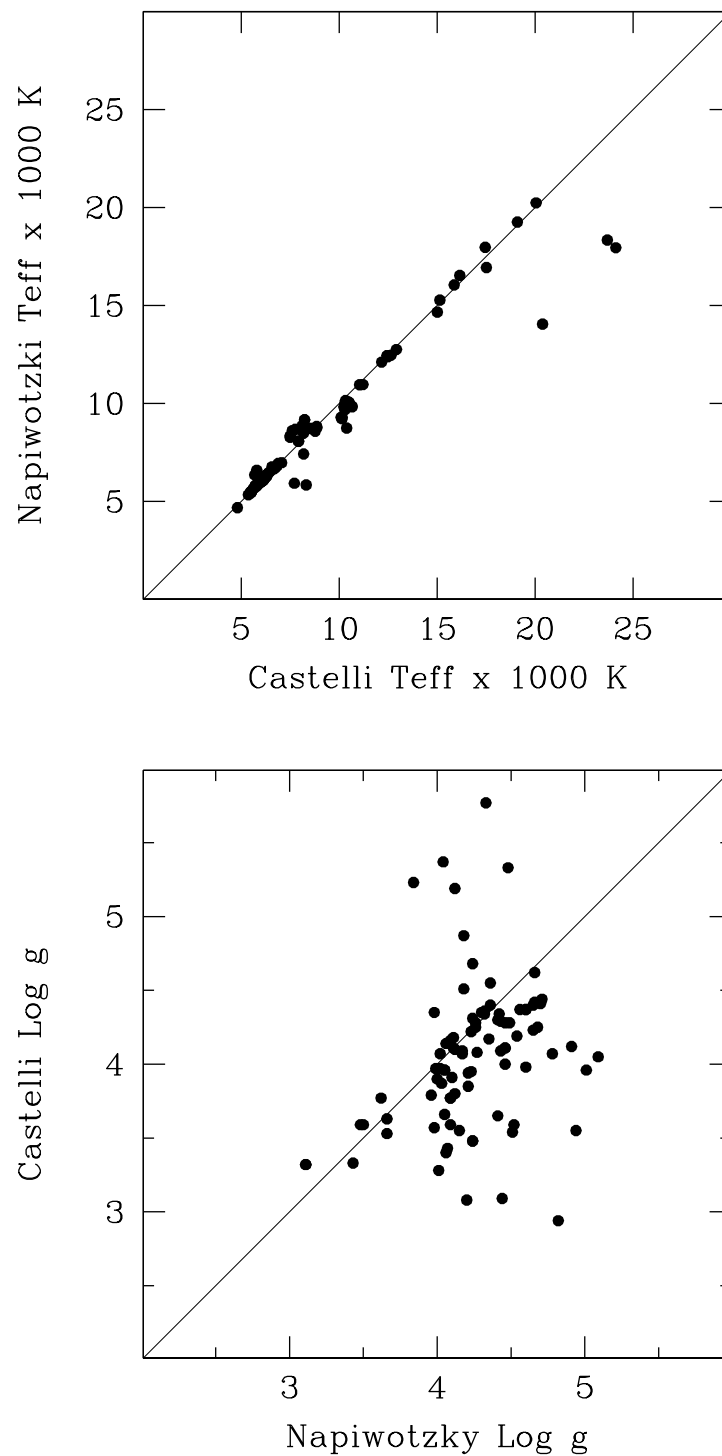


Figura 4.4: Comparación entre los valores de  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998).

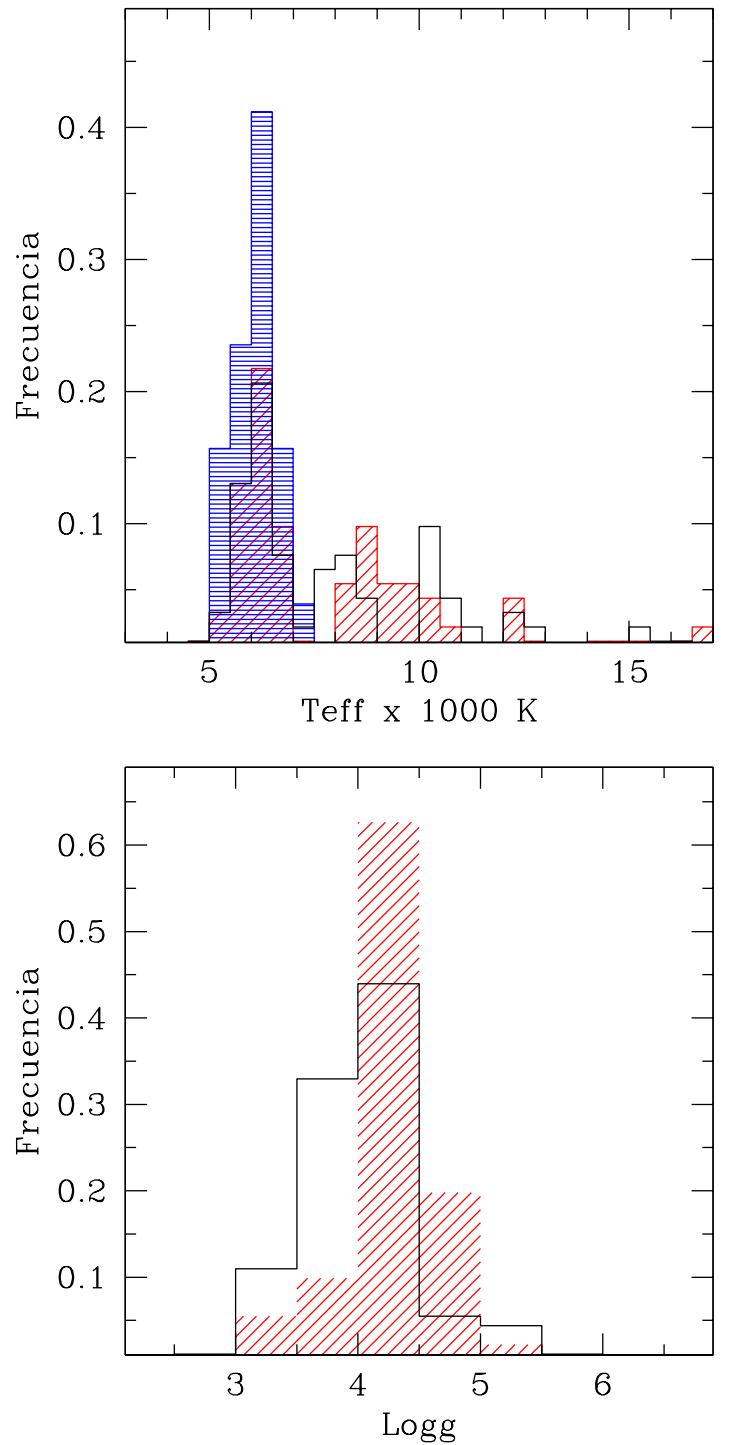


Figura 4.5: Distribuciones de  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$ , obtenidas a partir de las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998). El histograma rayado a  $45^\circ$ , a  $0^\circ$  y vacío, corresponden a la calibración Napiwotzki et al. (1993), a Nördstrom et al. (2004), y Castelli (1997, 1998), respectivamente.

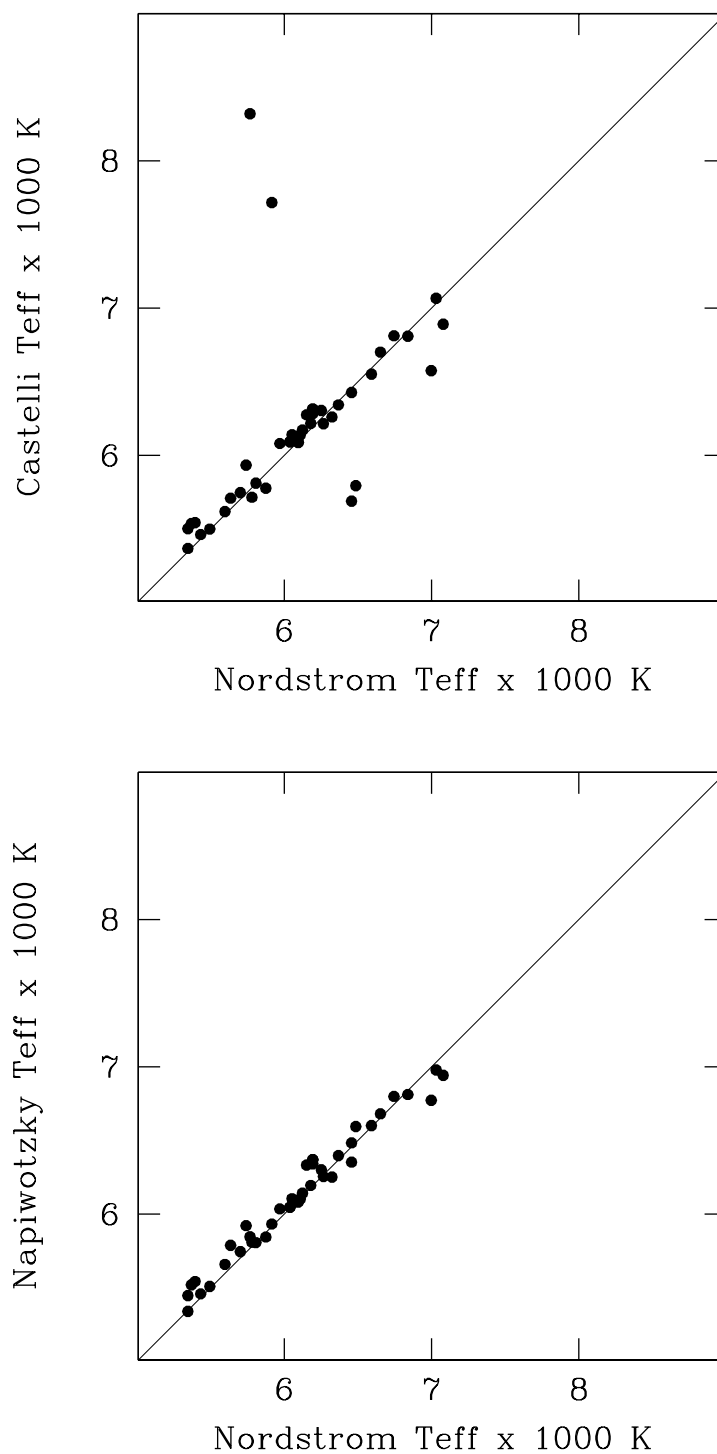


Figura 4.6: Comparación de los valores de  $T_{\text{eff}}$  derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzky et al. (1993) y Castelli (1997, 1998), con respecto a los obtenidos por Nördstrom et al. (2004).

Tabla 4.1: Parámetros fundamentales  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998)

Estrella	N93 [Fe/H]	N93 $T_{\text{eff}}$	N93 Log g	C97 $T_{\text{eff}}$	C97 Log g
HD 105					
HD 3003	0.22	8874	4.21	8126	3.85
HD 9672	0.28	8824	4.17	8851	4.09
HD 10647	-0.23	6047	4.60	6093	4.37
HD 10700	0.01	5447	5.01	5503	3.96
HD 10800	0.33	5922	4.91	5934	4.12
HD 17206	-0.07	6370	4.46	6315	4.11
HD 17848	0.07	8354	4.07	7508	3.43
HD 18978	-0.23	8062	4.03	7925	3.87
HD 20010	-0.45	6088	4.09	6088	3.77
HD 20794	-0.17	5543	4.78	5544	4.07
HD 21563	-0.14	6709		6709	
HD 22484	-0.29	5933	4.18	7716	4.51
HD 28375		15275	4.30	15142	4.35
HD 28978	-0.10	9172	4.24	8237	3.48
HD 31295	0.15	8611	4.09	7606	3.59
HD 33949		12446	3.48	12438	3.59
HD 36267		14665	4.36	15012	4.40
HD 38393	-0.29	6251	4.43	6261	4.29
HD 38678	-0.27	8272	4.06	7495	3.40
HD 39014	-0.15	7424	3.50	8189	3.59
HD 39060	-0.14	8084	4.23	7928	3.95
HD 105686		9989	4.26	10284	4.25
HD 108483		20239	4.36	20051	4.55
HD 109085	0.03	6812	4.27	6809	4.08
HD 109573		9292	4.32	10103	4.36
HD 115892	0.36	8685	4.05	7761	3.66
HD 121847		12466	4.02	12647	4.07
HD 124771		16048	4.09	15868	4.16
HD 139365		17967	4.41	17456	4.30
HD 141569		10061	4.05	10509	3.96
HD 142096		16940	4.66	17516	4.62

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

Tabla 4.1: Continuación

Estrella	N93 [Fe/H]	N93 T <sub>eff</sub>	N93 Log g	C97 T <sub>eff</sub>	C97 Log g
HD 142114		18338	4.48	23685	5.33
HD 142165		14055	4.33	20382	5.77
HD 145482		19264	4.24	19095	4.68
HD 150638		12396	4.26	12488	4.28
HD 152391	-0.18	5340	4.94	5369	3.55
HD 158643		9844	3.11	10662	3.32
HD 159082		10968	4.02	11218	3.97
HD 161868	0.10	8663	3.96	8055	3.79
HD 164577		9676	3.66	10296	3.53
HD 164249	-0.19	6595	4.44	5795	3.09
HD 166841		10953	3.43	11046	3.33
HD 176638		10096	3.99	10407	3.97
HD 177817		12757	3.62	12923	3.77
HD 178253	0.19	8487	3.98	8183	4.35
HD 181296		9223	4.24	10141	4.31
HD 181327	-0.02	6484	4.54	6427	4.19
HD 181869		12111	4.11	12170	4.11
HD 191089	-0.27	6397	4.43	6343	4.09
HD 203608	-1.05	6103	4.66	6139	4.42
HD 207129	-0.28	5810	4.41	5716	3.65
HD 209253	-0.31	6142	4.65	6172	4.40
HD 216956	0.29	8745	4.18	10384	4.87
HD 224392	0.17	8756	4.12	8866	4.10
HD 17206	-0.07	6370	4.46	6315	4.11
HD 20010	-0.45	6088	4.09	6088	3.77
HD 28978	-0.10	9172	4.24	8237	3.48
HD 102647	0.30	8586	4.17	8777	4.07
HD 135344	-0.12	6601	4.21	6552	3.94
HD 141569		10061	4.05	10509	3.96
HD 144432	0.04	6979	3.66	7067	3.63
HD 158643		9844	3.11	10662	3.32
HD 142	-0.12	6195	4.23	6217	4.22
HD 10647	-0.23	6047	4.60	6093	4.37

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

Tabla 4.1: Continuación

Estrella	N93 [Fe/H]	N93 T <sub>eff</sub>	N93 Log g	C97 T <sub>eff</sub>	C97 Log g
HD 169830	0.02	6255	4.12	6215	3.80
HD 216435	-0.33	5846	3.84	8319	5.23
HD 216437	-0.33	5788	4.04	5710	5.37
HD 25457	-0.08	6333	4.68	6276	4.25
HD 30495	-0.02	5745	4.60	5748	3.98
HD 33262	-0.38	6082	4.71	6119	4.44
HD 33636	-0.47	5807	4.46	5812	4.00
HD 35850	-0.09	6036	4.70	6081	4.41
HD 38206		10156	4.42	10323	4.34
HD 38385	-0.09	6773	3.98	6575	3.57
HD 40136	-0.10	6942	4.10	6891	3.91
HD 41700	-0.32	6105	4.56	6141	4.37
HD 41742	-0.21	6341	4.65	6283	4.23
HD 43955		17949	4.12	24119	5.19
HD 68456	-0.41	6353	4.20	5690	3.08
HD 69830	-0.11	5520	5.09	5538	4.05
HD 71155		9828	4.11	10244	4.18
HD 76151	-0.10	5659	4.52	5619	3.59
HD 82943	-0.01	5845	4.15	5778	3.55
HD 86087		9298	4.32	10152	4.34
HD 88955	0.13	8733	4.00	8515	3.90
HD 108257		16538	4.06	16157	4.14
HD 113766	-0.04	6799	4.35	6812	4.17
HD 115617	-0.23	5509	4.51	5500	3.54
HD 117176	-0.62	5459	4.01	5463	3.28
HD 117360	-0.59	6301	4.46	6305	4.28
HD 128311	-0.29	4684	4.82	4810	2.94
HD 139664	-0.16	6681	4.49	6701	4.28

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

inspección de aquellas líneas que pudieran alejarse de la abundancia promedio de la especie. Normalmente, este error no debe ser superior a 0.25 o 0.30 en unidades de  $\text{Log N/H}$ . Luego, para cumplir la condición i), la pendiente en el gráfico de abundancia vs. ancho equivalente debe ser nula. Para ello, se van variando los valores de microturbulencia, resultando sucesivamente pendientes positivas y negativas, hasta acercamos lo más posible al valor cero. De este modo, vemos que el cálculo de abundancias y de velocidad de microturbulencia, son procesos simultáneos y recursivos. Una vez que se elige una velocidad de microturbulencia definitiva, se calculan las abundancias para todas las especies químicas utilizando ahora este valor.

Finalmente, el modelo de atmósfera junto a los anchos equivalentes medidos en los espectros, se emplean para derivar una metalicidad espectroscópica mediante el programa de cálculo de abundancias WIDTH9 (Kurucz 1992, 1995). Como datos de entrada, este programa requiere un archivo con el modelo de atmósfera calculado por ATLAS9, además de los anchos equivalentes de cada línea de la cual se desea calcular la abundancia. Algunos datos de laboratorio requeridos de cada línea son, por ejemplo, su longitud de onda, potenciales de excitación del nivel superior e inferior, número cuántico  $J$  del nivel superior e inferior, constantes de amortiguamiento radiativa y colisional, etc. También se requiere el valor de la velocidad de microturbulencia. Como datos de salida, el programa responde con la abundancia teórica de cada una de las líneas y con la abundancia promedio correspondiente a una cierta especie química. Este programa calcula anchos equivalentes teóricos a partir de las abundancias dadas como datos de entrada. Compara estos valores con los anchos equivalentes observados, y luego modifica las abundancias hasta que la diferencia entre el ancho equivalente teórico y el observado sea menor que  $0.01 \text{ m\AA}$ .

La Tabla 4.2 muestra los valores derivados de la metalicidad con el programa WIDTH9, utilizando separadamente las calibraciones de N93 y C97 para los parámetros fundamentales. Más adelante, vamos a comparar los valores obtenidos mediante estas dos calibraciones, y con respecto a los valores derivados por el método de Downhill.

### 4.5.3. Análisis de errores

El método explicado precedentemente para determinar abundancias, requiere una medición precisa de los anchos equivalentes. Adoptamos en general un error del 5 %



Tabla 4.2: Metalicidades derivadas con el programa WIDTH9, aplicando separadamente las calibraciones de N93 y C97 para los parámetros fundamentales

Estrella	N93	N93	C97	C97	N líneas
	[Fe/H]	$\delta$ [Fe/H]	[Fe/H]	$\delta$ [Fe/H]	
HD 105	4.65	0.25	4.81	0.31	15
HD 10647	4.58	0.32	4.50	0.32	29
HD 10700	4.60	0.22	4.83	0.26	17
HD 10800	4.37	0.25	4.16	0.33	30
HD 17206	4.75	0.33	4.70	0.28	22
HD 20010	4.99	0.21	4.94	0.27	27
HD 20794	4.57	0.30	4.73	0.26	17
HD 22049	4.77	0.32	4.51	0.30	22
HD 22484	4.35	0.33	4.56	0.31	21
HD 38393	4.70	0.34	4.54	0.29	26
HD 108483	4.73	0.21	4.77	0.34	20
HD 109085	4.36	0.30	4.59	0.34	15
HD 152391	4.23	0.33	4.33	0.23	27
HD 164249	4.70	0.24	4.82	0.23	29
HD 181296	4.79	0.24	4.51	0.24	21
HD 181327	4.17	0.31	4.44	0.29	27
HD 191089	4.81	0.29	4.90	0.21	24
HD 203608	4.97	0.24	4.82	0.30	19
HD 206893	4.42	0.25	4.63	0.30	24
HD 207129	4.75	0.23	4.54	0.35	26
HD 209253	4.65	0.25	4.36	0.27	16
HD 221853	5.06	0.20	4.96	0.20	15
HD 17206	4.57	0.24	4.64	0.24	17
HD 20010	4.84	0.21	5.06	0.26	19
HD 135344	4.96	0.30	4.66	0.23	20
HD 144432	4.99	0.29	5.04	0.30	25
HD 142	5.10	0.30	5.08	0.29	20
HD 10647	4.30	0.34	4.60	0.20	28
HD 169830	4.19	0.24	4.27	0.20	26
HD 216435	4.42	0.27	4.52	0.28	22
HD 216437	4.85	0.27	4.87	0.27	21
HD 25457	4.71	0.29	4.44	0.31	29

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

Tabla 4.2: Continuación

Estrella	N93	N93	C97	C97	N líneas
	[Fe/H]	$\delta$ [Fe/H]	[Fe/H]	$\delta$ [Fe/H]	
HD 30495	4.14	0.29	4.22	0.21	23
HD 33262	4.49	0.30	4.56	0.35	27
HD 33636	4.42	0.34	4.54	0.26	16
HD 35850	4.87	0.20	5.06	0.21	26
HD 37484	4.88	0.35	4.84	0.30	28
HD 38385	4.50	0.31	4.48	0.28	24
HD 40136	4.68	0.27	4.64	0.24	29
HD 41700	4.30	0.28	4.61	0.27	23
HD 41742	4.85	0.28	4.62	0.25	16
HD 68456	4.69	0.22	4.47	0.21	21
HD 69830	3.96	0.23	3.99	0.30	24
HD 76151	4.52	0.35	4.36	0.23	22
HD 82943	4.63	0.25	4.72	0.23	28
HD 108257	5.10	0.27	5.29	0.21	16
HD 113766	4.30	0.22	4.55	0.20	16
HD 115617	4.83	0.21	4.88	0.33	16
HD 117176	4.63	0.32	4.95	0.25	25
HD 117360	5.12	0.26	5.02	0.29	25
HD 139664	4.38	0.27	4.53	0.28	24

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

en la medición del ancho equivalente debido a una incorrecta ubicación del continuo, lo cual representa hasta un 20% como máximo en la determinación de la metalicidad. La posición del continuo queda fijada al momento de la normalización de los espectros. Esto se vuelve un problema particularmente serio para estrellas con alto  $v$  sen  $i$ , y para estrellas frías las cuales tienen muchas líneas juntas (“blend”), dando la apariencia de un menor nivel de continuo (ver, por ejemplo, Sturenburg 1993, Hill 1995).

La posición del continuo no es la única incerteza al calcular abundancias. La información de laboratorio de cada línea espectral también puede estar sujeta a errores o incertezas. En particular, los valores de fuerza de oscilador (Log gf) suelen ser importantes: estimamos que las incertezas en el valor de Log gf, pueden resultar en diferencias de hasta 10% en las abundancias finales. Los valores de Log gf utilizados en este trabajo, fueron tomados de Fuhr, Martín & Wiese (1988) y de Kurucz (1992).

El algoritmo que utiliza el programa WIDTH es altamente no lineal e iterativo. La abundancia final depende de muchas variables involucradas. La clásica estimación del error total mediante la propagación de errores, no puede calcularse en forma directa, por este motivo usualmente se prefiere variar los parámetros fundamentales  $T_{\text{eff}}$  y Log g, a fin de determinar los errores en metalicidad. Con esta idea, las metalicidades se recalcularon para modelos de atmósfera desplazados 150 K en temperatura y 0.15 dex en gravedad, respecto de los valores obtenidos por las calibraciones fotométricas de N93 y C97. La Tabla 4.3 muestra los valores de metalicidad así obtenidos, junto con las diferencias con respecto a los valores de  $T_{\text{eff}}$  y Log g sin modificar. La media de las diferencias en [Fe/H] corresponde a 0.20 dex, mientras que la diferencia más grande (0.55 dex) corresponde a HD 28978.

## 4.6. Determinación de metalicidades mediante el método de Downhill

### 4.6.1. Introducción

El cálculo de la metalicidad con el método anteriormente explicado, se vuelve una tarea relativamente compleja cuando el número de estrellas es elevado, como en nuestro caso. Se requiere de un tiempo considerable para identificar, una por una, las

Tabla 4.3: Metalicidades derivadas desplazando  $T_{\text{eff}}$  y  $\text{Log } g$  (250 K y 0.2 dex, respectivamente), con respecto a las calibraciones de Napiwotzky et al. (1993) y Castelli (1997, 1998)

Estrella	N93	N93	C97	C97
	[Fe/H]	$\Delta$ [Fe/H]	[Fe/H]	$\Delta$ [Fe/H]
HD 105	4.83	0.19	4.92	0.12
HD 10647	4.67	0.09	4.68	0.19
HD 10700	4.78	0.18	4.85	0.02
HD 10800	4.41	0.04	4.35	0.19
HD 17206	4.89	0.14	4.94	0.25
HD 20010	5.12	0.13	4.96	0.01
HD 20794	4.80	0.23	4.75	0.02
HD 22049	4.96	0.18	4.56	0.06
HD 22484	4.46	0.12	4.77	0.22
HD 38393	4.71	0.01	4.65	0.11
HD 108483	4.74	0.01	4.78	0.01
HD 109085	4.41	0.05	4.65	0.06
HD 152391	4.27	0.04	4.52	0.18
HD 164249	4.83	0.13	4.91	0.10
HD 181296	4.84	0.04	4.57	0.06
HD 181327	4.26	0.08	4.63	0.19
HD 191089	4.82	0.02	5.00	0.11
HD 203608	5.13	0.16	4.93	0.11
HD 206893	4.43	0.02	4.71	0.08
HD 207129	4.76	0.02	4.62	0.08
HD 209253	4.82	0.17	4.38	0.01
HD 221853	5.16	0.10	5.17	0.21
HD 17206	4.58	0.01	4.88	0.24
HD 20010	5.03	0.19	5.23	0.17
HD 135344	5.02	0.06	4.86	0.21
HD 144432	5.18	0.20	5.15	0.12
HD 142	5.12	0.02	5.31	0.23
HD 10647	4.40	0.10	4.62	0.02
HD 169830	4.30	0.11	4.37	0.10
HD 216435	4.55	0.13	4.54	0.02
HD 216437	4.97	0.12	5.07	0.20
HD 25457	4.75	0.04	4.65	0.22
HD 30495	4.20	0.06	4.30	0.08

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

Tabla 4.3: Continuación

Estrella	N93	N93	C97	C97
	[Fe/H]	$\Delta$ [Fe/H]	[Fe/H]	$\Delta$ [Fe/H]
HD 33262	4.67	0.18	4.73	0.17
HD 33636	4.60	0.19	4.77	0.23
HD 35850	4.91	0.04	5.21	0.15
HD 37484	4.99	0.11	5.04	0.20
HD 38385	4.56	0.06	4.57	0.08
HD 40136	4.70	0.02	4.76	0.12
HD 41700	4.37	0.07	4.79	0.18
HD 41742	5.08	0.23	4.85	0.23
HD 68456	4.86	0.17	4.64	0.17
HD 69830	4.03	0.07	4.02	0.03
HD 76151	4.74	0.22	4.52	0.15
HD 82943	4.73	0.10	4.76	0.04
HD 108257	5.14	0.04	5.42	0.13
HD 113766	4.48	0.17	4.60	0.05
HD 115617	4.85	0.02	5.11	0.23
HD 117176	4.86	0.23	5.13	0.18
HD 117360	5.21	0.09	5.11	0.09
HD 139664	4.48	0.09	4.78	0.25

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993); C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

líneas espectrales, medir cuidadosamente cientos de anchos equivalentes, luego obtener parámetros fundamentales, modelos de atmósfera, y finalmente la metalicidad. Por otro lado, también hay una cantidad importante de supuestos realizados para calcular la metalicidad, elección de calibraciones, modelos de atmósfera, programas, etc. Por este motivo, pensamos en derivar metalicidades por un método más directo y expeditivo, sin por ello disminuir la precisión.

Supongamos contar con una grilla de espectros sintéticos, calculados para distintos valores de metalicidad. Luego, podemos comparar un espectro observado con los espectros de la grilla, y determinar cuál es el espectro de la grilla que mejor lo reproduce (Gray et al. 2001). Este método tiene la ventaja de comparar la morfología completa del espectro (perfil de las líneas), y no solamente el ancho equivalente como en los métodos clásicos de determinación de abundancias. El valor de la metalicidad del espectro observado, será el del espectro más parecido de la grilla. La comparación entre ambos se realiza mediante la suma de las diferencias cuadradas para cada longitud de onda, es decir mediante la estadística de  $\chi^2$ . Es importante notar que se logra una precisión mayor que la correspondiente a los puntos de la grilla, ya que el espectro final es una interpolación entre los valores de la grilla.

En general, la forma de los espectros sintéticos depende de 4 variables (temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad y velocidad de microturbulencia). Luego, la comparación del espectro observado con la grilla, permitirá determinar no sólo la metalicidad, sino también las 4 variables en forma simultánea. Por este motivo, la grilla de espectros debe considerar un rango suficientemente amplio de valores de los parámetros fundamentales de la estrella. Considerando que la grilla de espectros pertenece a un espacio 4d de valores (los cuatro parámetros fundamentales  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y  $\xi$ ), resulta que la interpolación del espectro final también será cuatridimensional. Al trabajar con 4 variables, el espectro interpolado final requerirá identificar 16 espectros dentro de la grilla, a fin de interpolar adecuadamente entre ellos. Este espectro “interpolado”, generado a partir de la grilla, es el que compararemos con el espectro observado.

#### 4.6.2. La grilla de espectros sintéticos

La grilla de espectros sintéticos fue tomada de Munari et al. (2005). El rango de parámetros cubierto por la grilla es el siguiente:

$3500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 40000 \text{ K}$ , en intervalos de 250 K,  
 $0.0 \text{ dex} < \text{Log } g < 5.0 \text{ dex}$ , en intervalos de 0.5 dex,  
 $-2.5 \text{ dex} < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.5 \text{ dex}$ , en intervalos de 0.5 dex,  
 y finalmente para valores de  $\xi$  de 0, 1, 2, y 4 km/s.

Además de estas 4 variables, cada espectro fue calculado para 15 velocidades de rotación diferentes, entre 0 y 500 km/s. Luego, al combinar todos los valores posibles de estos parámetros, resultan 625.000 espectros diferentes. Munari et al. calcularon inicialmente la grilla para distintos valores de poder resolvente: 20000, 11500 (GAIA<sup>2</sup>), 8500 (RAVE<sup>3</sup>) y 2000 (SLOAN<sup>4</sup>). Luego, nos pusimos en contacto con los autores de este trabajo, quienes tuvieron la enorme amabilidad de recalculer la grilla completa de espectros, pero adaptada al poder resolvente de la REOSC-DC de CASLEO.

### 4.6.3. Implementación del método de Downhill

Existen ciertas consideraciones a tener en cuenta para poder comparar un espectro observado con otro sintético. Por un lado, el efecto de la velocidad radial de una estrella observada, se manifiesta como un desplazamiento en las longitudes de onda del espectro de la misma. Por este motivo, uno de los primeros pasos consiste en realizar una estimación de la velocidad radial del objeto. Por otro lado, la rotación de la estrella produce un ensanchamiento de las líneas espectrales. En nuestro caso, adoptamos la velocidad de rotación de la literatura (Cutispoto et al. 2002, 2003, Glebocki et al. 2000, Yudin 2001, Pizzolato et al. 2003, Reiners et al. 2006, Strom et al. 2005, Mora et al. 2001, Royer et al. 2002), y luego el espectro sintético se convoluciona con una gaussiana cuyo ancho es la velocidad de rotación de la estrella. Finalmente, también debe aplicarse al espectro sintético un ensanchamiento instrumental. Este corresponde al espectrógrafo REOSC de CASLEO en el modo de dispersión cruzada, para un poder resolvente de  $\sim 12500$ , aproximadamente.

Tanto los espectros observados como los sintéticos, están formados por un conjunto discreto de pares ( $\lambda$ , flujo). La distancia en longitud de onda entre dos

---

<sup>2</sup>Satélite astrométrico considerado el sucesor de Hipparcos, a ser lanzado en el 2011.

<sup>3</sup>RAVE (RAAdial Velocity Experiment) es un relevamiento de velocidades radiales utilizando un telescopio de 1.2 m.

<sup>4</sup>SLOAN Digital Sky Survey o SDSS es un relevamiento del cielo con telescopios ópticos de 2.5 m, en honor a la fundación Alfred Sloan.

puntos consecutivos, es lo que llamamos el muestreo del espectro. A fin de poder comparar el espectro observado con el sintético mediante la estadística  $\chi^2$ , el muestreo de ambos espectros debe ser el mismo. Sin embargo, el muestreo en longitud de onda del espectro sintético es diferente al del observado. El muestreo del espectro sintético es constante (0.02 Å en nuestro caso). Por otro lado, el muestreo del espectro observado corresponde al espaciamiento entre los “pixels” del detector y a la función de longitud de onda vs. “pixel” del espectrógrafo REOSC. Luego, para poder comparar ambos espectros, el espectro observado debe ser remuestreado.

Los espectros sintéticos presentan valores de intensidad entre 0 y 1, es decir se encuentran normalizados. Por otro lado, los espectros observados se encuentran afectados por la función “blaze” del espectrógrafo REOSC, la cual debe corregirse. Esta función, para cada orden echelle, tiene la forma de una campana. Los puntos que corresponden al centro de la campana, son los puntos que tienen una mayor relación S/N y por lo tanto la comparación debería “pesar” más intensamente esta región. Esto también se tomó en cuenta, y se utilizó como función de peso a la función de blaze de cada orden, dentro de la estadística  $\chi^2$ .

Existen algunas regiones del espectro que son más convenientes que otras para comparar los espectros entre sí. Los intervalos de longitud de onda que cuentan con bajo número de líneas, deben evitarse ya que no aportan datos significativos para la comparación, y sólo contribuyen a aumentar el error. De este modo, la comparación entre el espectro sintético y el observado también toma en cuenta los criterios de clasificación espectral. Por ejemplo, se puede considerar una segunda función de peso, tal que no tome en cuenta las regiones con pocas líneas, y considere otras regiones tales como la línea K del CaII. El método arroja prácticamente los mismos resultados al variar fuertemente esta segunda “función peso”, lo que demuestra que la técnica es robusta, como podemos ver en la Figura 4.7.

La gran cantidad de espectros que conforman la grilla, fuerza a utilizar algún criterio para determinar cuál es el espectro más parecido al observado. Si el número de espectros de la grilla fuese relativamente bajo, podríamos comparar el espectro observado con todos los espectros de la grilla, y determinar cuál es el más parecido. En nuestro caso, esto significaría realizar 625.000 comparaciones, lo cual implicaría tiempos prohibitivamente largos incluso con las PCs más rápidas (del orden de meses para un solo espectro observado). Por otro lado, no se busca un espectro de la grilla, sino más bien una interpolación dentro de la misma, razón por la cual deseamos



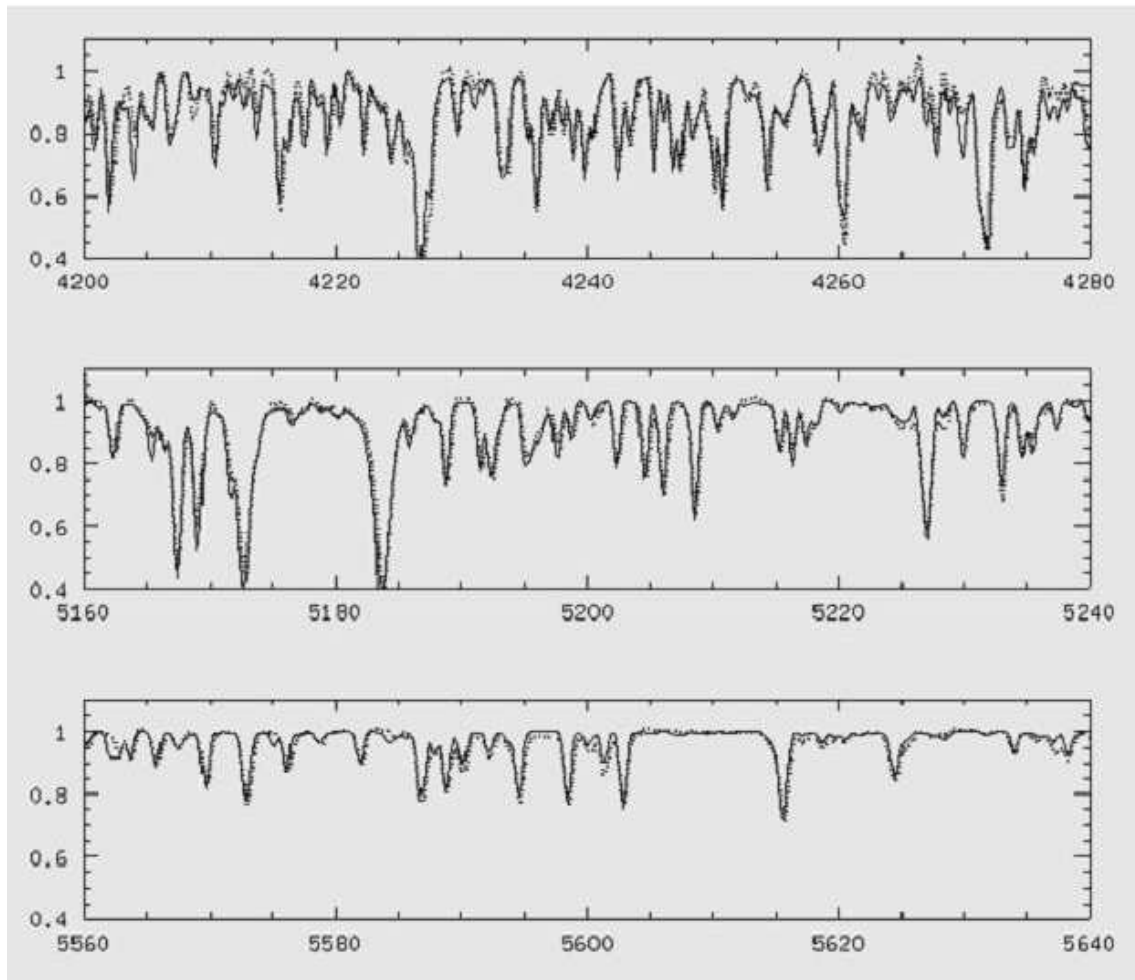


Figura 4.7: Comparación de un espectro observado (línea continua) y un espectro sintético (línea de puntos) derivado mediante la técnica de minimización de  $\chi^2$  de Downhill, y nuestra implementación del programa en Fortran. Los 3 paneles muestran 3 regiones distintas del espectro.

este método.

En su lugar, utilizamos un método inteligente de búsqueda dentro de la grilla, el cual constituye el corazón del método de Downhill. Este evita tener que comparar el espectro observado con todos los espectros de la grilla. Mediante la fotometría Strömngren o bien el tipo espectral conocido, puede estimarse un punto inicial dentro de la grilla 4-dimensional. Luego, el algoritmo decide cual es la “dirección” más conveniente a tomar dentro de la grilla, en el espacio 4d, a fin de minimizar las diferencias de  $\chi^2$ . Este nuevo “punto” elegido por el método, se obtiene a partir de una interpolación entre 16 espectros de la grilla, como ya explicamos anteriormente. El proceso es de tipo iterativo, hasta lograr que la diferencias (cuantificadas por  $\chi^2$ ) entre el espectro observado y el interpolado, sea menor que un cierto valor de tolerancia.

Veamos cuál es la idea del método. Consideremos una función  $\chi^2$ , definida a partir de la suma de las diferencias cuadradas (punto a punto) entre el espectro observado y la grilla. Esta es una función de las 4 variables: temperatura, gravedad, metalicidad y velocidad de microturbulencia. El objetivo central consiste entonces en minimizar el valor de  $\chi^2$ : “Downhill”, o también llamado “Downhill Simplex”, es un algoritmo de minimización de funciones de varias variables. El algoritmo no utiliza el proceso de minimización de una variable (Nelder & Mead, 1965), en su lugar requiere evaluaciones de la función, pero no de su derivada. El programa utiliza un “Simplex”, que es una figura geométrica de  $N+1$  vértices, en un espacio de  $N$  dimensiones o variables ( $N=4$  en nuestro caso, con lo cual el “simplex” tendrá 5 vértices). Uno de los vértices se toma como origen, y los otros  $N$  puntos definen posibles “direcciones” vectoriales, dentro de la topografía  $N$ -dimensional. En la Figura 4.8 vemos un ejemplo de “simplex”, para el caso de  $N=3$ . La figura que resulta es un tetrahedro. Inicialmente, la función es valuada en los cuatro vértices de la figura. Es decir, calcula  $\chi^2$  en cada uno de los vértices. Posteriormente, el método intenta mover (por así decirlo) la posición del vértice “high” (el máximo valor de  $\chi^2$ ), buscando un punto donde el valor de  $\chi^2$  disminuya, y de este modo va buscando el mínimo.

En la Figura 4.8 se muestran 4 posibles “movimientos” del “simplex”: reflexión, expansión, contracción y contracción múltiple. Notemos que, en los 4 casos, la posición del punto “low” no ha cambiado, ya que éste era el mínimo valor de  $\chi^2$  que había encontrado inicialmente. Con una secuencia apropiada de estos pasos, lleva al “simplex” a converger hacia el mínimo de la función de varias variables, utilizando solamente evaluaciones de la misma.

El programa fue redactado completamente en lenguaje Fortran, e incluye todos los pasos explicados anteriormente. Normalmente, el algoritmo realiza entre 50 y 60 iteraciones para alcanzar la mejor solución, lo cual representa unos 15 minutos (PC Pentium IV de 2.0 Ghz) para un solo espectro observado. El número de iteraciones no es elevado, teniendo en cuenta que se efectúa una iteración simultánea en varias variables. Por completitud, en el Apéndice 3 mostramos las subrutinas más importantes del programa. En la Tabla 4.4 se muestran los valores finales derivados mediante la aplicación del programa.

#### 4.6.4. Análisis de incertezas

A fin de estimar la incerteza en metalicidad derivada con el método de Downhill, se introdujeron 30 espectros sintéticos de metalicidad conocida como entrada, y posteriormente se compararon con los valores de metalicidad obtenidos por el método. Realizando esto, obtuvimos una mediana de las diferencias de 0.2 dex.

En cuanto a la determinación de metalicidad, una forma de estudiar la consistencia interna del programa, consiste en reducir el número de variables ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\text{Log } g$  y velocidad de microturbulencia) a 3 en lugar de 4, y estudiar cómo varía la metalicidad. Los valores fijos pueden tomarse, por ejemplo, a partir de una calibración fotométrica. Con esta idea, se ejecutó nuevamente el programa (3 veces) para todas las estrellas de la muestra, pero ahora fijando un valor y dejando variar los otros 3:

- a)  $T_{\text{eff}}$  fijada según la calibración fotométrica de N93,
- b)  $\text{Log } g$  fijada según la calibración fotométrica de N93,
- c) Velocidad de microturbulencia fijada en 2.0 km/s, el valor solar.

La comparación entre la metalicidad inicial y la metalicidad que surge de fijar cada una de las variables, se muestra en la Figura 4.9. Análogamente, en la Figura 4.10 se muestran las distribuciones correspondientes de metalicidad, fijando cada una de las variables. Aunque existe una cierta dispersión, en particular para los valores de temperatura, vemos que la tendencia general de los puntos es la correcta. El “test” KS arroja probabilidades de 45 %, 47 % y 52 % de que las muestras representen la misma población, al fijar  $T_{\text{eff}}$ ,  $\text{Log } g$  y velocidad de microturbulencia, respectivamente. La mediana de las diferencias al fijar 3/4 variables fue de 0.05 dex. De este modo, vemos

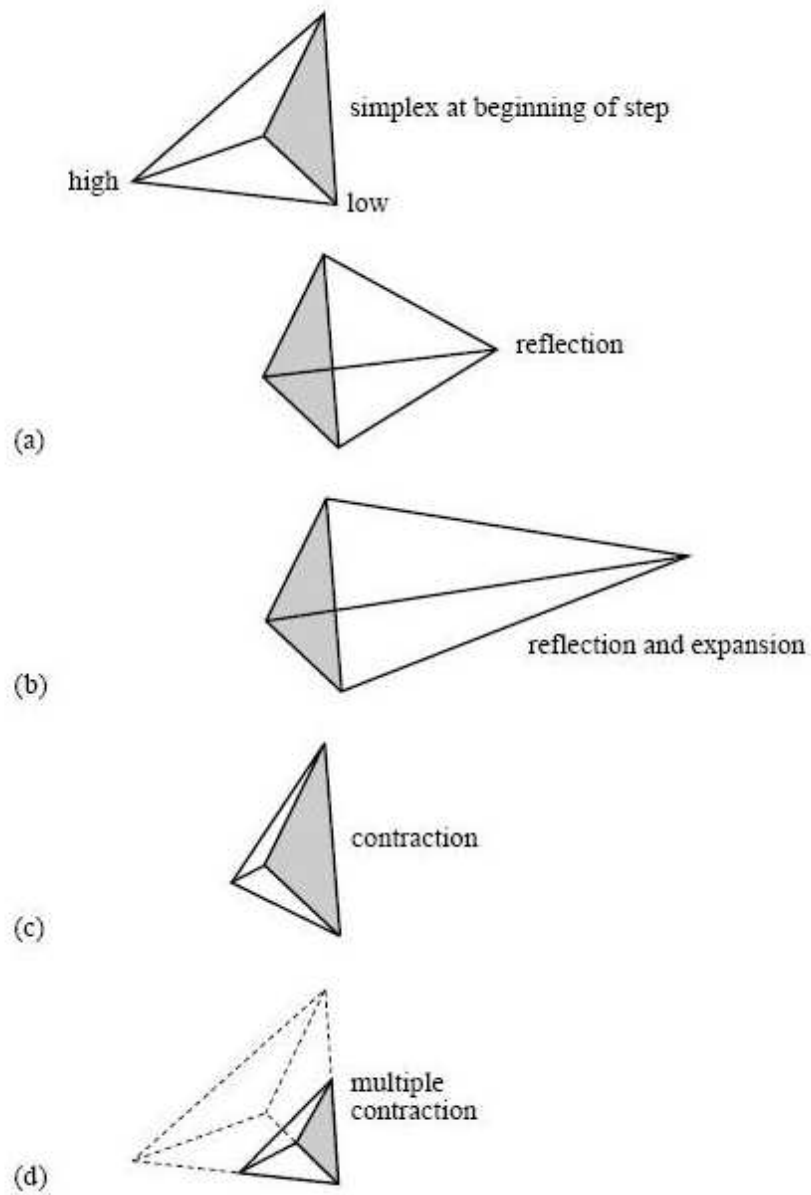


Figura 4.8: Simplex utilizado por el método de Downhill, para el caso  $N=3$  dimensiones, tomado de Press et al. (1992). Se muestran 4 posibles “movimientos” del “simplex”: reflexión, expansión, contracción y contracción múltiple.

Tabla 4.4: Valores finales obtenidos con el programa Downhill

Estrella	$T_{\text{eff}}$	Log g	[Fe/H]
HD 105			-0.15
HD 3003	8660	4.43	
HD 9672	8742	4.26	
HD 10647	5573	4.10	0.01
HD 10700	5866	4.48	-0.15
HD 10800	5911	5.53	0.30
HD 17206	6237	4.77	-0.23
HD 17848	7545	3.97	
HD 18978	8727	3.58	
HD 20010	6685	4.77	-0.33
HD 20794	5473	4.08	-0.23
HD 21563	6970		
HD 22049			-0.19
HD 22484	7405	4.87	0.03
HD 28375	15342	4.62	
HD 28978	8748	4.57	
HD 31295	8400	4.02	
HD 33949	12921	3.53	
HD 36267	14439	4.48	
HD 38393	6300	4.64	-0.12
HD 38678	7585	4.57	
HD 39014	8029	3.41	
HD 39060	8289	3.93	
HD 105686	9806	4.61	
HD 108483	20626	4.89	-0.24
HD 109085	7049	4.19	0.03
HD 109573	10236	4.55	
HD 115892	8436	4.54	
HD 121847	12528	4.17	
HD 124771	16106	4.26	
HD 131885			
HD 139365	17149	4.48	
HD 141569	10919	4.69	
HD 142096	17371	4.64	

Tabla 4.4: Continuación

Estrella	$T_{\text{eff}}$	Log g	[Fe/H]
HD 142114	23000	4.28	
HD 142165	19000	3.90	
HD 145482	18562	4.48	
HD 150638	12920	3.59	
HD 152391	6050	4.73	0.24
HD 158643	10647	2.54	
HD 159082	10779	3.80	
HD 161868	8587	4.16	
HD 164577	10129	3.98	
HD 164249	5795	5.11	-0.20
HD 166841	10554	3.57	
HD 176638	9887	3.86	
HD 177817	12693	4.23	
HD 178253	8182	3.71	
HD 181296	9780	4.73	-0.14
HD 181327	5971	4.91	0.21
HD 181869	12706	3.76	
HD 191089	6336	5.12	-0.28
HD 203608	6613	4.47	-0.36
HD 206893			-0.06
HD 207129	5905	4.86	-0.22
HD 209253	6283	4.99	-0.01
HD 216956	9394	3.83	
HD 221853			-0.42
HD 224392	9519	4.01	
HD 2623			
HD 17206	6629	4.73	-0.24
HD 20010	6605	4.13	-0.44
HD 23362			
HD 28978	8562	4.55	
HD 98800			
HD 102647	8406	3.65	
HD 123160			
HD 135344	7051	4.62	-0.26
HD 141569	10842	4.37	

Tabla 4.4: Continuación

Estrella	$T_{\text{eff}}$	Log g	[Fe/H]
HD 144432	6300	4.18	-0.43
HD 158643	10095	2.66	
HD 142	6241	4.78	-0.41
HD 10647	5834	4.13	0.07
HD 160691			
HD 169830	6172	3.94	0.28
HD 216435	6545	3.17	0.07
HD 216437	5974	4.67	-0.20
HD 25457	7024	4.92	-0.02
HD 30495	6449	5.10	0.20
HD 33262	5887	4.45	-0.02
HD 33636	5634	4.05	0.07
HD 35850	5370	5.24	-0.44
HD 37484			-0.31
HD 38206	10154	4.72	
HD 38385	6933	3.90	0.09
HD 40136	7398	3.45	-0.27
HD 41700	6752	5.11	0.00
HD 41742	6663	4.53	-0.18
HD 43955	21067	4.63	
HD 68456	6629	3.72	-0.08
HD 69830	4948	5.71	0.41
HD 71155	10740	4.13	
HD 76151	5008	3.87	0.16
HD 82943	6278	4.02	-0.04
HD 86087	9072	4.24	
HD 88955	9202	4.67	
HD 108257	16862	3.79	-0.75
HD 113766	6741	4.53	0.08
HD 115617	6124	4.73	-0.24
HD 117176	4789	4.23	-0.30
HD 117360	6694	4.48	-0.62
HD 128311	4834	5.18	
HD 139664	6224	4.21	-0.07

que hay un acuerdo aceptable entre los distintos valores de metalicidad.

A partir de los valores mencionados de dispersión, obtenidos mediante 30 espectros de metalicidad conocida, y de fijar internamente 3/4 variables, estimamos finalmente una incerteza total de 0.06 dex para la determinación de metalicidad con el método de Downhill.

Los valores obtenidos por el método de Downhill también pueden compararse con respecto a valores de la literatura, lo cual permite estudiar la consistencia externa de los datos (ver Figura 4.11). En particular, comparamos con respecto a los valores de Nördstrom et al. (2004) y de Fischer & Valenti (2005). El primer trabajo constituye un relevamiento de casi 14000 estrellas FG de la vecindad solar. Por otro lado, en el trabajo de Fischer & Valenti se estudian 1040 estrellas FGK de la vecindad solar, las cuales se utilizarán en los programas de búsqueda de estrellas con exoplanetas. De ellas, 850 tienen mediciones de velocidad radial. Aunque estos trabajos no constituyen las mejores determinaciones individuales de metalicidad de este tipo de estrellas, proporcionan un punto de referencia para comparar con nuestros valores de metalicidad.

En el panel superior de la Figura 4.11 comparamos los valores de metalicidad de literatura entre sí, Nördstrom et al. vs. Fischer & Valenti. Vemos que parece haber una tendencia sistemática, los valores de Fischer & Valenti tienden a ser mayores que los de Nördstrom et al. Esto refleja las incertezas en las determinaciones de metalicidad de estos dos trabajos. En los paneles inferiores, comparamos la metalicidad de Downhill, con respecto a metalicidades derivadas por Nördstrom et al. y Fischer & Valenti. El acuerdo de las metalicidades es “algo” mejor con respecto a las derivadas por Nördstrom et al. que respecto a las de Fischer & Valenti. Sin embargo, la comparación con Fischer & Valenti tiene muy pocos puntos. De todos modos, y por las razones ya mencionadas, consideramos que las metalicidades derivadas por el método de Downhill son más confiables. Se compara con estos valores de la literatura por completitud, estos valores no son los de referencia ya que no son los mejores o más confiables. Por un lado, en el trabajo de Nördstrom et al. se pone mucho énfasis al cálculo de la edad, mientras que la metalicidad es más bien un parámetro secundario (que se obtiene en forma fotométrica). Por otro lado, en el trabajo de Fischer & Valenti los valores se obtienen a partir de la comparación de espectros observados con sintéticos, pero utilizando un rango espectral muy corto (entre 6000 y 6200 Å). Los mismos autores reconocen la existencia de pequeños errores sistemáticos, como los que pueden verse al comparar Nördstrom et al. con Fischer & Valenti. Luego, consid-



eramos que el acuerdo con respecto a valores externos de la metalicidad, es aceptable.

Existen dos cantidades que son consideradas fijas en las distintas iteraciones del programa, y que podrían llevar a errores en la metalicidad, en caso de estar incorrectamente estimadas. Estas son la velocidad radial y la velocidad de rotación. En el primer caso, la velocidad radial es determinada previamente por el programa, mediante el mínimo de diferencias en  $\chi^2$ . Este cálculo tiene una precisión de 0.1 km/s, lo cual corresponde a un valor medio de 0.03 dex en metalicidad. Por otra parte, las velocidades de rotación son tomadas de la literatura (Cutispoto et al. 2002, 2003, Glebocki et al. 2000, Yudin 2001, Pizzolato et al. 2003, Reiners et al. 2006, Strom et al. 2005, Mora et al. 2001, Royer et al. 2002). La dispersión en  $v \sin i$  de estos trabajos es de 5-10 %, lo cual representa un error de 10 % en la abundancia.

#### 4.6.5. Incertezas de WIDTH vs. incertezas de Downhill

La idea de esta Sección es realizar una comparación entre las incertezas que surgen de aplicar estos dos métodos de determinación de metalicidad. Anteriormente, para el programa WIDTH obtuvimos una incerteza de  $\sim 0.20$  dex en la determinación de las abundancias. Este número fue obtenido a partir de recalcular las abundancias, para modelos de atmósferas desplazados 150 K en temperatura y 0.15 dex en  $\log g$ , con respecto a los verdaderos valores de los parámetros fundamentales.

Por otro lado, y como acabamos de ver, con el método de Downhill estimamos una dispersión de  $\sim 0.06$  en el cálculo de la metalicidad. De un modo más conservador, podríamos fijar un valor de 0.10 dex, en lugar de 0.06 dex. De cualquier modo, notamos que el error cometido al determinar metalicidades con el método de Downhill, es prácticamente la mitad del error cometido con el programa WIDTH. Estos valores promedio son relativamente independientes del tipo espectral considerado.

#### 4.6.6. Comparación de metalicidades derivadas con ambos métodos

Para las metalicidades obtenidas con el programa WIDTH, se utilizaron dos calibraciones diferentes: N93 y C97. Por este motivo, se presentan los resultados según ambas calibraciones por separado, con respecto a los valores obtenidos por el método

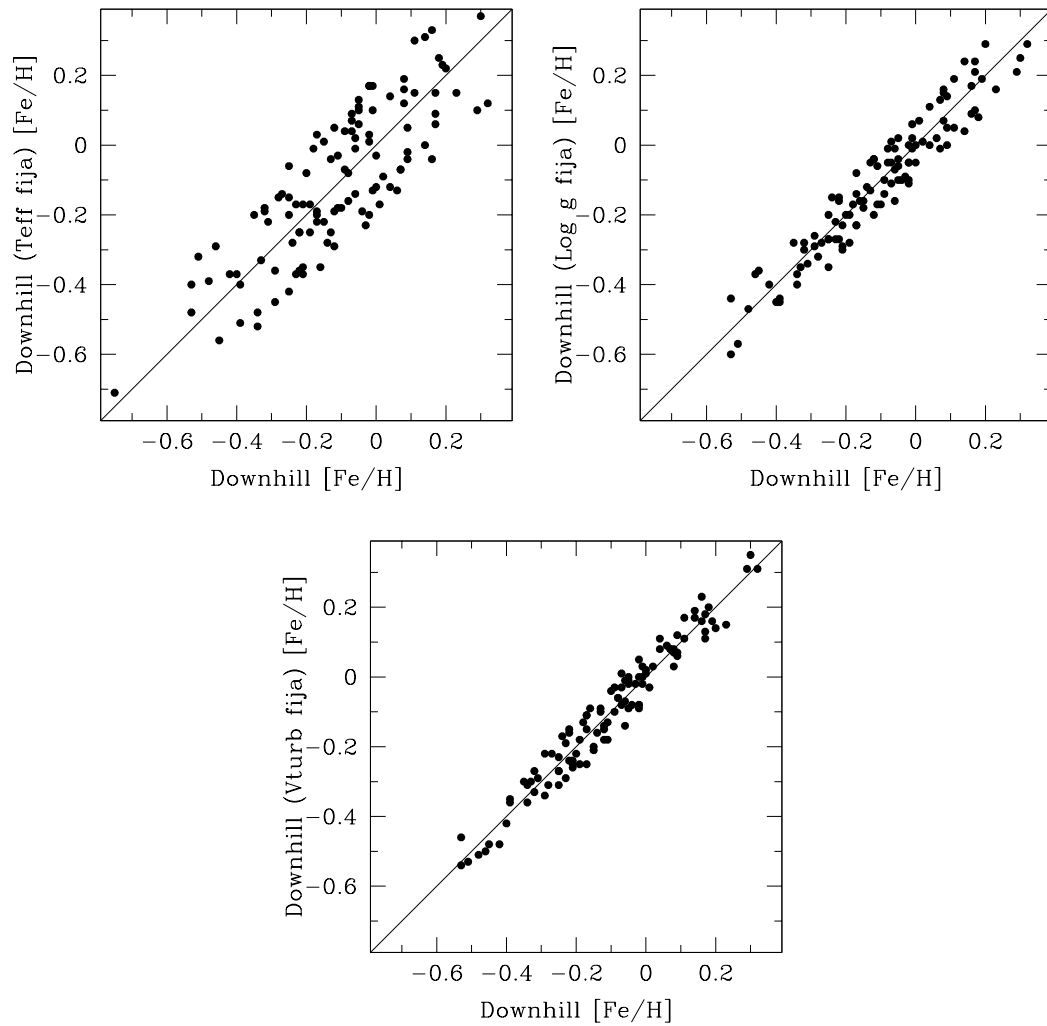


Figura 4.9: Comparación de metalicidades derivadas por el método de Downhill fijando una de las cuatro variables, con respecto al método normal (sin fijar variables).

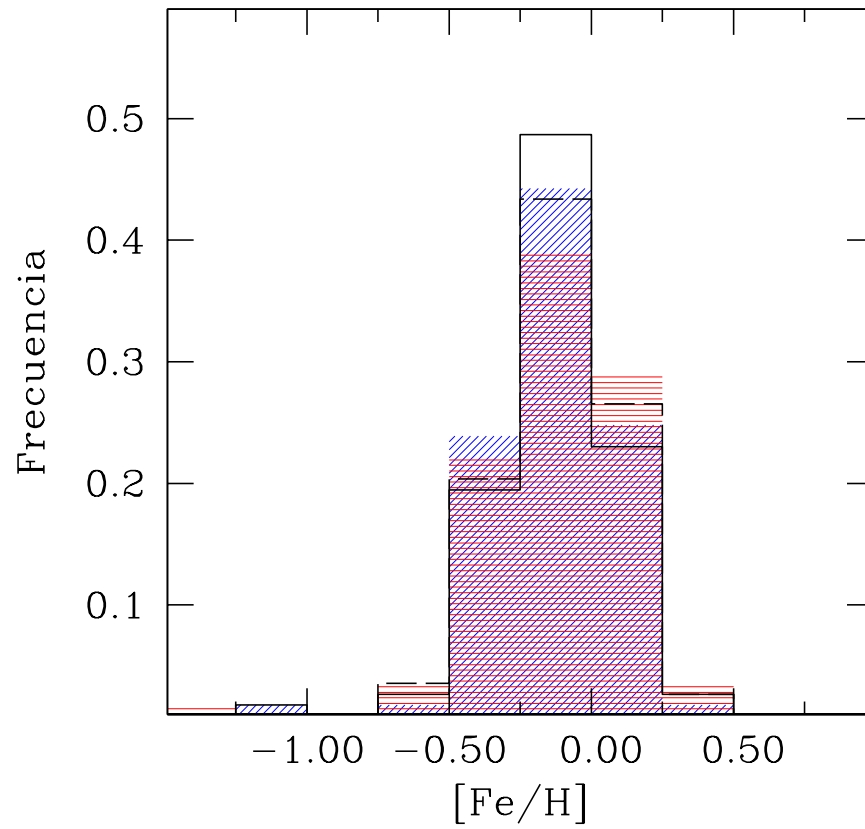


Figura 4.10: Distribuciones de metalicidad por el método de Downhill, fijando las siguientes variables:  $\text{Log } g$  (histograma rayado a  $45^\circ$ ),  $T_{\text{eff}}$  (histograma rayado a  $0^\circ$ ),  $\xi$  (histograma vacío a trazos), con respecto a los valores normales (histograma vacío continuo).

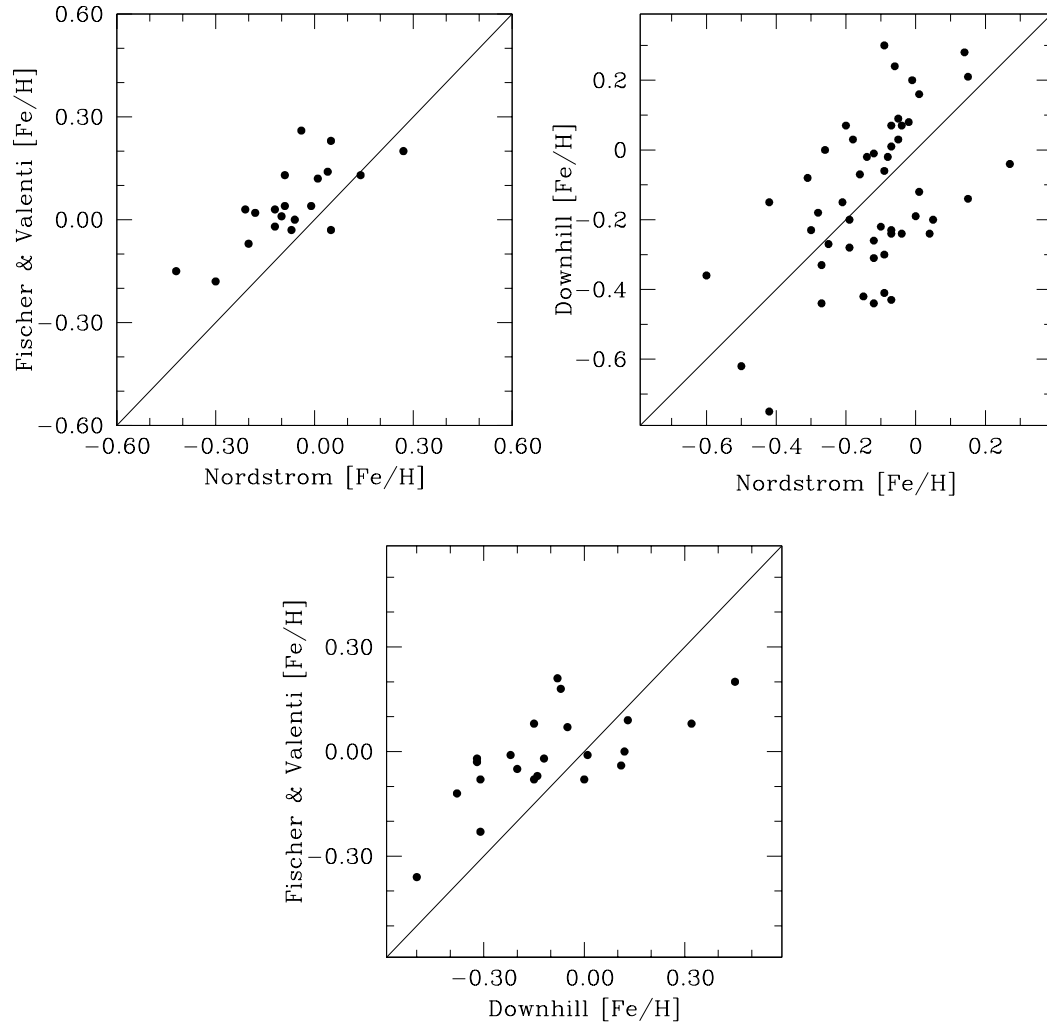


Figura 4.11: Comparación de metalicidad por el método de Downhill, con respecto a valores de la literatura de Nördstrom et al. (2004) y Fischer & Valenti (2005). En el primer panel se comparan los valores de metalicidad de literatura entre sí, mientras que en los dos paneles restantes se comparan con respecto a las metalicidades del método de Downhill.

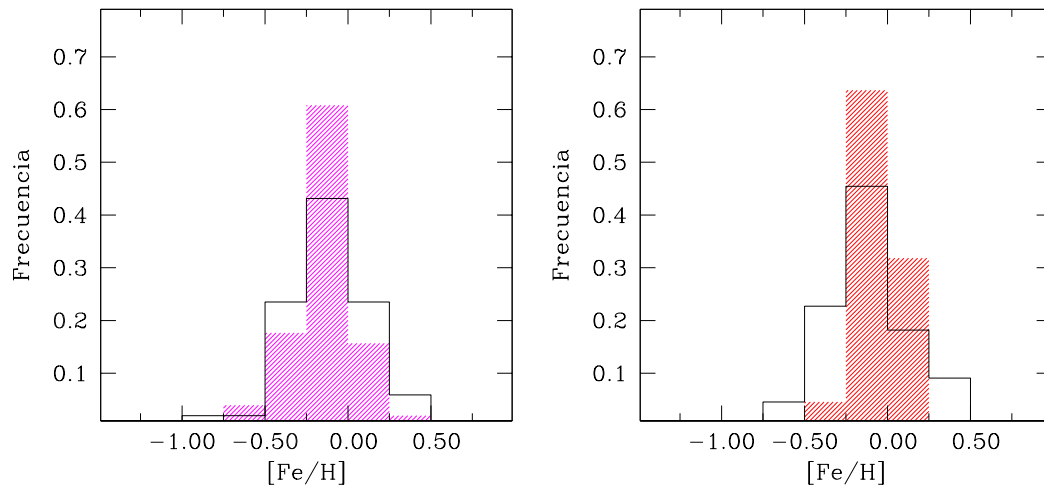


Figura 4.12: Distribuciones de metalicidad obtenidas por el método de Downhill, con respecto a valores de la literatura derivados por Nördstrom et al. (2004) y Fischer & Valenti (2005), mostradas en los paneles izquierdo y derecho, respectivamente. En ambos casos, el histograma vacío representa los valores de metalicidad obtenidos con el método de Downhill.

de Downhill. Los valores de las medianas obtenidas por cada uno de estos métodos, son presentados en la Tabla 4.5. Los anchos de cada distribución fueron de 0.28, 0.26 y 0.27 dex, correspondientes a aplicar WIDTH+N93, WIDTH+C97 y Downhill, respectivamente. Los valores obtenidos de las tres distribuciones son prácticamente indistinguibles.

Las metalicidades derivadas por el método de Downhill y por el programa WIDTH, se muestran en la Figura 4.14, para las dos calibraciones N93 y C97. Las dispersiones son de 0.23 y 0.27 dex, respectivamente. Puede verse en general que el acuerdo es aceptable. Por otro lado, en la Figura 4.13 presentamos los histogramas correspondientes a las tres distribuciones de metalicidad. Los histogramas rayados corresponden al programa WIDTH (rayado a  $0^\circ$  y  $45^\circ$ , usando las calibraciones de N93 y C97, respectivamente), mientras que el histograma vacío muestra la distribución derivada mediante el método de Downhill. Las líneas verticales muestran la posición de las medianas mostradas en la Tabla 4.5. El “test” KS entre la distribución de metalicidad de Downhill vs. la del programa WIDTH, arroja probabilidades de 43% y 54% (para las calibraciones N93 y C97, respectivamente) de que ambas muestras describan la

Tabla 4.5: Medianas y dispersión obtenidas mediante el programa WIDTH (aplicando las calibraciones de Napiwotzky et al. 1993 y Castelli 1997, 1998), y mediante el método de Downhill

Método	Mediana [Fe/H]	N
WIDTH + N93	-0.14	113
WIDTH + C97	-0.11	113
Downhill	-0.11	113

N93: Calibración de Napiwotzky et al. (1993).

C97: Calibración de Castelli (1997, 1998).

misma población.

Las distribuciones de metalicidad obtenidas para las estrellas de tipo Vega, son muy semejantes entre sí. Esto puede verse en las medianas de la Tabla 4.5, en las Figuras 4.13, 4.14, y en los resultados del “test” KS. Sin embargo, el método de Downhill realiza una mucho menor cantidad de supuestos (calibraciones, modelos, etc.), por lo cual adoptamos estos valores como los valores finales definitivos de metalicidad de la muestra de estrellas de tipo Vega.

## 4.7. Discusión y resultados de este Capítulo

### 4.7.1. Comparación con la metalicidad de la vecindad solar

Como ya explicamos, consideramos que la metalicidad final del grupo de estrellas de tipo Vega, es la que resulta de aplicar el método de Downhill. El siguiente paso consiste en comparar estos valores con respecto a los de la vecindad solar, (éste es uno de los objetivos centrales del trabajo), para lo cual utilizaremos una cierta muestra de control (MC). Una MC es un grupo de estrellas pertenecientes a la vecindad solar, las cuales deben excluir la muestra de interés de estrellas de tipo Vega. La elección de la MC es importante, ya que, según la forma en que haya sido definida, puede representar a grupos diferentes de estrellas de la vecindad solar, por lo cual la comparación con respecto a las estrellas de tipo Vega también puede cambiar. La Figura 4.15, tomada de Fischer & Valenti (2005), compara 3 distribuciones de metalicidad: 1) Una MC de prueba, limitada por volumen, 2) Su propia MC, que es limitada por

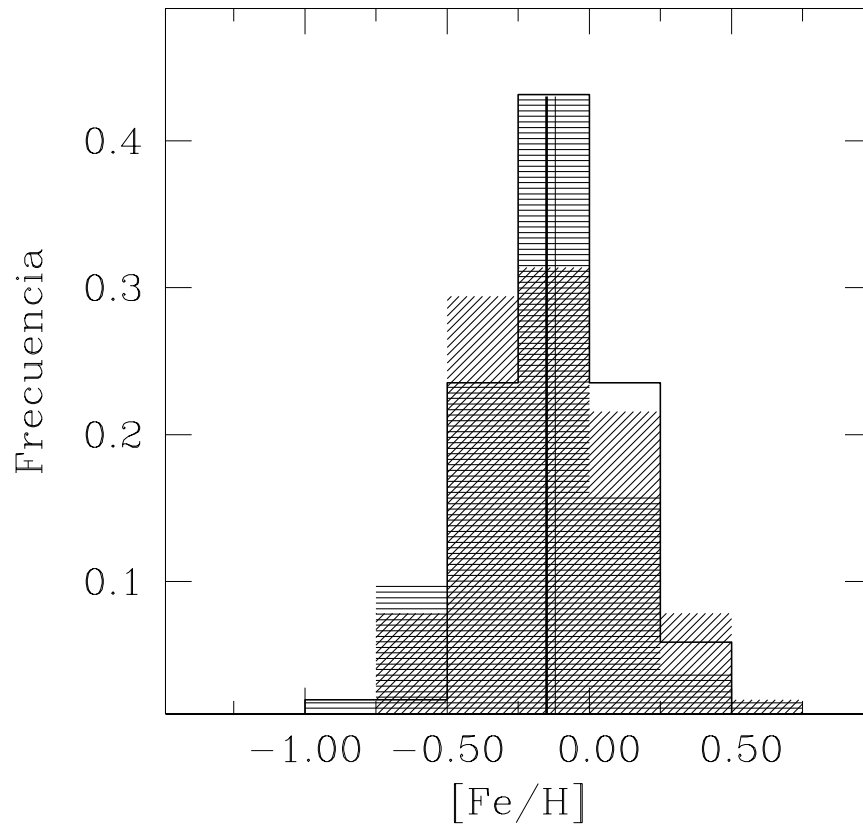


Figura 4.13: Distribuciones de metalicidad derivadas mediante el programa WIDTH, conjuntamente con las calibraciones N93 y C97 (histograma rayado a  $0^\circ$  y  $45^\circ$ , respectivamente). También se muestra la distribución obtenida mediante el método de Downhill (histograma vacío). Las líneas verticales muestran la posición de las medianas de cada distribución.

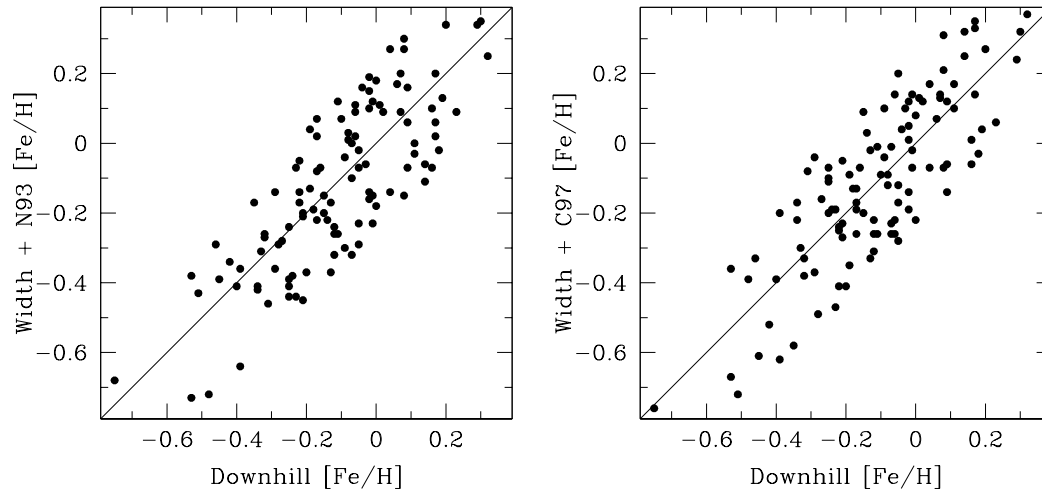


Figura 4.14: Comparación de metalicidades determinadas por el método de Downhill y por el método de los anchos equivalentes del programa WIDTH (aplicando las calibraciones de N93 y C97).

magnitud, 3) Un grupo de estrellas con exoplanetas. Vemos que las tres muestras son diferentes: la MC de 2) es más rica en metales que la MC de 1), y a su vez la muestra 3) es más rica que ambas MC 1) y 2), por 0.13 y 0.226 dex, respectivamente. Entonces, el exceso en metalicidad de las estrellas con exoplanetas, depende de con respecto a quién se los esté comparando. Las diferencias entre las MC se debe a que contienen diferentes tipos de estrellas: la muestra 2) limitada por magnitud, contiene más estrellas masivas y ricas en metales, que la muestra 1) limitada por volumen.

En nuestro caso de estrellas de tipo Vega, y por razones de completitud, vamos a comparar su distribución de metalicidad con respecto a una muestra de 93 estrellas sin exoplanetas, limitada por volumen (Santos et al. 2001, Gilli et al 2006), de un modo similar al que se viene haciendo para las estrellas con exoplanetas. Las distribuciones se presentan en la Figura 4.16, donde vemos que las metalicidades de las estrellas de tipo Vega, son similares a la muestra limitada por volumen. El “test” KS da una probabilidad de 42 % de que ambas muestras representen la misma población. La dispersión de estas dos distribuciones es de 0.27 y 0.25 dex, respectivamente. En el mismo gráfico, presentamos también la distribución de metalicidad de un grupo de 98 estrellas con exoplanetas, con metalicidades espectroscópicas derivadas por Santos et al. (2004). En este caso, la dispersión de la distribución es de 0.22 dex. Las es-



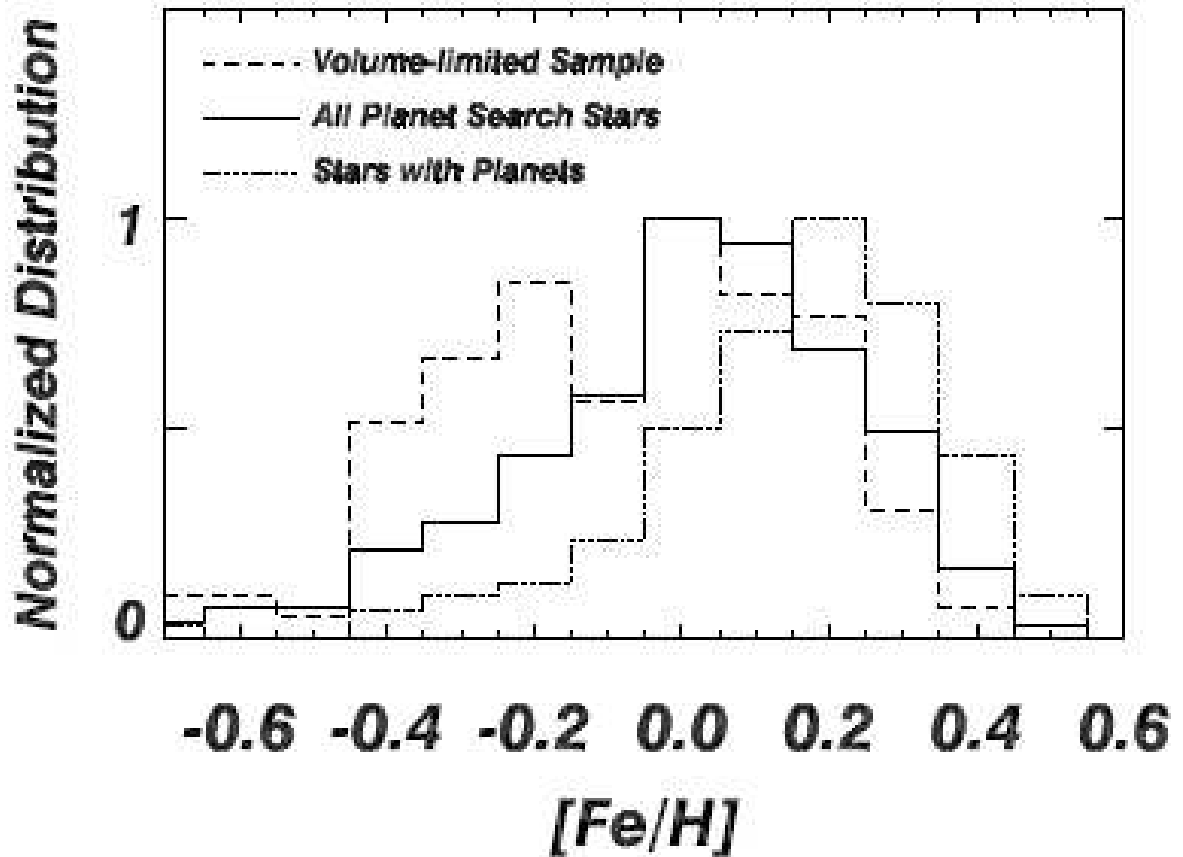


Figura 4.15: Distribuciones de metalicidad de estrellas de la vecindad solar, tomado de Fischer & Valenti (2005). 1) Una MC de prueba, limitada por volumen (línea a trazos); 2) Su propia MC que es limitada por magnitud (línea continua); 3) El subconjunto de estrellas con exoplanetas (línea punteada). La MC limitada por magnitud es más rica en metales que la MC limitada por volumen, y las estrellas con exoplanetas son más ricas en metales que ambas MC.

Tabla 4.6: Medianas de metalicidad de cuatro muestras de estrellas: A) Estrellas de tipo Vega; B) 98 Estrellas con exoplanetas; C) Muestra de 93 estrellas, limitada por volumen (sin exoplanetas); D) Estrellas sin excesos IR de emisión 24 o 70  $\mu\text{m}$

	Mediana [Fe/H]	N
A)	-0.11	113
B)	+0.17	98
C)	-0.16	71
D)	-0.12	115

trellas con exoplanetas, por lo general se han comparado con respecto a este tipo de muestras, limitadas por volumen (González 1998, 1999, González et al. 2001, Santos et al. 2000, 2003, 2004, Sadakane et al. 2002, Laws et al. 2003).

Otro análisis significativo, consiste en comparar la distribución de metalicidad con respecto a un conjunto (confirmado) de estrellas que no presenten evidencia de excesos IR. Es decir, comparamos estrellas de tipo Vega, con respecto a una muestra confirmada de objetos sin excesos IR en 24 o 70  $\mu\text{m}$  por el satélite Spitzer, las cuales fueron tomadas de Beichman et al. (2005, 2006), Briden et al. (2006) y Su et al. (2006). Las distribuciones de metalicidad de estos dos grupos se presentan en la Figura 4.17. Las metalicidades de estas estrellas fueron obtenidas por el método de Downhill, caso contrario utilizamos las metalicidades de Nördstrom et al. (2004)<sup>5</sup>. Las distribuciones de metalicidad de la Figura 4.17 son muy similares entre sí. En la Tabla 4.6 mostramos las medianas de cada distribución. La dispersión de metalicidad de las estrellas de tipo Vega y de las estrellas sin exceso IR, es de 0.27 y 0.24 dex, respectivamente. El “test” KS aplicado a estas dos muestras, resulta en una probabilidad del 46 % de que estos grupos de objetos representen la misma población.

En cuanto a la muestra de estrellas considerada, logramos incrementar significativamente el grupo de estrellas de tipo Vega de Chavero et al. (2006) y Greaves et al. (2006), abarcando todos los tipos espectrales posibles y estrellas recientemente confirmadas por Spitzer. Este era uno de los objetivos principales de este trabajo. Para este grupo de estrellas, los valores derivados por el método de Downhill, muestran

<sup>5</sup>Como ya mostramos, la escala de metalicidades de Downhill es compatible con las de Nördstrom et al., por este motivo preferimos completar la muestra con metalicidades obtenidas de este trabajo.

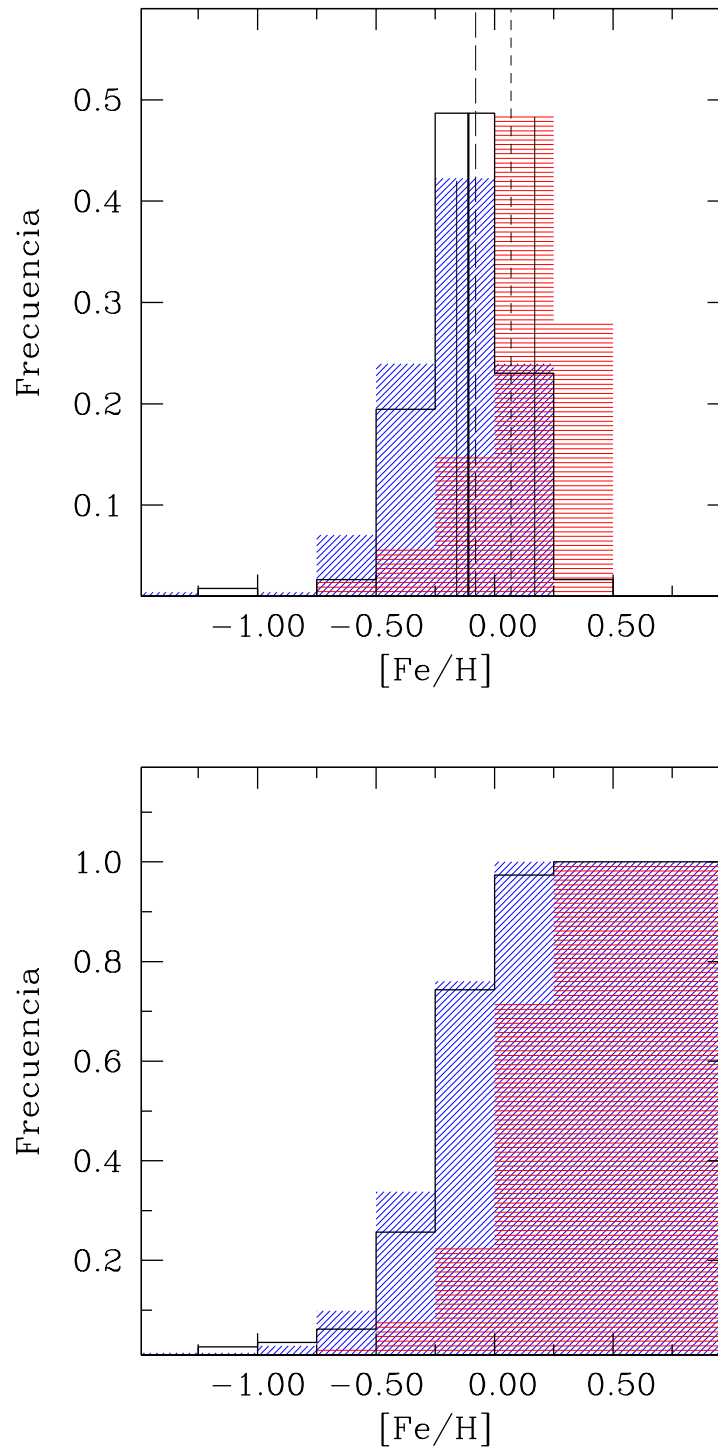


Figura 4.16: Distribuciones de metalicidad de estrellas de tipo Vega, de estrellas con exoplanetas y de una muestra de 91 estrellas limitada por volumen, correspondientes a los histogramas vacío, rayado a  $0^\circ$  y a  $45^\circ$ , respectivamente. Los valores de metalicidad de las últimas dos muestras ha sido tomados de Santos et al. (2004) y Gilli et al. (2006). El panel inferior muestra las distribuciones acumulativas de metalicidad. Las líneas verticales muestran la posición de la mediana de cada distribución de metalicidad.

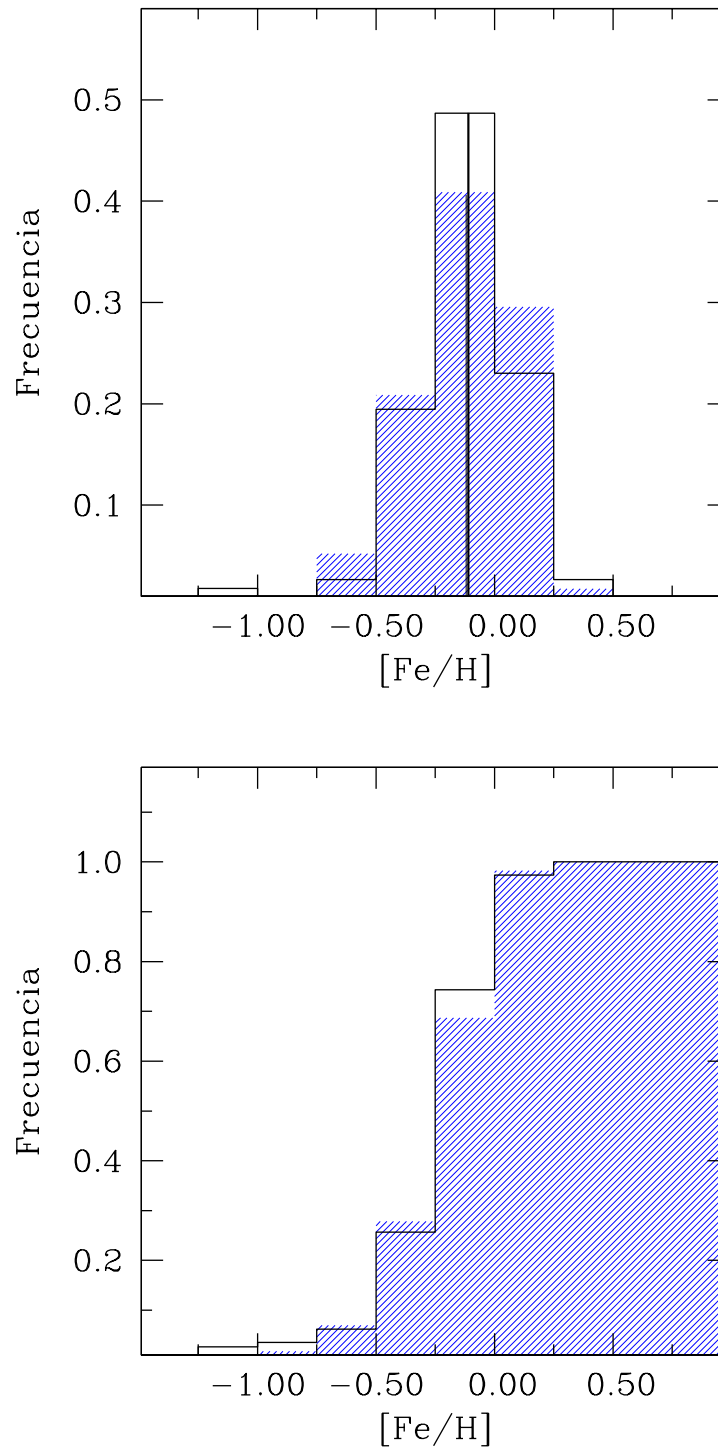


Figura 4.17: Distribuciones de metalicidad de estrellas de tipo Vega, y de estrellas sin exceso IR en 24 o 70  $\mu\text{m}$  (Beichman et al. 2005, 2006, Briden et al. 2006, Su et al. 2006), representadas por los histogramas vacío y rayado, respectivamente. El panel inferior muestra las distribuciones acumulativas de metalicidad. Las líneas verticales muestran la posición de la mediana de cada distribución de metalicidad.

metallicidades  $\sim$  solares, en contraste con el caso de estrellas con exoplanetas, que son, en promedio, ricas en metales. Esto está de acuerdo con las distribuciones de metalicidad mostradas, los valores de las medianas y los “tests” KS, realizados entre las distintas muestras de objetos.

También estudiamos la distribución de metalicidad según el tipo espectral. Dividimos la muestra de estrellas de tipo Vega, en grupos más chicos: las de tipo espectral A, las de tipo espectral F, etc. y luego se determinó la metalicidad de cada grupo. En la Figura 4.18 se presenta la metalicidad de estos grupos, mostrando entre paréntesis el número de objetos de cada grupo. Las barras verticales muestran la dispersión de los valores de metalicidad en cada grupo. Los objetos de tipo espectral A son la mayoría, aunque el satélite Spitzer está contribuyendo a descubrir estrellas más tardías F y G con exceso IR. Se puede ver que, dentro de los valores de dispersión, la metalicidad es independiente del tipo espectral.

#### 4.7.2. Estrellas de tipo Vega con y sin exoplaneta/s

A pesar de que los datos se basan en muestras muy pequeñas, vamos a intentar estudiar la metalicidad de estrellas de tipo Vega con y sin exoplanetas detectados por Doppler. Por este motivo, los valores que mostramos a continuación son sólo tendencias iniciales, y advertimos que tienen, hasta el momento, muy poco peso estadístico. Definimos entonces dos grupos de objetos: por un lado, estrellas que poseen simultáneamente un compañero de baja masa y un disco circunestelar de polvo, y por otro, estrellas de tipo Vega pero que no tienen un exoplaneta Doppler detectado. El primer grupo de objetos está formado por 7 estrellas con exoplanetas: 6 de ellas tienen exceso IR en  $70 \mu\text{m}$  detectado por Spitzer (estos objetos son HD 33636, HD 50554, HD 52265, HD 82943, HD 128311 y HD 117176, Beichman et al. 2005), y la restante es Eps Eri, cuyo exceso ha sido detectado en IR y sub-mm (Greaves et al. 1998, Zuckerman 2001). El segundo grupo está formado por 5 estrellas sin exoplanetas detectados por Doppler (Santos et al. 2004, Gilli et al. 2006), que además presentan un exceso IR en  $24$  o  $70 \mu\text{m}$  (Beichman et al. 2006, Briden et al. 2006). Estos objetos son HD 7570, HD 38858, HD 69830, HD 76151 y HD 115617. La idea consiste en separar, por un lado, estrellas cuyos discos formaron planetas, y por otro, estrellas con disco o remanente de disco, pero que por alguna razón no poseen planetas, al menos de los detectados por la técnica Doppler. Las medianas de metalicidad de estas dos muestras de objetos, son presentadas en la Tabla 4.7. La dispersión de

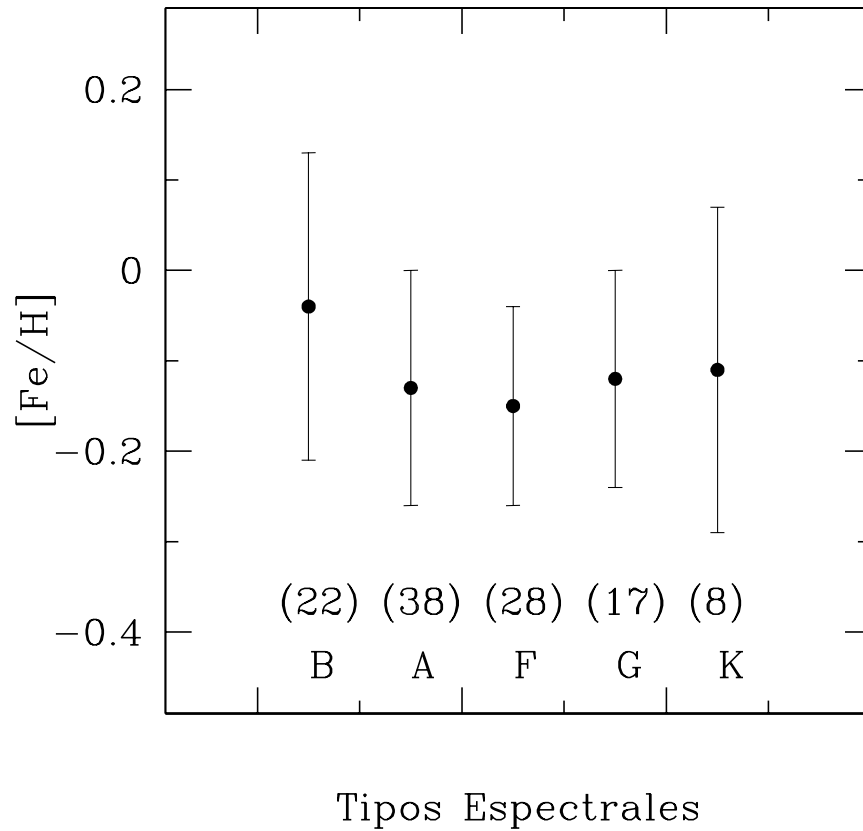


Figura 4.18: Metalicidad de estrellas de tipo Vega, según el tipo espectral. Se muestra entre paréntesis el número de objetos de cada grupo. Las líneas verticales representan la dispersión de los valores de metalicidad.

Tabla 4.7: Medianas de metalicidad de dos muestras de estrellas: 1) Estrellas de tipo Vega con un exoplaneta detectado; 2) Estrellas de tipo Vega sin exoplanetas detectados

	Mediana	N
	[Fe/H]	
1)	+0.07	7
2)	-0.08	5

ambas distribuciones es de 0.17 dex, aproximadamente. Pareciera que, cuando una estrella de tipo Vega posee además un exoplaneta, la metalicidad aumenta levemente. Sin embargo, los valores de dispersión (0.17 dex) y el bajo número de objetos de las muestras, impiden cualquier conclusión posible. Como ya explicamos, esto constituye solamente una tendencia inicial.

Notamos que la metalicidad de las estrellas Vega con exoplanetas Doppler detectados, tiene una metalicidad que es intermedia (+0.07 dex, N=7), entre las estrellas de tipo Vega como conjunto (-0.11 dex, N=113), y las estrellas con exoplanetas (+0.17 dex, N=98). De nuevo, este resultado debe ser tomado con precaución, por el bajo número de objetos analizados y los altos valores de dispersión. Esto de ninguna manera es concluyente. Se está trabajando actualmente para intentar aumentar estas muestras y darle peso estadístico a los resultados.

### 4.7.3. Modelos de formación de planetas

Existen básicamente dos grandes modelos de formación de planetas: el modelo de acreción de núcleos (Pollack et al. 1996), y el modelo de las inestabilidades gravitacionales (Boss et al. 2002, 2003, 2004). El modelo de acreción de núcleos se llama así, debido a que primero se formaría un núcleo planetario por acreción de planetesimales, y luego este núcleo acretaría el gas disponible en el disco. Si el núcleo se forma lo suficientemente rápido, puede formar un planeta gigante gaseoso lejos de la estrella, y posteriormente migrar para terminar cerca de la estrella. A mayor metalicidad (del disco primordial), habría mayor probabilidad de crear núcleos. Por otro lado, en el modelo de inestabilidades gravitacionales, si el disco es lo suficientemente masivo, éste se fragmenta en núcleos densos los cuales se contraerían para formar luego pro-

toplanetas gigantes. Este proceso sería mucho más rápido ( $10^3$  años) que en el modelo anterior ( $10^{6-7}$  años) y además es menos dependiente de la metalicidad del disco.

Veamos ahora el problema del origen de la metalicidad, para el caso de las estrellas con exoplanetas. El exceso de metalicidad observado en las estrellas con exoplanetas, podría tener un origen primordial, o bien ser por acreción de planetesimales, como ya explicamos anteriormente. La idea del origen primordial, observacionalmente es favorecido por la falta de una tendencia en los diagramas  $T_{\text{eff}}$  vs.  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , como el que muestra el panel superior de la Figura 4.19 (ver, por ejemplo, Santos et al. 2004). Por otro lado, la polución o acreción de planetesimales es compatible con la metalicidad solar en estrellas gigantes con exoplanetas recientemente observada (Pasquini et al. 2007), lo cual podemos ver en el panel inferior de la Figura 4.19. Llamativamente, estos dos gráficos tienen su explicación basada en la zona convectiva (ZC) de las estrellas. Dado que hay evidencia observacional a favor de ambas hipótesis, este sigue siendo (hasta el momento) un problema abierto.

Analicemos el gráfico  $T_{\text{eff}}$  vs. metalicidad (panel superior de la Figura 4.19). Este gráfico en particular para estrellas con exoplanetas, fue tomado de Santos et al. (2004). Las estrellas con exoplanetas están representadas por círculos llenos, mientras que los círculos vacíos son una muestra de comparación. El proceso de acreción podría resultar en la polución de la ZC de la estrella, y así modificar la metalicidad observada del objeto. Sin embargo, el interior estelar se mantendría con su valor original (menor) de metalicidad. En estrellas F con una ZC relativamente delgada, exhibirían mayor grado de polución que las estrellas G, ya que la ZC actúa como un medio de dilución del material acretado. Entonces, una forma de estudiar la acreción sería estudiar la distribución de metalicidad para distintos tipos de estrellas: el límite superior de metalicidad de las F, debería ser mayor que en las G. Sin embargo, este efecto no es observado, por lo cual se asume que la hipótesis del origen primordial es favorecida.

Por otro lado, en la Figura 4.19 (panel inferior) mostramos la distribución de metalicidad de estrellas gigantes con exoplanetas (línea continua), enanas con exoplanetas con períodos mayores de 180 días (línea rayada), y todas las enanas con planetas (línea punteada), tomado de Pasquini et al. (2007). La metalicidad de las gigantes es menor por unos 0.2-0.3 dex respecto a las enanas. La explicación más simple es atribuir la diferencia a la mucho mayor masa de la ZC de las gigantes que en las enanas. Para ejemplificar, la masa de la ZC del Sol es  $0.02 M_{\odot}$ , mientras que en una gigante K (de  $1 M_{\odot}$ ) la masa es  $0.7 M_{\odot}$ . Si el exceso de metalicidad es debido



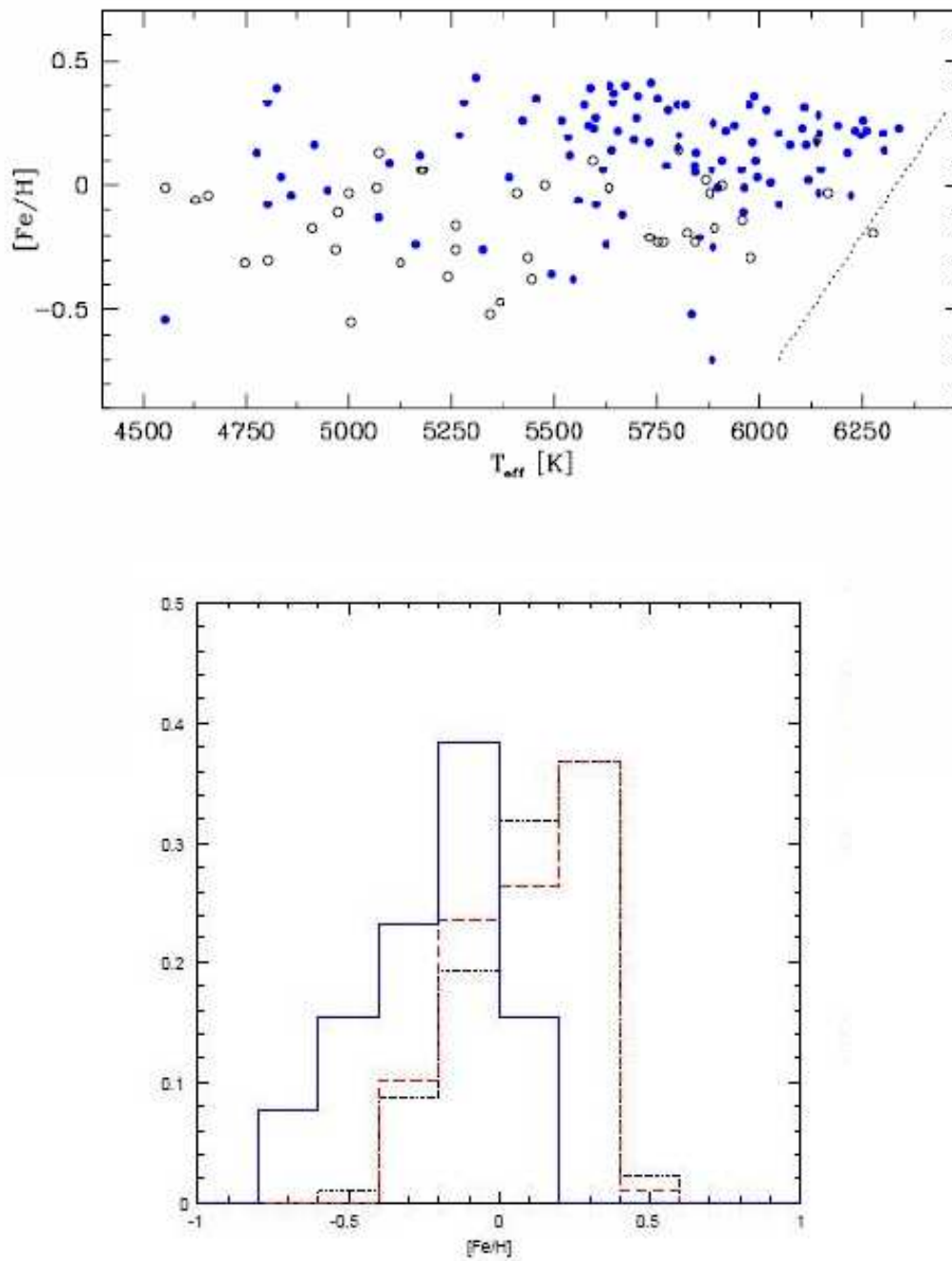


Figura 4.19: Panel superior:  $T_{\text{eff}}$  vs. metalicidad, tomado de Santos et al. 2004. Las estrellas con exoplanetas están representadas por círculos llenos, mientras que los círculos vacíos son una muestra de comparación. Panel inferior: distribuciones de metalicidad, tomadas de Pasquini et al. (2007). Se muestran estrellas gigantes con exoplanetas (línea continua), enanas con exoplanetas con períodos mayores de 180 días (línea rayada), y todas las enanas con planetas (línea punteada).

a la polución, los efectos de la dilución explican porqué esto no es observado en las estrellas evolucionadas. La alta metalicidad superficial sería fácilmente disminuída a la metalicidad primordial de la estrella. Esto no excluye otras hipótesis, aunque podría ser un indicador de acreción de material rico en metales. Vemos entonces que, al día de hoy, no podemos descartar uno u otro mecanismo de enriquecimiento metálico.

Para el caso de las estrellas de tipo Vega, vimos que no se observa un exceso de metalicidad, sino que muestran valores similares a los de la vecindad solar. El exceso de metalicidad en estrellas con exoplanetas, y por otro lado la baja metalicidad en estrellas de tipo Vega, son ambos compatibles con el modelo de acreción de núcleos explicado anteriormente (Greaves et al. 2006). A continuación, veremos brevemente cómo encajan ambos hechos observacionales en el modelo de acreción de núcleos.

Por un lado, el modelo debe explicar que, mediante una mayor metalicidad del disco primordial, podemos formar un planeta gaseoso lejos de la estrella central, el cual luego debe migrar, y terminar cerca de la estrella. Mayor metalicidad significa que la cantidad de material sólido en el disco será mayor (a una masa total fija del disco). Pollack et al. (1996) encuentra que aumentando la densidad de sólidos en un 50 %, (equivalente sólo a  $0.18 M_{\text{Tierra}}$ ), se reduce el tiempo para formar un Júpiter de 8 a  $2 \cdot 10^6$  años. Si los núcleos se forman cuando el disco todavía está en la fase gaseosa ( $< 10 \cdot 10^6$  años), entonces acumulan envolventes gaseosas y luego migran debido al arrastre viscoso del gas. El efecto general de una mayor abundancia de sólidos en el disco, es acelerar el crecimiento de los núcleos (“cores”), con lo cual hay más tiempo para formar planetas gigantes y migrar antes de que el disco desaparezca.

Por otro lado, el modelo debe explicar cómo es posible que discos primordiales de baja metalicidad, tengan finalmente una configuración de estrella de tipo Vega. En la parte externa del disco, los tiempos de crecimiento del núcleo son mucho mayores: le tomaría unos 3 Gyr para formar un núcleo con la masa de Plutón a 100 AU (Kenyon & Bromley 2004); el gas ya habría desaparecido y el planeta no podría acumular una envoltura gaseosa. Sin embargo, los planetesimales podrían continuar creciendo, siempre que haya material que gradualmente caiga al plano medio del disco y teniendo velocidades colisionales bajas. Entonces, los planetesimales todavía podrían formarse incluso en un disco de baja metalicidad, y sus colisiones mutuas producirían el polvo que observamos en las estrellas de tipo Vega. Aquí el tiempo deja de ser importante, ya que no hay necesidad de formar rápidamente un núcleo antes de agotar el gas del disco y que éste luego migre, como en el caso de las estrellas con exo-

planetas. Además, la presencia de planetesimales a tiempos tardíos no está afectada por la escala de tiempo de crecimiento (que sí depende de la metalicidad). Entonces, esto explicaría la no-dependencia de los discos de polvo con la metalicidad. También, es posible que los discos “Vega” posean planetas a varias decenas de AU, lo cuales limpiarían regiones del disco y le darían estructura al mismo.

Resumiendo, las observaciones son consistentes con el modelo de acreción de núcleos para la formación de planetas (Greaves et al. 2006), con una formación de planetas rápida donde hay mayor proporción de sólidos, mientras que los planetesimales también se formarían eventualmente en órbitas grandes (incluso con baja metalicidad), para el caso de las estrellas de tipo Vega.

En cuanto a los modelos de formación de planetas, Greaves et al. (2007) postula que la masa en sólidos (es decir, metales)  $M_S$  contenida en el disco primordial, es el parámetro fundamental que determinará la configuración final de la estrella. Por ejemplo, si  $M_S$  es muy pequeño, la configuración final estaría dada por una estrella sola, es decir sin discos ni exoplanetas. Luego, si  $M_S$  crece, la estrella formaría un disco de polvo, y si  $M_S$  crece aún más, podría llegar a formar un planeta gigante. En la Tabla 4.8, obtenida del trabajo de Greaves et al., mostramos los rangos de metalicidad y las configuraciones finales posibles. Luego, y advirtiendo que estos valores son todavía tendencias iniciales, mencionaremos que los valores de nuestra Tabla 4.7, están de acuerdo con los rangos de metalicidad predichos en la Tabla 4.8, es decir con el modelo de Greaves et al. de formación de planetas. De nuevo, esperamos poder incrementar la muestra de modo que los resultados sean significativos.

## 4.8. Resumen y discusión del presente Capítulo

De acuerdo al objetivo inicial de este Capítulo, hemos determinado la metalicidad de la muestra más grande posible de estrellas de tipo Vega, observables desde el hemisferio Sur. Utilizamos más de 400 espectros de CASLEO, para 113 objetos diferentes. Aplicamos dos métodos diferentes para determinar metalicidad (WIDTH y Downhill). Hay un buen acuerdo entre ellos y con respecto a los valores de literatura.

Obtuvimos una menor dispersión en metalicidad con el método de Downhill (+0.06 dex), que con respecto a los métodos “clásicos” de determinación de met-

Tabla 4.8: Distintas configuraciones finales, contenido de sólidos  $M_S$  en el disco primordial, y rango en metalicidad de cada una de ellas (tabla tomada de Greaves et al. 2007)

outcome	[Fe/H] range	solid mass ( $M_{Jup}$ [ $M_{\oplus}$ ])	total disk mass ( $M_{Jup}$ )	predicted frequency	observed frequency
hot Jupiter	-0.08 to +0.39	1.7–5 [500–1600]	70–200	1 %	$2 \pm 1$ %
cool Jupiter	-0.44 to +0.40	0.24–1.7 [75–500]	10–200	8 %	9 (5–11) %
planet & debris	-0.13 to +0.27	0.10–0.24 [30–75]	5–30	5 %	$3 \pm 1$ %
debris	-0.52 to +0.18	0.02–0.10 [5–30]	1–30	16 %	$15 \pm 3$ %
null	-0.44 to +0.34	< 0.02 [ $< 5$ ]	< 15	62 %	$\sim 75$ %

alicidad (+0.20 dex). También, el método realiza un número mucho menor de suposiciones (calibraciones, modelos, parámetros), además utiliza la morfología completa del espectro y no sólo anchos equivalentes, resultando más confiable.

Las estrellas de tipo Vega presentan metalicidades similares a la vecindad solar, lo cual es una clara diferencia con respecto al grupo de estrellas con exoplanetas. Mientras las estrellas con exoplanetas se diferencian por ser ricas en metales, las estrellas de tipo Vega no, y recordemos que son las estrellas más viejas que todavía poseen un disco. Esto extiende ampliamente el resultado de Chavero et al. (2006) y de Graves et al. (2006) que habíamos comentado en la introducción. Si bien no encontramos una explicación concluyente para el valor solar de la metalicidad en las estrellas de tipo Vega, el modelo de acreción de núcleos y la proposición de Greaves et al. (2006) es al momento una explicación plausible que logra compatibilizar la alta metalicidad de las estrellas con exoplanetas y la baja metalicidad en las estrellas de tipo Vega. Sin embargo, esto no descarta otras hipótesis de formación de planetas y/o enriquecimiento metálico.

Las estrellas de tipo Vega muestran metalicidades solares, mientras que las estrellas de tipo Vega que además poseen un compañero de baja masa, son levemente ricas en metales. Sin embargo, estos valores se basan en muestras muy pequeñas, por lo cual constituye sólo una tendencia inicial que debe ser confirmada.

Finalmente, nuestros valores de metalicidad también están de acuerdo con el modelo de sólidos en los discos primordiales (Greaves et al. 2007). De nuevo, esto tiene poco peso estadístico debido al bajo número de objetos en las muestras, y es por el momento sólo una tendencia inicial.

## 4.9. Bibliografía

Alonso, A., Arribas, S., Martínez-Roger, C., 1996, *A&A* 313, 873

Backman, D.E., Paresce, F., 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. Levy, Lunine, Mathews (Tucson: Univ. Arizona Press)

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Trilling, D. E., Stapelfeldt,

- K. R., Werner, M. W., Engelbracht, C. W., Blaylock, M., Gordon, K. D., 2005, *ApJ* 622, 1160
- Beichman, C. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Gautier, T. N., Grogan, K., Shao, M., Velusamy, T., Lawler, S. M., Blaylock, M., Rieke, G. H., 2006, *ApJ* 652, 1674
- Boss, A. P., 2002, *ApJL* 567, 149
- Boss, A. P., 2003, *ApJ* 599, 577
- Boss, A. P., 2004, *ApJ* 610, 456
- Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., Rieke, G. H., Holmes, E. K., Lawler, S. M., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Gautier, T. N., Blaylock, M., 2006, *ApJ* 636, 1098
- Castelli, F., Gratton, R. G., Kurucz, R. L., 1997, *A&A* 318, 841
- Castelli, F., 1998, *Memorie della Societa Astronomia Italiana* 69, 165
- Chavero, C., Gómez, M., Whitney, B. A., Saffe, C., 2006, *A&A* 452, 921
- Fischer, D. A., Laughlin, G., Butler, P., Marcy, G., Johnson, J., Henry, G., Valenti, J., Vogt, S., Ammons, M., Robinson, S., 2005, *ApJ* 620, 481
- Fischer, D. A., Valenti, J., 2005, *ApJ* 622, 1102
- Cutispoto, G., Pastori, L., Pasquini, L., de Medeiros, J. R., Tagliaferri, G., Andersen, J., 2002, *A&A* 384, 491
- Fajardo-Acosta, S. B., Stencel, R. E., Backman, D. E., Thakur, N., 1999, *ApJ* 520, 215
- Fuhr, J. R., Martín, G. A., Wiese, W. L., 1988, "Atomic transition probabilities. Scandium through Manganese", New York: American Institute of Physics (AIP) and American Chemical Society.

- Glebocki, R., Stawikowski, A., 2000, *Acta Astronomica* 50, 509
- González, G., 1997, *MNRAS* 285, 403.
- González, G., 1998, *A&A* 334, 221
- González, G., 1999, *MNRAS* 308, 447.
- González, G., 2003, *Reviews of Modern Physics* 75, 101
- González, G., Laws, C., Tyagi, S., Reddy, B., 2001, *AJ* 121, 432.
- Gould, A., Udalski, A., An, D., Bennett, D. P., Zhou, A. Y., Dong, S., Rattenbury, N. J., Gaudi, B. S., Yock, P. C. M., Bond, I. A., 2006, *ApJL* 644, 37
- Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., Mayor, M., 2006, *A&A* 449, 723
- Gillon, M., Magain, P., 2006, *A&A* 448, 341
- Gray, R.O., Graham, P. W., Hoyt, S. R., 2001, *AJ* 121, 2159
- Greaves, J. S., Fischer, D. A., Wyatt, M. C, 2006, *MNRAS* 366, 283
- Greaves, J. S., Fischer, D. A., Wyatt, M. C., Beichman, C. A., Bryden, G., 2007, *MNRAS* 378, 1
- Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F., Iro, N., Melo, C., Ribas, I, 2006, *A&AL* 453, 21
- Habing, H.J., Dominik, C., Jourdain de Muizon, M, Laureijs, R. J., Kessler, M. F., Leech, K., Metcalfe, L., Salama, A., Siebenmorgen, R., Trams, N., Bouchet, P., 2001, *A&A* 365, 545
- Hill, G. M., 1995, *A&A* 294, 536
- Johansson, S., 1978, *Physica Scripta* 18, 217

- Kenyon, S. J., Bromley, B. C., 2004, AJ 128, 1916
- Kupka, F., Bruntt, H., 2001, Journal of Astronomical Data 7, 8
- Kurucz, R. L., 1979, ApJS 40,1
- Kurucz, R. L., 1992, RMxAA 23, 45
- Lastennet, E., Lignies, F., Buser, R., Lejeune, T., Lftinger, T., Cuisinier, F., van't Veer-Menneret, C., 2001, Journal of Astronomical Data 7, 8
- Laughlin, G., Adams, F. C., 1997, ApJ 491, 51
- Laureijs, R.J., Jourdain de Muizon, M., Leech, K., Siebenmorgen, R., Dominik, C., Habing, H. J., Trams, N., Kessler, M. F., 2002, A&A 387, 285
- Laws, C., González, G., Walker, K. M., Tyagi, S., Dodsworth, J., Snider, K., Suntzeff, N. B., 2003, AJ 125, 2664
- López-García, Z., Adelman, Saul J., Pintado, O. I., 2001, A&A 367, 859
- López-García, Z., Adelman, S. J., 1994, A&AS 107, 353
- López-García, Z., Adelman, S. J., 1999, A&AS 137, 227
- Mannings, V., Barlow, M., 1998, A&A 337, 808
- Moon, T. T., Dworetzky, M. M., 1985, MNRAS 217, 305
- Moore C.E., 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory.
- Mora, A., Meri, B., Solano, E., Montesinos, B., de Winter, D., Eiroa, C., Ferlet, R., Grady, C. A., Davies, J. K., Miranda, L. F., 2001, A&A 378, 116
- Moro-Martín, A., Malhotra, R. 2002, AJ 124, 2305



- Moutou, C., Queloz, D., Udry, S., Guillot, T., 2006, *A&A* 450, 825
- Munari, U., Sordo, R., Castelli, F., Zwitter, T., 2005, *A&A* 442, 1127
- Napiwotzki, R., Shonberner, D., Wenske, V., 1993, *A&A* 268, 653
- Nördstrom, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jorgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N., 2004, *A&A* 418, 989
- Pasquini, L., Dollinger, M. P., Weiss, A., Girardi, L., Chavero, C., Hatzes, A. P., da Silva, L., Setiawan, J., 2007, *A&A* 473, 979
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., Ventura, P., 2003, *A&A* 397, 147
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M., Greenzweig, Y., 1996, *Icarus* 124, 62
- Reiners, A., 2006, *A&A* 446, 267
- Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., Sato, B., Kambe, E., Aoki, W., 2002, *Publications of the Astronomical Society of Japan* 54, 911
- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2000, *A&A* 363, 228
- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2001, *A&A* 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., Udry, S., 2003, *A&A* 398, 363
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., 2004, *A&A* 415, 1153
- Santos, N. C., Pont, F., Melo, C., Israelian, G., Bouchy, F., Mayor, M., Moutou, C., Loeillet, B., Bouchy, F., da Silva, R., Mayor, M., Pont, F., Queloz, D., Santos, N. C., Soransan, D., Udry, S., Zucker, S., 2006, *A&A* 458, 327
- Reader, J., Corliss, C. H., Wiese, W. L., Martín, G. A., 1980, *wtpa book*, Wavelengths and transition probabilities for atoms and atomic ions - Part 1: Wavelengths - Part 2: Transition probabilities

- Roques, F., Scholl, H., Sicardy, B., Smith, B. A., 1994, *Icarus* 108, 37
- Royer, F., Grenier, S., Baylac, M.-O., Zorec, J., 2002, *A&A* 393, 897
- Saffe, C., Levato, H., López-García, Z., 2005, *RMxAA* 41, 415
- Sheret, I., Dent, W. R. F., Wyatt, M. C., 2004, *MNRAS* 348, 1282
- Sozzetti, A., Torres, G., Latham, D. W., Carney, B. W., Stefanik, R. P., Boss, A. P., Laird, J. B., Korzennik, S. G., 2006, *ApJ* 649, 428
- Straizys, V., 1992, Book Review: Multicolor Stellar Photometry, Pachart Publishing House, Tucson, Arizona.
- Strom, Stephen E., Wolff, Sidney C., Dror, David H. A., 2005, *AJ* 129, 809
- Sturenburg, S., 1993, *A&A* 277, 139
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Trilling, D. E., Muzerolle, J., Beichman, C. A., Moro-Martín, A., Hines, D. C., Werner, M. W., 2006, *ApJ* 653, 675
- Sylvester, R.J., Mannings, V., 2000, *MNRAS* 313, 73
- Sylvester, R.J., Skinner, C.J., Barlow, M.J., Mannings, V., 1996, *MNRAS* 279, 915
- Udalski, A., Jaroszynski, M., Paczynski, B., Kubiak, M., Szymanski, M. K., Soszynski, I., Pietrzynski, G., Ulaczyk, K., Szewczyk, O., Wyrzykowski, N., 2005, *ApJL* 628, 109
- Udry, S., Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Burnet, M., Confinó, B., Melo, C., 2000, *A&A* 356, 590
- Wyatt, M. C., Dermott, S. F., Telesco, C. M., Fisher, R. S., Grogan, K., Holmes, E. K., Pi, R. K., 1999, *ApJ* 527, 918

Yudin, R. V., 2001, *A&A* 368, 912

Zuckerman B., 2001, *ARA&A* 39, 549.

# Capítulo 5

## Características de Discos en Estrellas de Tipo Vega con y sin Exoplaneta/s

### 5.1. Introducción

El satélite Spitzer ha proporcionado flujos “confiables” para una muestra de estrellas de la vecindad solar. En particular, fueron observadas estrellas con excesos IR o estrellas de tipo Vega, en un amplio rango espectral: A–K, usualmente en las bandas de 24 y 70  $\mu\text{m}$  (ver, por ejemplo, Beichman et al. 2005, 2006, Bryden et al. 2006, Su et al. 2006). Esto mejora significativamente los llamados “límites superiores” del satélite IRAS, cuyos flujos presentan, muchas veces, problemas de contaminación con fuentes de fondo. El grupo de estrellas observado incluye, además, una pequeña muestra de estrellas de tipo Vega con un exoplaneta Doppler detectado. Tratar de establecer vínculos entre estrellas con discos, y aquellas con planetas, es relevante ya que suponemos que estos se formaron a partir de los discos mismos.

En la literatura, existe evidencia a favor y en contra de la posible relación entre los exoplanetas y las estrellas de tipo Vega. Por un lado, Beichman et al. (2005, 2006) encuentran que la frecuencia de discos es mayor en estrellas con exoplanetas (24%) que en la vecindad solar (13%). En la Figura 5.1, podemos ver imágenes de seis estrellas EH (en la banda de 70  $\mu\text{m}$ ) obtenidas por el satélite Spitzer, tomadas del trabajo de Beichman et al. (2005). Aunque la presencia de los discos no es evidente en estas imágenes, estas estrellas presentan excesos por encima del nivel fotosférico

en  $70 \mu\text{m}$ . De confirmarse este resultado, es importante ya que, como sugieren los mismos autores, las búsquedas de discos y de exoplanetas podrían beneficiarse mutuamente. También, los huecos y asimetrías observados en las distribuciones de polvo, se supone que son producidas por planetas internos, dado que, de otro modo, el polvo migraría y llenaría la cavidad (Roques et al. 1994, Wyatt et al. 1999, Moro-Martín & Malhotra 2002). Entonces, esto podría ser un modo indirecto de detección de planetas. Por otro lado, Moro-Martín et al. (2007) encuentran exceso IR ( $70 \mu\text{m}$ ) en 1/9 estrellas FGK con exoplanetas, y llegan a la conclusión de que no existe correlación entre las estrellas de tipo Vega y los planetas gigantes gaseosos. La razón es que el polvo podría ocurrir en discos poco masivos y de baja metalicidad, por lo que podrían ser más frecuentes que los planetas gigantes. También, la frecuencia de discos parece ser mayor que la de planetas gigantes. La frecuencia esperada de planetas gigantes es del 5% dentro de 5 AU, y  $\sim 12\%$  cuando es extrapolada hasta 20 AU (Marcy et al. 2005). La frecuencia de discos tipo Vega es del 13% al observar en  $70 \mu\text{m}$  (Bryden et al. 2006), pero limitado a una sensibilidad  $> 100$  veces la correspondiente al polvo de nuestro sistema solar, por lo cual este 13% sería en realidad un límite inferior. Vemos entonces que, por el momento, este sigue siendo un problema abierto.

### 5.1.1. Objetivos del trabajo

Uno de los objetivos de este Capítulo, consiste en determinar los parámetros de los discos en estrellas de tipo Vega (con flujos medidos por Spitzer), mediante el modelado de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) observada. Para ello, utilizaremos el programa DDS (“Debris Disk Simulator”, Wolf & Hillenbrand 2003, 2005). Esto nos permitirá determinar si existe alguna correlación entre los parámetros de los discos y las propiedades de la fuente. También, nos permitirá confrontar estos parámetros con respecto a aquellas estrellas que poseen, además del disco de polvo, un exoplaneta Doppler orbitando la fuente. Esta será una comparación que muestre la “tendencia inicial” de los valores, dado que, al presente, este último grupo de objetos es todavía muy pequeño. Otro análisis consiste en comparar los parámetros de los discos, con respecto a aquéllos que describen las órbitas planetarias, tales como el semieje mayor, o bien, estudiar si la presencia de un exoplaneta afecta de algún modo a los parámetros de los discos de polvo en estrellas de tipo Vega.

Notamos que estos objetivos son diferentes de los correspondientes al Capítulo 2. En aquel Capítulo, el objetivo consistía en determinar y/o cuantificar la presencia

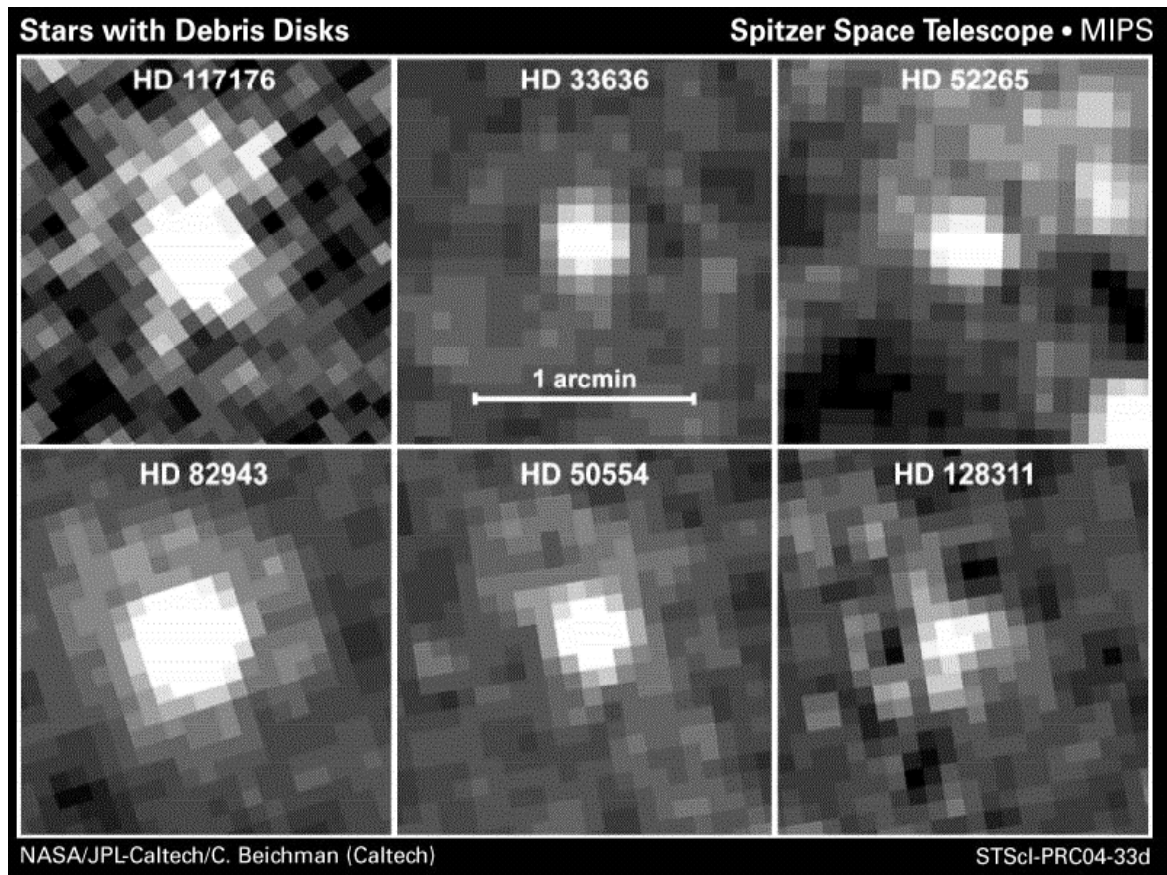


Figura 5.1: Imágenes de seis estrellas EH (en la banda de  $70 \mu\text{m}$ ) obtenidas por el satélite Spitzer, tomadas del trabajo de Beichman et al. (2005). El tamaño efectivo del “pixel” es de  $\sim 17''$ , y cada cuadro representa una región de  $2 \times 2$  minutos de arco. Aunque la presencia de los discos no es evidente en estas imágenes, estas estrellas presentan excesos por encima del nivel fotosférico en  $70 \mu\text{m}$ .

de excesos IR entre las estrellas EH, utilizando para ello distintos indicadores. Las técnicas empleadas en ambos Capítulos son muy diferentes: en un caso utilizamos cantidades tales como cocientes de flujos y luminosidades fraccionales, mientras que en el otro caso realizamos un modelado de los parámetros de los discos. Las muestras de objetos también son diferentes, ya que antes trabajamos con estrellas EH, mientras que en este caso nos ocupamos de estrellas de tipo Vega (salvo solamente 6 objetos de tipo Vega, que además presentan un exoplaneta Doppler), las cuales sabemos de antemano que presentan excesos IR. Los datos utilizados en el Capítulo 2 están basados en flujos IR del satélite IRAS, cuya sensibilidad es suficiente como para estimar la frecuencia de los excesos IR, pero no como para determinar propiedades de los discos. Para esto último, es necesario contar con datos de Spitzer, como los que utilizamos en este Capítulo.

## 5.2. La muestra de objetos

La muestra de estrellas de tipo Vega fue obtenida a partir de listas de estrellas candidatas de la literatura (Beichman et al. 2005, 2006, Briden et al. 2006, Su et al. 2006), con la condición que presenten exceso en 24 o 70  $\mu\text{m}$  observados por el satélite Spitzer. Es decir, nos restringimos a estrellas con alta calidad en los flujos IR. Desechamos aquellas estrellas cuya clase de luminosidad no fuese V, o bien aquellas con clase de luminosidad desconocida (Hipparcos). La muestra de objetos abarca los tipos espectrales B–K, aunque el tipo A es mayoría (3, 35, 1, 7 y 2 objetos, respectivamente).

El conjunto de estrellas es mostrado en la Tabla 5.1, donde listamos en columnas el nombre de la estrella,  $T_{\text{eff}}$  (obtenido mediante fotometría Strömgren y la calibración de Napiwotzki et al. 1993), metalicidad (determinada por el método de Downhill, caso contrario son obtenidas de Nördstrom et al. 2004), distancia (Hipparcos), edad (promedio de las edades listadas en Beichman et al. 2005, 2006, Briden et al. 2006, Su et al. 2006), planeta detectado o no, magnitud V, y flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ . Todas las estrellas de la muestra son relativamente cercanas (distancias entre 7 y 129 pc). Además de los discos de polvo, 6 de estas estrellas presentan un exoplaneta Doppler, formando una pequeña submuestra de objetos que utilizaremos para confrontar.

Los flujos ópticos de estas estrellas fueron obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho, mientras que las bandas del IR cercano fueron obtenidas a partir de los relevamientos de 2MASS (Cutri et al. 2003) y DENIS (DENIS Consortium 2003). Finalmente, los flujos del IR medio y lejano fueron obtenidos a partir de las mediciones de los satélites MSX5C (Egan et al. 1999), IRAS (Beichman et al. 1986), ISO (Kessler et al. 1996) y Spitzer (Beichman et al. 2005, 2006, Bryden et al. 2006, Su et al. 2006).

### 5.3. Procedimiento de modelado

El modelado de las SEDs se llevó a cabo mediante el programa DDS (“Debris Disk Simulator”, Wolf & Hillenbrand 2003, 2005), el cual resuelve las ecuaciones de transferencia radiativa para distribuciones de polvo en el límite ópticamente delgado, y en equilibrio térmico con el campo de radiación. El programa calcula la dispersión, la reemisión del polvo y la temperatura, de una distribución circunestelar de granos esféricos de polvo. Algunos de los parámetros que pueden elegirse arbitrariamente son:  $T_{\text{eff}}$  del cuerpo negro que representa a la estrella, radio interno y externo del disco, la distribución de densidad, la masa del disco, la distribución de tamaño de los granos de polvo, y la abundancia relativa de los componentes del polvo. El programa DDS se encuentra disponible mediante una página web <sup>1</sup>. El efecto sobre la SED al variar cada uno de estos parámetros, también ha sido estudiado por los mismos autores (Wolf & Hillenbrand 2003).

En el límite ópticamente delgado, cada grano de polvo es afectado directamente por la radiación estelar. Luego, la temperatura de los granos de polvo es una función de los parámetros ópticos de los granos, la radiación estelar incidente, y la distancia a la estrella. En este caso la ecuación de transferencia radiativa tiene una solución simple, la cual permite derivar la distancia a la estrella a la cual el polvo tiene una cierta temperatura. Si la temperatura de sublimación del polvo es conocida, entonces también se puede estimar el radio de sublimación de cada componente del polvo (caracterizado por el radio del grano de polvo y su composición química). Por otro lado, la interacción del campo de radiación estelar con los granos de polvo (caracterizados por factores de eficiencia y por el albedo), se encuentra descripto dentro del DDS

---

<sup>1</sup><http://aida28.mpia-hd.mpg.de/~swolf/dds>.



Tabla 5.1: Estrellas de tipo Vega con disco modelado mediante el programa DDS  
(Wolf & Hillenbrand 2003, 2005)

Estrella	T <sub>eff</sub> K	[Fe/H] dex	Distancia pc	Edad Gyr	V mag	F <sub>24μm</sub> mJy	F <sub>70μm</sub> mJy	¿Planeta Detectado?
HD 102647	8586	0.30	11	0.05	2.14	1600	676	
HD 108382	8188	-0.08	87		4.98	114	27	
HD 110411	8798	0.21	37		4.88	140	248	
HD 111786	7362	-0.63	60		6.17	66	70	
HD 11413	7773	-0.62	75		5.96	51	52	
HD 117176	5459	-0.09	18	7.40	5.05	374	77	si
HD 125162	8517	0.13	30	0.27	4.19	271	365	
HD 128311	4684	-0.29	17	0.50	7.59	67	27	si
HD 139006	9780		23	0.31	2.22	1262	542	
HD 14055	8471		36	0.17	4.01	283	788	
HD 158460	9651		104	0.26	5.65	53	18	
HD 161868	8663	0.10	29	0.19	3.75	414	1085	
HD 165459	8776	0.52	89	0.01	6.88	25	26	
HD 172167	8905		8	0.35		8900	11416	
HD 181296	9223	0.15	48	1.30	5.03	382	409	
HD 183324	9735		59	0.00	5.80	50	31	
HD 188228	10262		33	0.02	3.95	171	69	
HD 192263		0.07	20		7.88	41	29	
HD 198160	7796	-0.53	73	0.60	5.63	63	62	
HD 206860	5808	-0.12	18	7.60	6.02	111	28	
HD 216956	8745	0.29	8	0.20	1.25	3850	9057	
HD 221756	8309	-0.03	72		5.57	63	42	
HD 225200	9736		129		6.38	35	101	
HD 2262	7904	-0.15	24	0.69	3.97	305	79	
HD 23862	13393		119		5.04	662	202	
HD 27045	7552	0.38	29	0.30	4.95	133	46	
HD 28226	7361	0.22	48	0.63	5.74	73	108	
HD 28355	7809	0.22	49	0.55	5.04	137	179	
HD 28527	8040	-0.06	44	2.00	4.79	120	37	
HD 30422	7819	-0.23	57	0.01	6.20	45	65	
HD 31295	8611	0.15	37	0.23	4.67	167	419	

Tabla 5.1: Continuación

Estrella	T <sub>eff</sub> K	[Fe/H] dex	Distancia pc	Edad Gyr	V mag	F <sub>24μm</sub> mJy	F <sub>70μm</sub> mJy	¿Planeta Detectado?
HD 33254	7747	0.49	54	0.63	5.46	73	22	
HD 33636	5807	-0.20	29	8.10	7.06	43	33	si
HD 38056	10263		132	0.10	6.34	37	49	
HD 38206	10156		69	0.02	5.73	107	342	
HD 38678	8272	-0.27	22	0.18	3.56	860	247	
HD 39060	8084	-0.14	19	0.01	3.88	7276	12990	
HD 50554	5968	-0.14	31	7.00	6.92	47	40	si
HD 52265	5977	0.14	28	3.80	6.36	74	32	si
HD 71043	9193		73		5.90	58	97	
HD 71155	9828		38	0.19	3.89	302	212	
HD 72905	5731	-0.20	14	12.60	5.71	165	41	
HD 75416	12558		97	0.01	5.45	122	35	
HD 76151	5659	0.01	17	10.60	6.08	125	31	
HD 79108	8415		115	0.32	6.14	45	84	
HD 80950	10199		81	0.08	5.87	115	59	
HD 82943	5845	0.27	27	3.50	6.60	67	113	si
HD 95418	9560		24	0.34	2.35	1027	421	

mediante la teoría de la dispersión Mie <sup>2</sup>. La función de dispersión Mie está calculada usando la estimación numérica de los coeficientes de dispersión de Wolf & Voshchinnikov (2004), la cual alcanza resultados con un buen grado de aproximación, tanto para el régimen de granos pequeños como para granos arbitrariamente grandes. La distribución espectral de energía neta, resulta de la suma de las contribuciones de luz reemitida y dispersada de todos los granos de polvo del disco.

Los parámetros de entrada utilizados por el programa DDS son:

- 1)  $T_{\text{eff}}$  y  $L$ , temperatura y luminosidad de la fuente central;
- 2)  $R_{\text{int}}$  y  $R_{\text{ext}}$ , radios internos y externos del disco, en AU;
- 3)  $\rho(r)$ , distribución de densidad del polvo, aproximada como  $\rho \sim r^{-a}$ , donde  $a$  es el exponente de la distribución;
- 4)  $M_{\text{disco}}$ , masa total del polvo (es decir, del disco);
- 5)  $n(r)$ , distribución de tamaños de los granos de polvo, aproximada como  $n(r) \sim r^{-x}$ , donde  $x$  es el exponente de la distribución;
- 6)  $a_{\text{min}}$  y  $a_{\text{max}}$ , tamaños máximo y mínimo de los granos de polvo;
- 7) Composición química del polvo;
- 8) Distancia de la fuente.

La Figura 5.2 muestra un ejemplo de modelos utilizando distintas combinaciones de tamaño del polvo y de distribuciones de densidad. En particular, existe mucha flexibilidad en cuanto a elección de la composición química del polvo. Además de ajustar las abundancias relativas de los distintos componentes, se pueden elegir entre muchas clases diferentes de Silicatos (amorfo o cristalino) o de Carbono (con distintas temperaturas de sublimación).

A fin de disminuir el gran número de parámetros libres en este modelado “inicial” de las SEDs, elegimos variar simultáneamente  $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$  y masa del disco, mientras que los demás parámetros los consideramos fijos. Más adelante haremos una estimación del error cometido al dejar fijos estos valores. La emisión de la fuente radiativa fue elegida como la de un cuerpo negro, con temperatura efectiva derivada mediante fotometría Strömgren, y su luminosidad total obtenida a partir de la distancia (paralajes de Hipparcos). El rango de variación de  $R_{\text{int}}$  y  $R_{\text{ext}}$ , fue de 0–1000 AU, estimado a partir de las imágenes de los discos (ver, por ejemplo, Ardila et al.

---

<sup>2</sup>Dispersión Rayleigh es el caso de luz dispersada por partículas mucho menores que la longitud de onda, mientras que la dispersión Mie corresponde a tener partículas mayores que 0.1 de la longitud de onda.

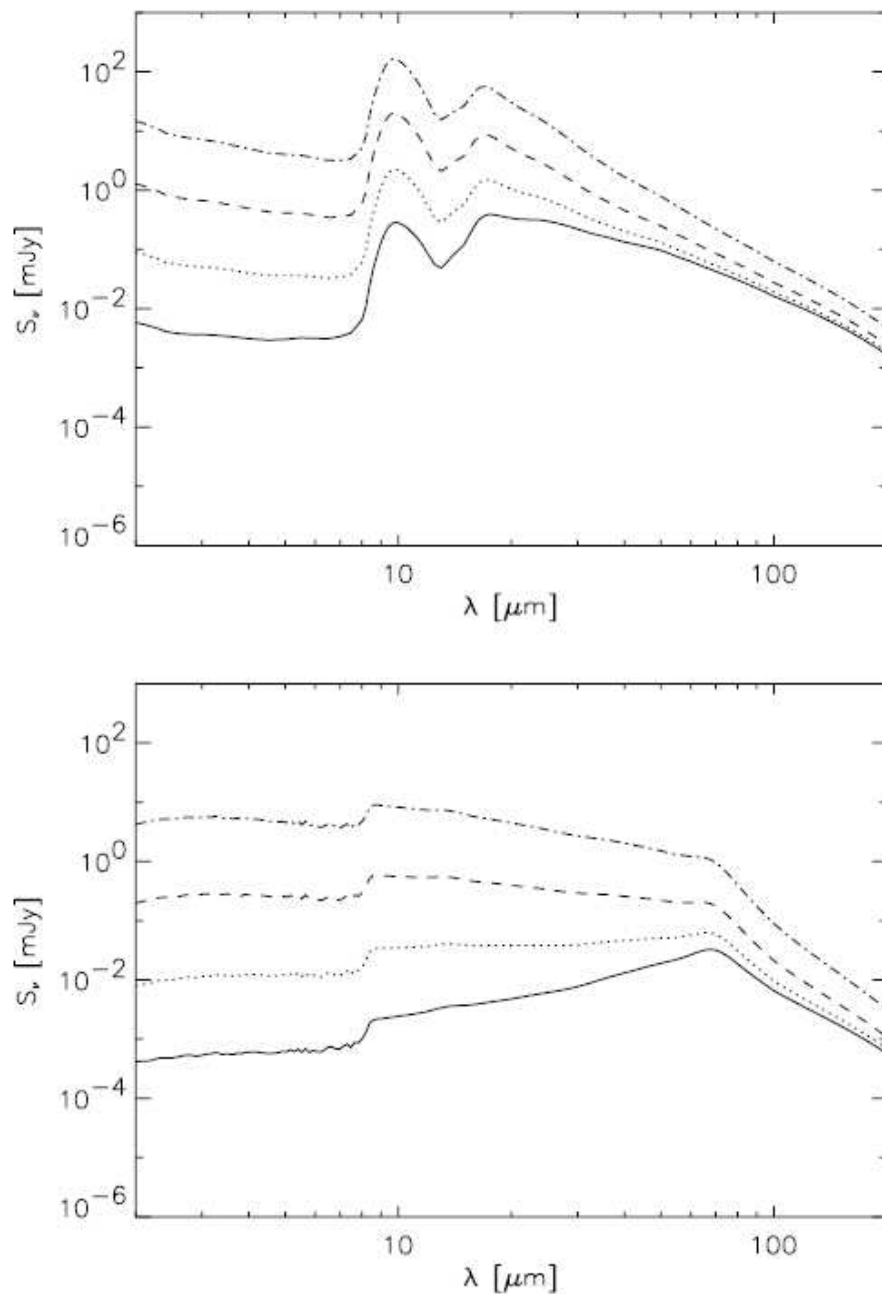


Figura 5.2: Ejemplo de modelos generados utilizando el código DDS (“Debris Disk Simulator”, Wolf & Hillenbrand 2003, 2005) para distintos valores de algunos parámetros, tomado de Wolf & Hillenbrand (2003). Se utilizan dos tamaños distintos de granos de polvo, fijando  $a_{\min} = a_{\max} = 0.1 \mu\text{m}$  y  $a_{\min} = a_{\max} = 10 \mu\text{m}$ , en los paneles superior e inferior, respectivamente. Como  $a_{\min}$  y  $a_{\max}$  determinan el tamaño máximo y mínimo de los granos de polvo, al elegir  $a_{\min} = a_{\max}$ , se está usando un único tamaño de grano. Además, en cada gráfico se muestran 4 diferentes distribuciones de densidad:  $\rho \sim r^{-a}$ ,  $a$  es el exponente de la distribución, tomando los valores  $a=1.0$ ,  $1.5$ ,  $2.0$ ,  $2.5$ , representados mediante líneas sólida, punteada, rayada, y a punto-rama, respectivamente.

2004, Kalas et al. 2005, 2006). Por otro lado, el rango de variación de la masa del disco fue de  $0-1 \cdot 10^{-6} M_{\odot}$ , a partir de las estimaciones de la literatura (Beichman et al. 2005, 2006, Bryden et al. 2006, Su et al. 2006). En cuanto a los parámetros fijos del disco, adoptamos valores representativos (Wolf & Hillenbrand 2003, Pantin et al. 1997, Molster et al. 2002a,b, Weingartner & Draine 2001), tales como la distribución de densidad ( $\rho \sim r^{-a}$ , tomando  $a=1.5$ ), tamaños máximo y mínimo de los granos de polvo ( $a_{\min} = 5.0 \mu\text{m}$ ,  $a_{\max} = 10.0 \mu\text{m}$ ), y la distribución de tamaños de los granos de polvo ( $n(r) \sim r^{-x}$ , tomando  $x= 3.0$ ). La composición química incluye silicatos (25 % olivina amorfa, 25 % piroxenos amorfos, 50 % olivina cristalina) y elementos carbonáceos (grafito y diamante con temperatura de sublimación de 800 K).

## 5.4. Incertezas en el modelado de las distribuciones espectrales de energía

En el modelado de las SEDs observadas mediante el programa DDS, existen distintas fuentes de error sobre la solución final. Por un lado, la composición química fue elegida igual para todos los discos considerados. Esta constituye una primera aproximación razonable, suponiendo que las condiciones en las cuales evolucionaron los distintos discos no difieren demasiado entre sí. A fin de estimar el error cometido, repetimos todo el modelado de las SEDs pero introduciendo hasta un 20 % de variación en la composición química, lo cual representó hasta un 15 % de diferencia en los flujos. De este modo, consideramos que los demás parámetros del disco no dependen significativamente de la composición química.

Por otro lado, a fin de disminuir el número de parámetros libres, fijamos para todos los casos la distribución de densidad ( $\rho \sim r^{-a}$ ,  $a=1.5$ ). Wolf & Hillenbrand (2003) estimaron la forma en que varía la SED al modificar este parámetro. Variando éste en un 50 %, representa hasta un 15 % de variación en las SEDs modeladas. A partir de esto, estimamos que el error cometido al fijar estos valores, es  $< 20 \%$  en la estimación de los demás parámetros, es decir,  $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$ , y masa del disco.

Imágenes directas de discos en estrellas de tipo Vega, muestran que verdaderamente los discos presentan huecos y asimetrías en su distribución de polvo. La baja densidad de puntos en la SEDs observadas hace difícil la detección de huecos. Pero además de esto, el modelo aplicado por el programa DDS se restringe a distribuciones

simétricas de polvo, con un único anillo entre un cierto radio interno y externo. Notamos que, en realidad, el anillo considerado por el modelo puede pensarse como un disco, más un “hueco” interno, que abarca desde la estrella hasta el radio interno del disco. En todo caso, éste sería el único hueco modelable por el programa.

Estimamos que la mayor incerteza corresponde a la *unicidad* de las soluciones modeladas. Esto es, existen distintas ternas de valores ( $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$ ,  $M_{\text{disco}}$ ), tal que todas reproducen los valores observados de flujo. En la Figura 5.3 presentamos 4 SEDs modeladas para la estrella HD 102647, tal que todas aproximan a los flujos observados, utilizando: (a)  $R_{\text{ext}} = 100$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.5 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (b)  $R_{\text{ext}} = 300$  AU,  $M_{\text{disco}} = 5.0 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (c)  $R_{\text{ext}} = 600$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.2 \cdot 10^{-9} M_{\odot}$ ; (d)  $R_{\text{ext}} = 1000$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.3 \cdot 10^{-8} M_{\odot}$ . En la práctica, encontramos un único valor para  $R_{\text{int}}$ , el cual está determinado por el punto de la SED en el cual comienza el exceso IR, por encima de la emisión fotosférica pura. Una aparente incerteza aparece al seguir modelando el  $R_{\text{ext}}$  y la masa del disco, ya que podemos elegir sucesivamente valores cada vez mayores de  $R_{\text{ext}}$  y de la masa del disco, tal que todos reproducen la SED observada (ver Figura 5.3). Luego, sólo es posible estimar  $M_{\text{disco}}$  y  $R_{\text{ext}}$  “mínimos” para los discos de las estrellas tipo Vega, los cuales podemos tomar como valores límite representativos.

## 5.5. Parámetros obtenidos para los discos de polvo

Las Figuras 5.4 hasta 5.15 muestran las 48 SEDs modeladas, cuyos flujos han sido reproducidos mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. En la Tabla 5.4 presentamos los valores de radio interno, radio externo mínimo y masa mínima de los discos de polvo, obtenidos para cada una de las estrellas de tipo Vega.

En la Figura 5.18 presentamos las distribuciones de masa mínima del disco, radio interno y radio externo mínimo, para toda la muestra. La distribución de masa es relativamente regular, levemente asimétrica y con un único máximo. Por otro lado, la distribución de radios internos es más bien irregular, con un máximo notable entre 0 y 10 AU. La distribución de radios externos pareciera presentar dos máximos, centrados en 140 y 190 AU. Suponemos que estos valores están dados por la historia

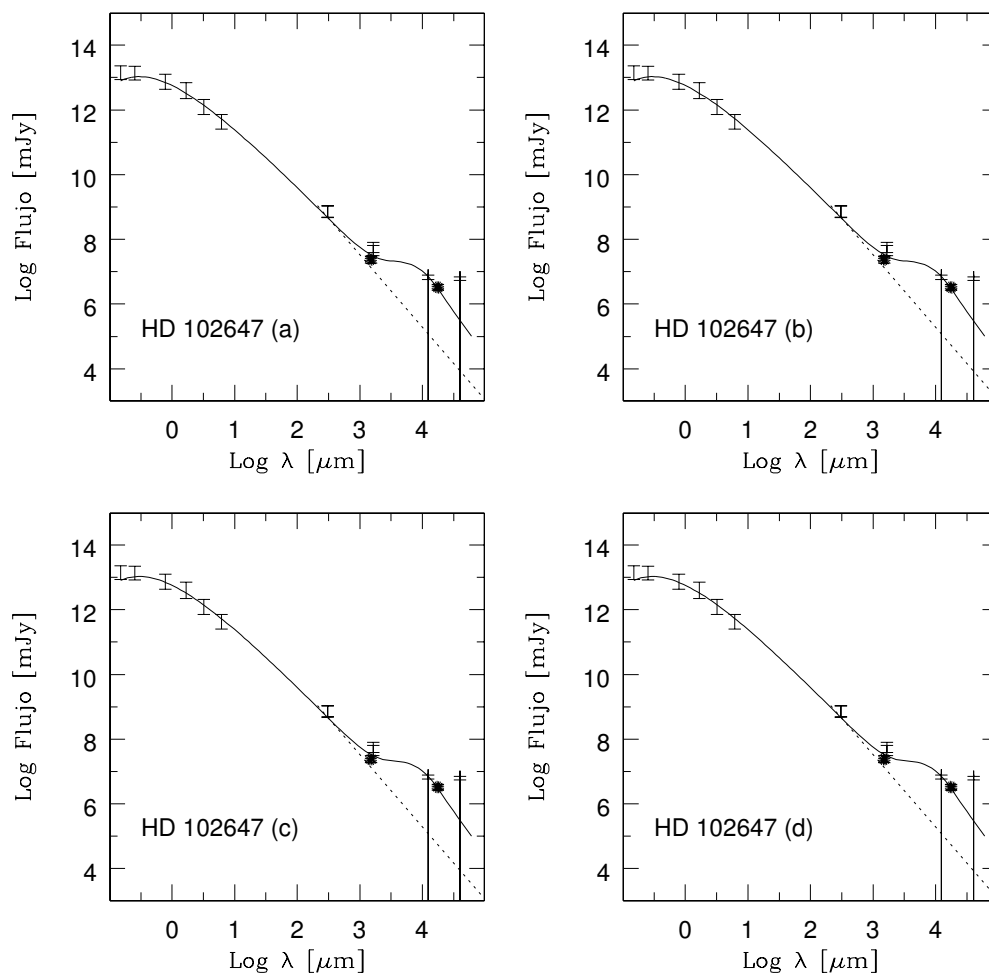


Figura 5.3: SEDs modeladas con el programa DDS para la estrella HD 102647, tal que todas reproducen los flujos observados, utilizando: (a)  $R_{\text{ext}} = 100$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.5 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (b)  $R_{\text{ext}} = 300$  AU,  $M_{\text{disco}} = 5.0 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (c)  $R_{\text{ext}} = 600$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.2 \cdot 10^{-9} M_{\odot}$ ; (d)  $R_{\text{ext}} = 1000$  AU,  $M_{\text{disco}} = 1.3 \cdot 10^{-8} M_{\odot}$ . Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

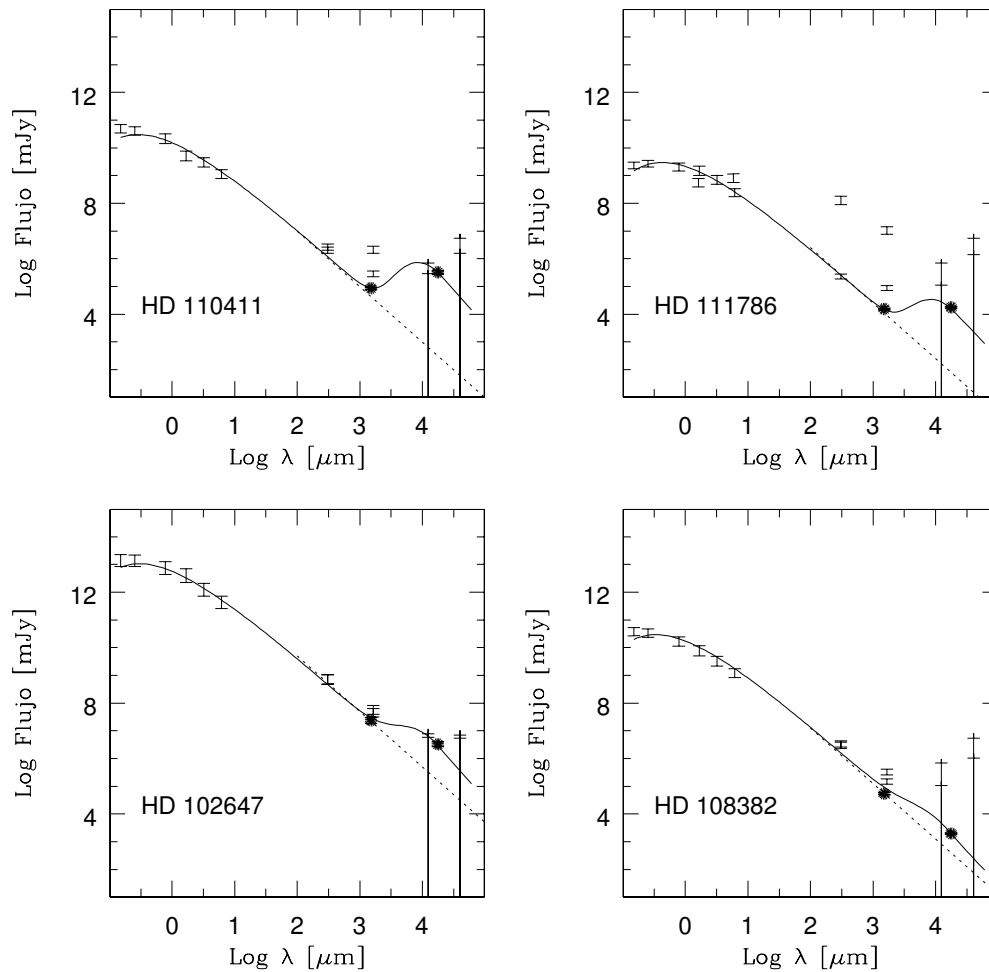


Figura 5.4: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).



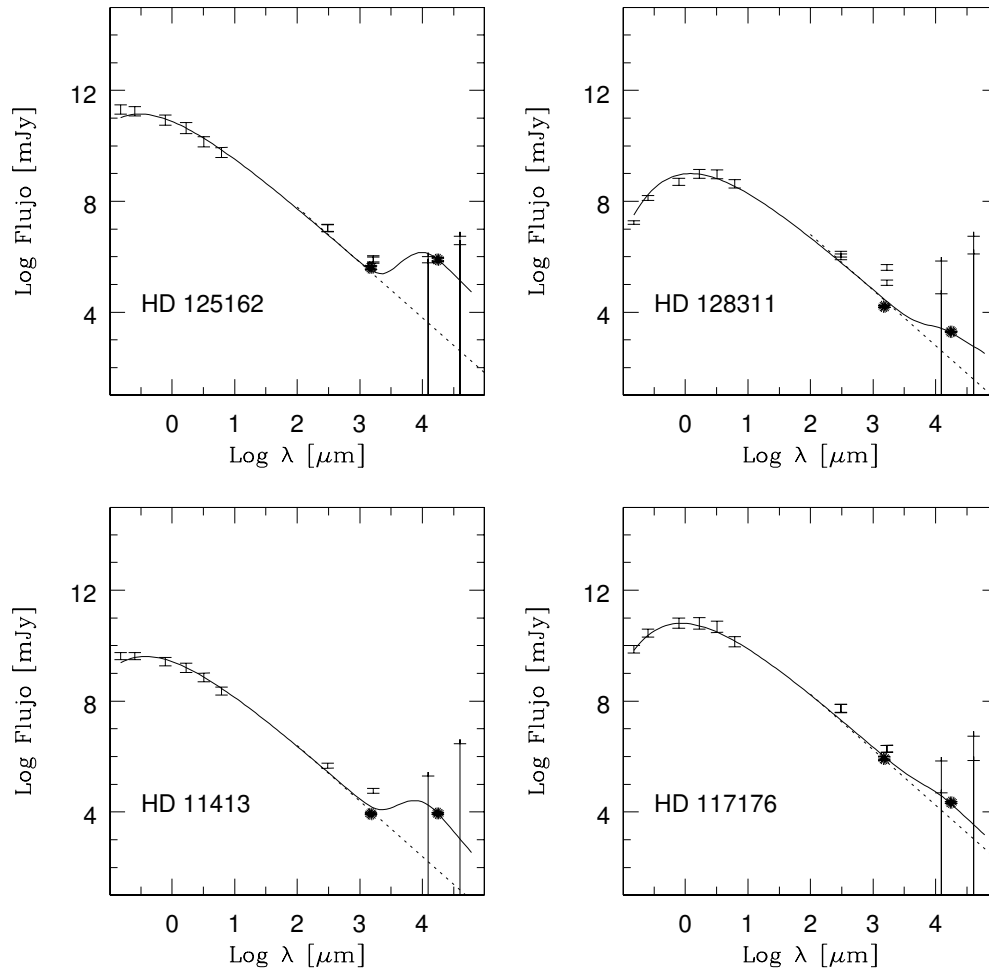


Figura 5.5: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

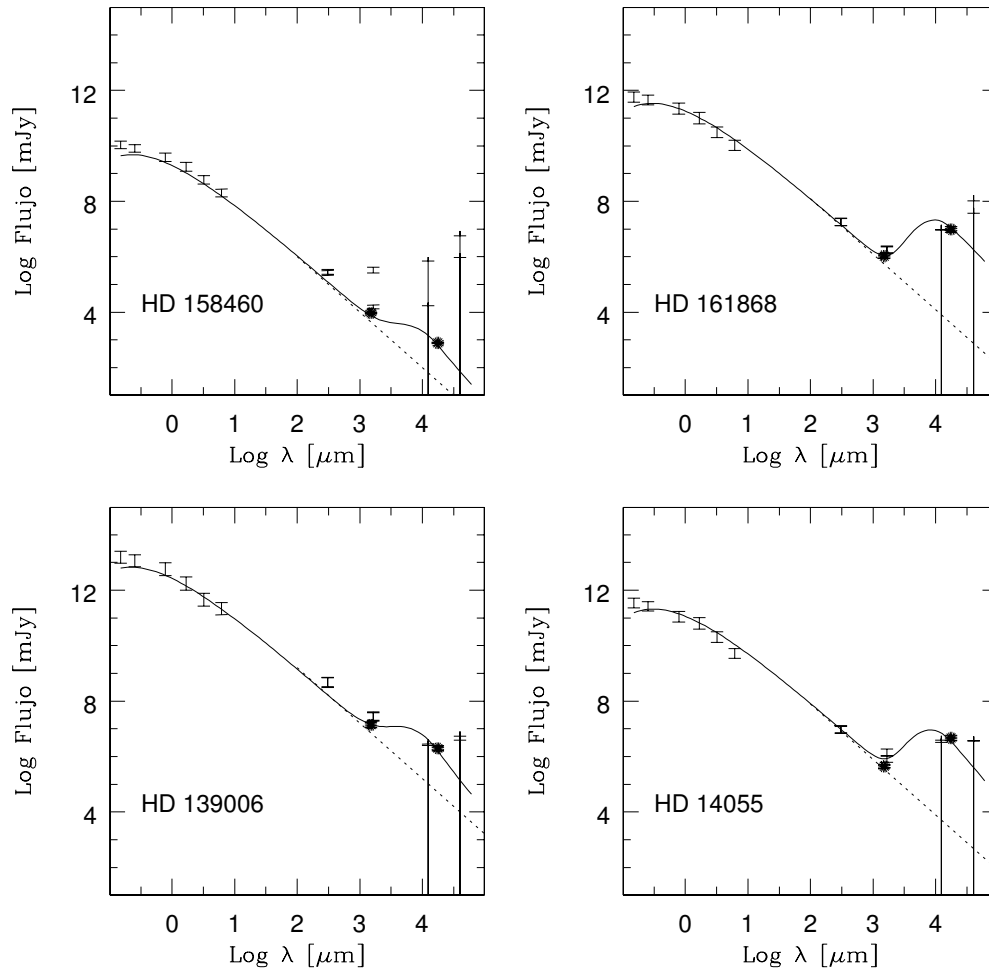


Figura 5.6: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

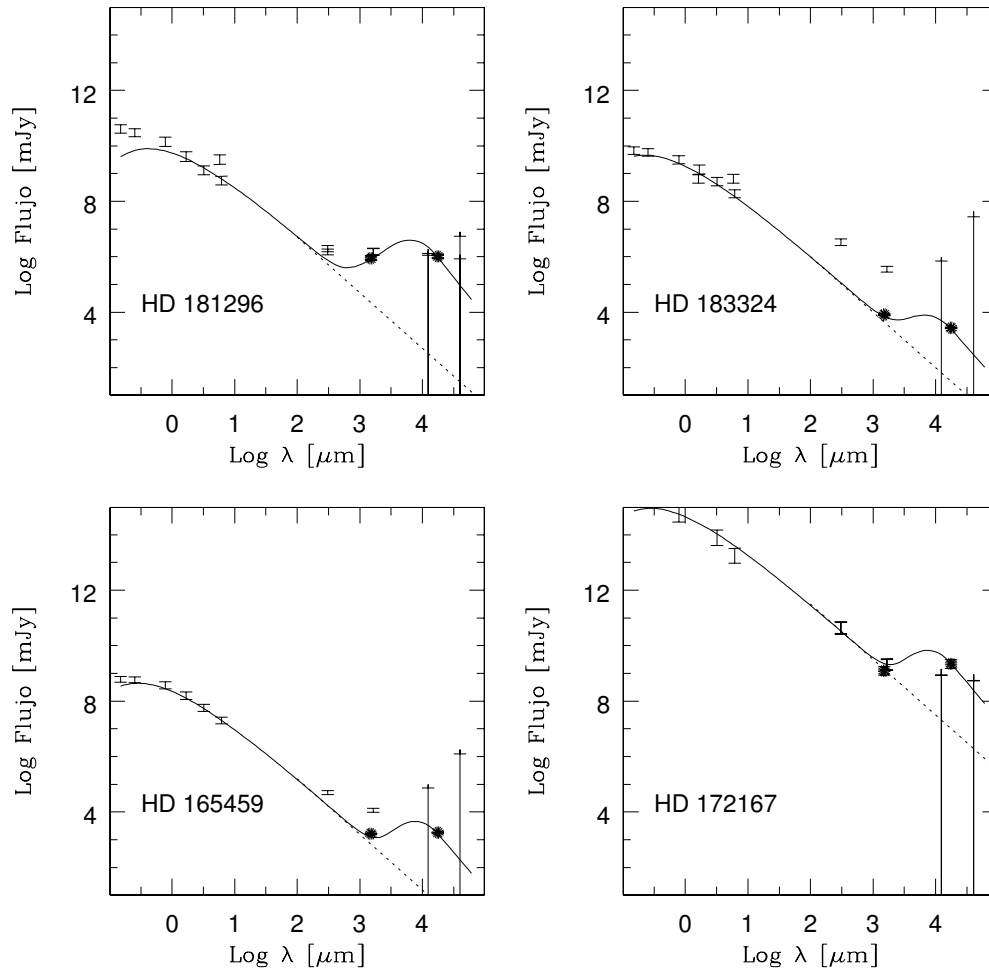


Figura 5.7: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

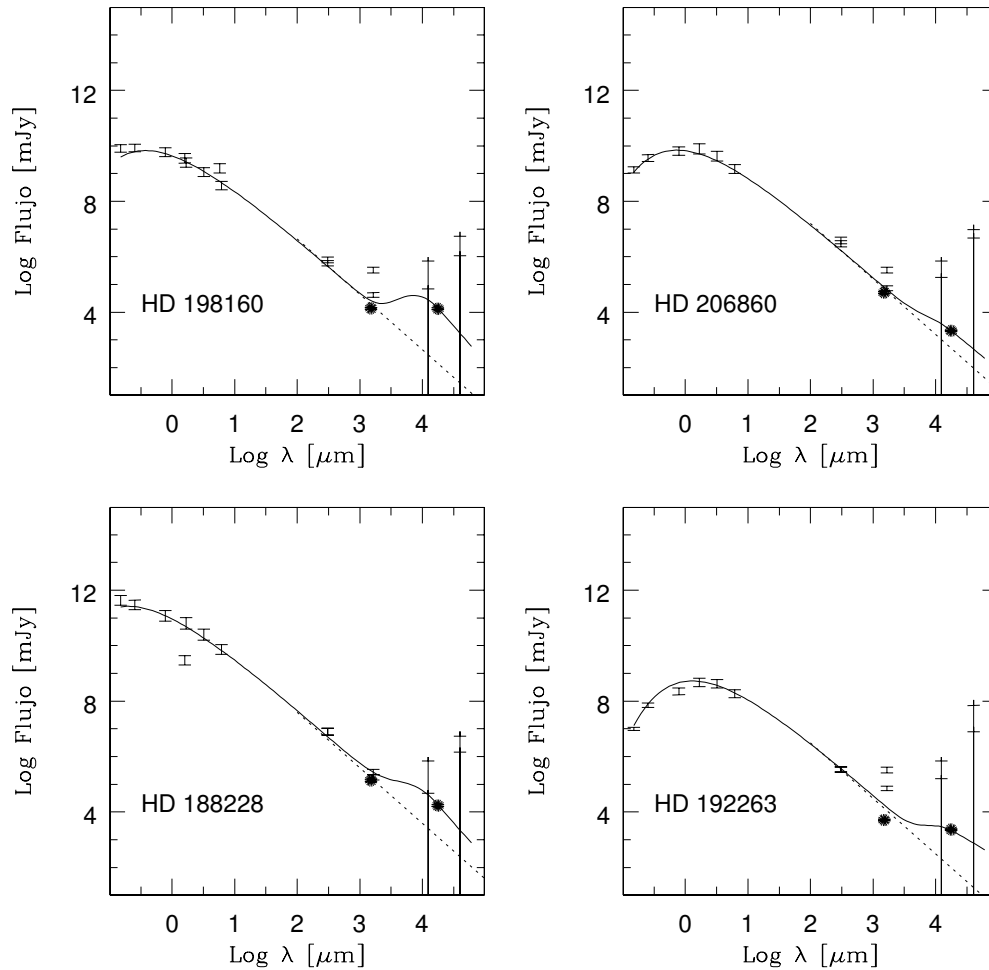


Figura 5.8: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

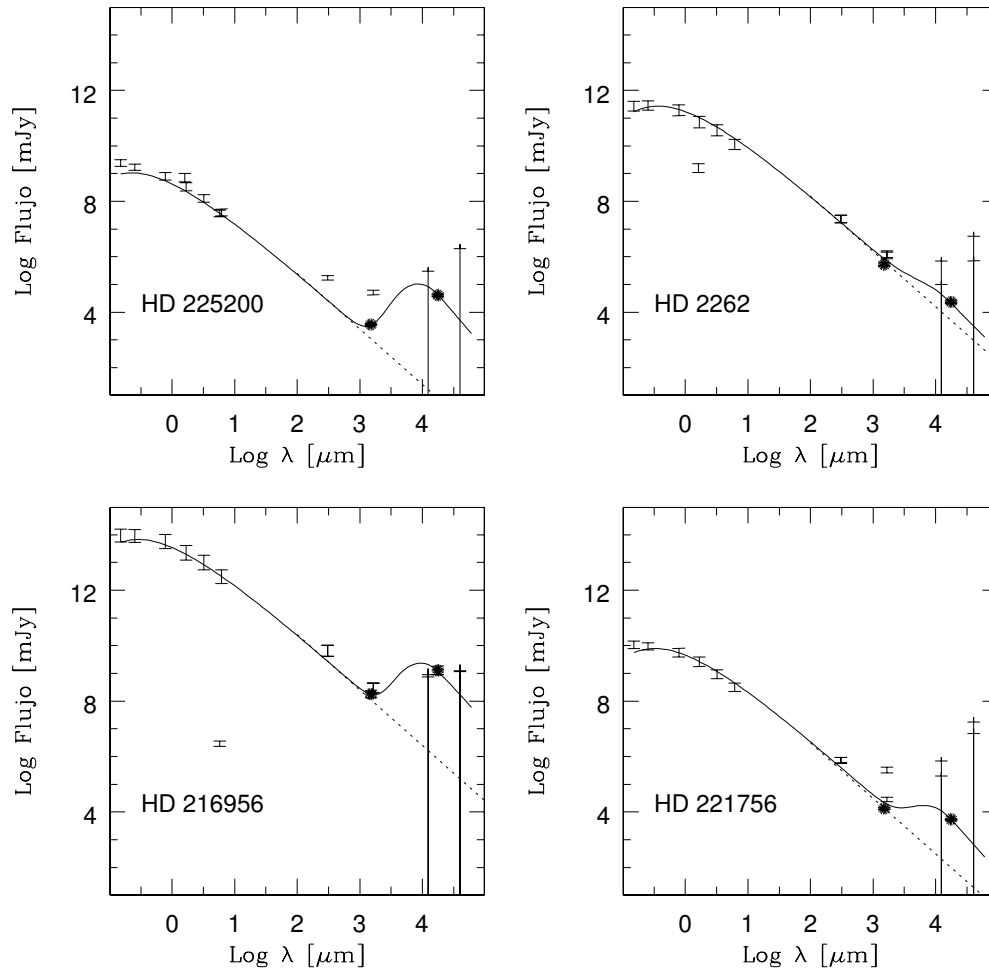


Figura 5.9: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

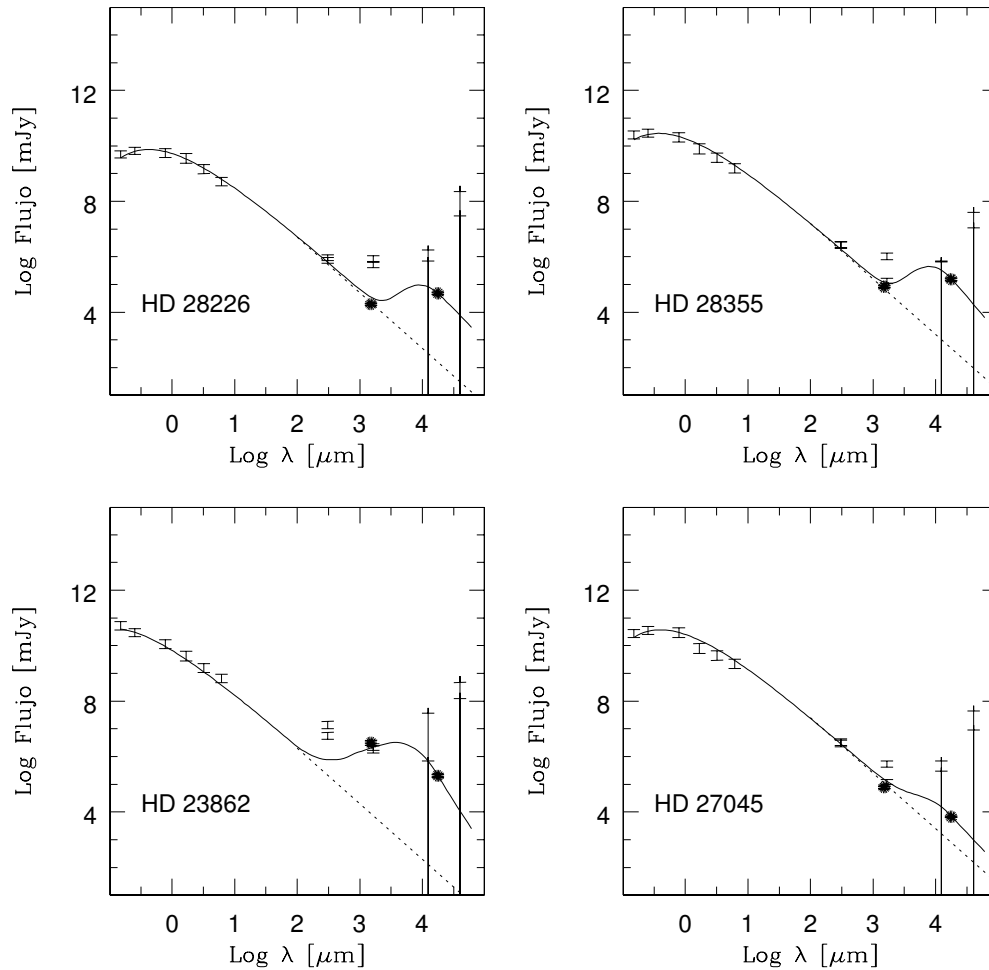


Figura 5.10: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

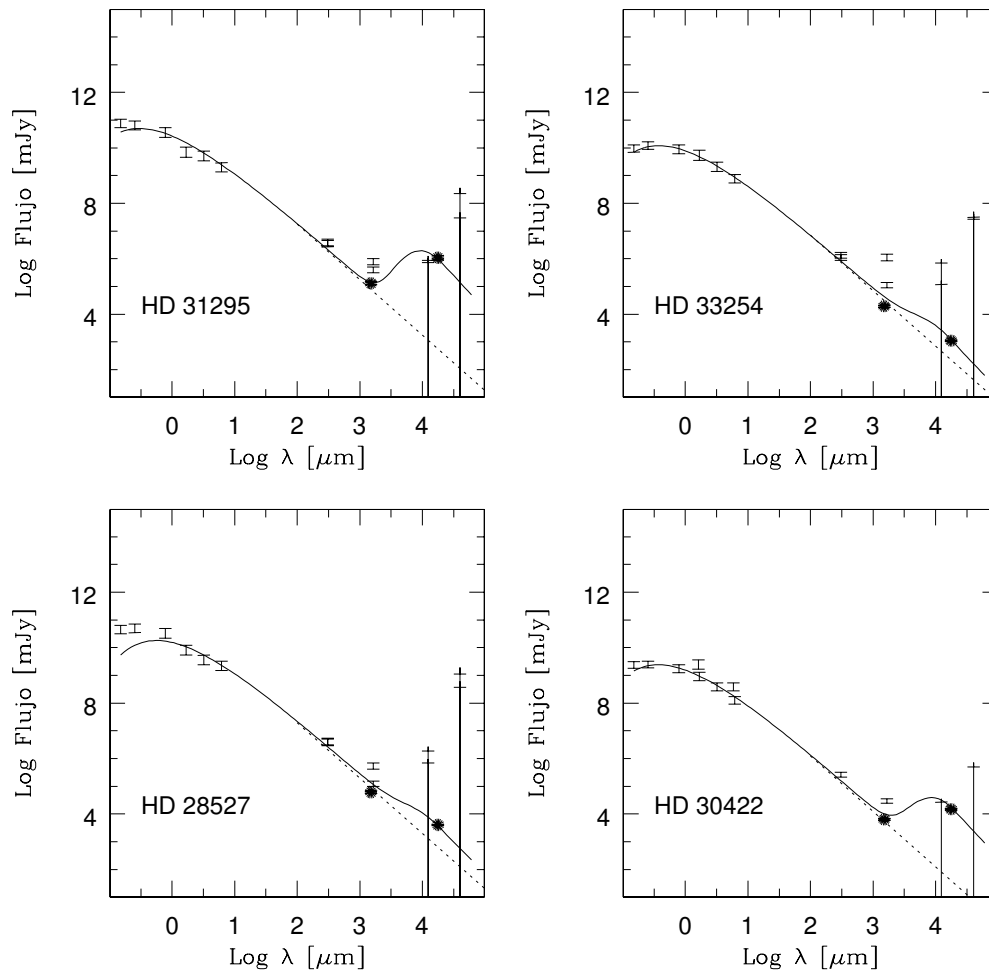


Figura 5.11: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

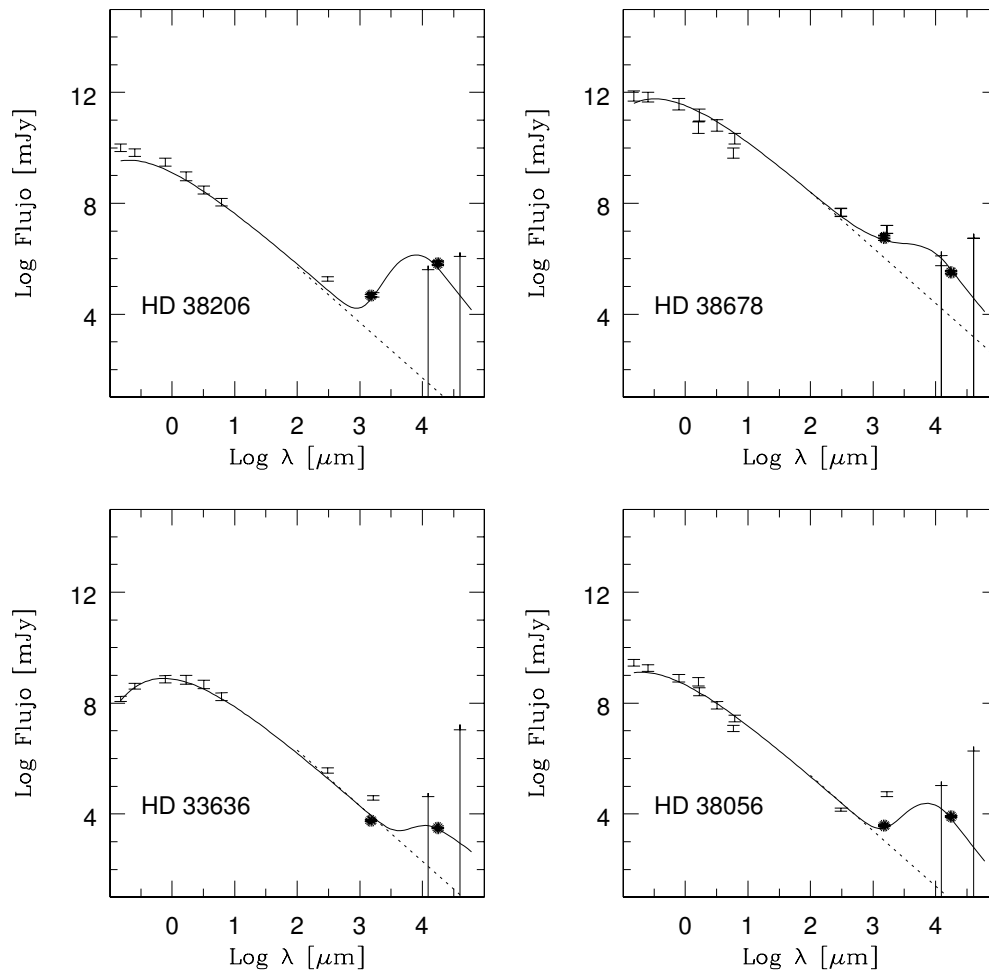


Figura 5.12: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).



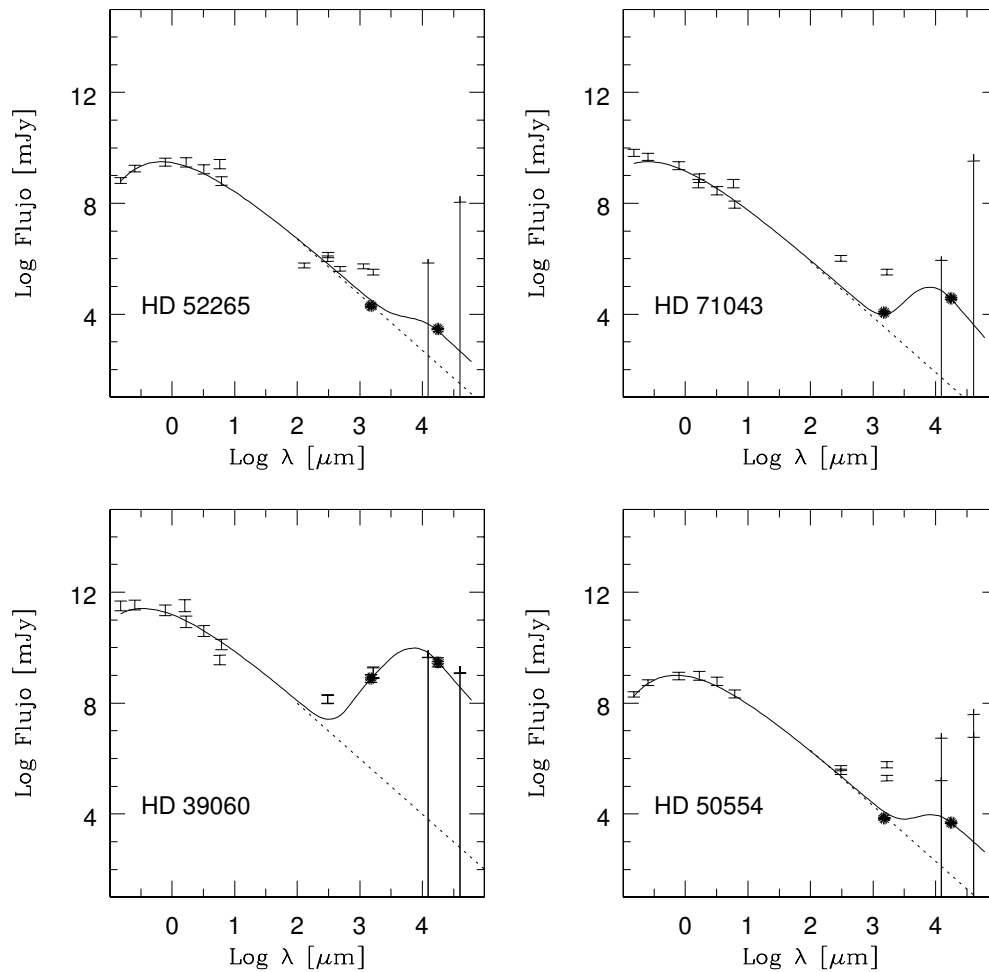


Figura 5.13: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

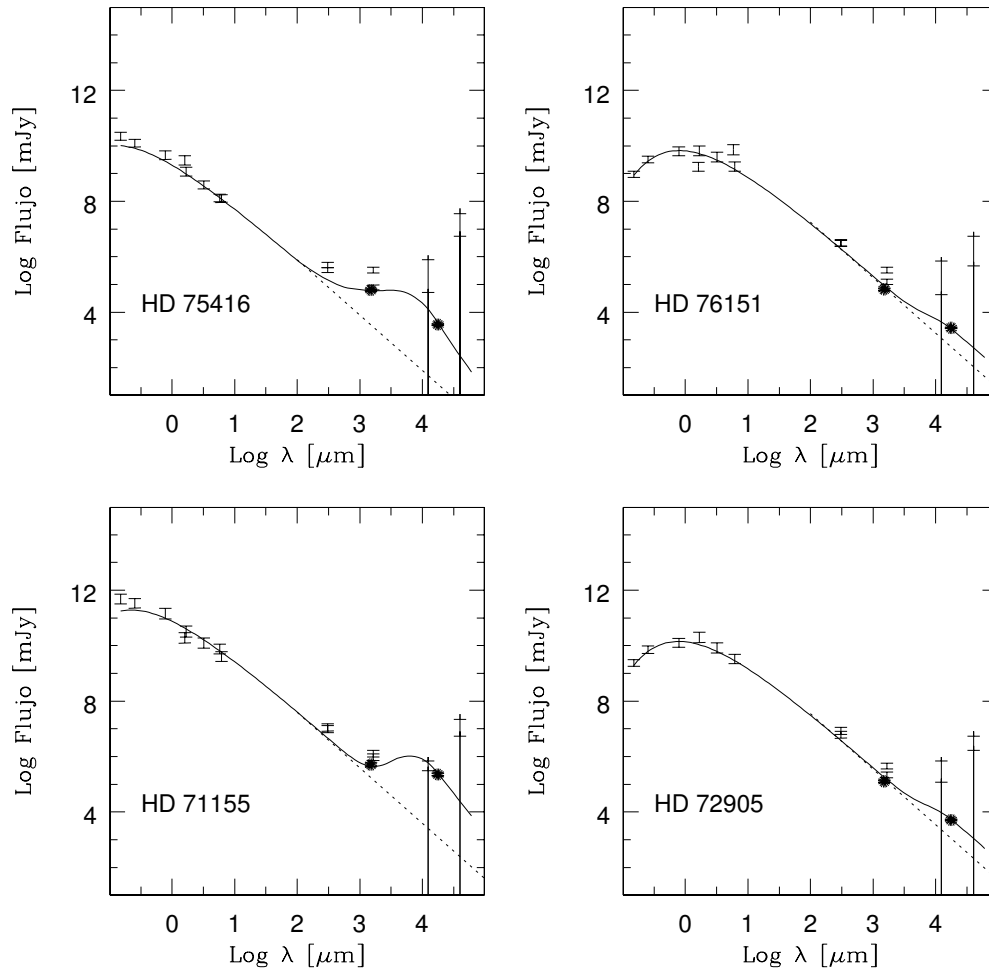


Figura 5.14: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

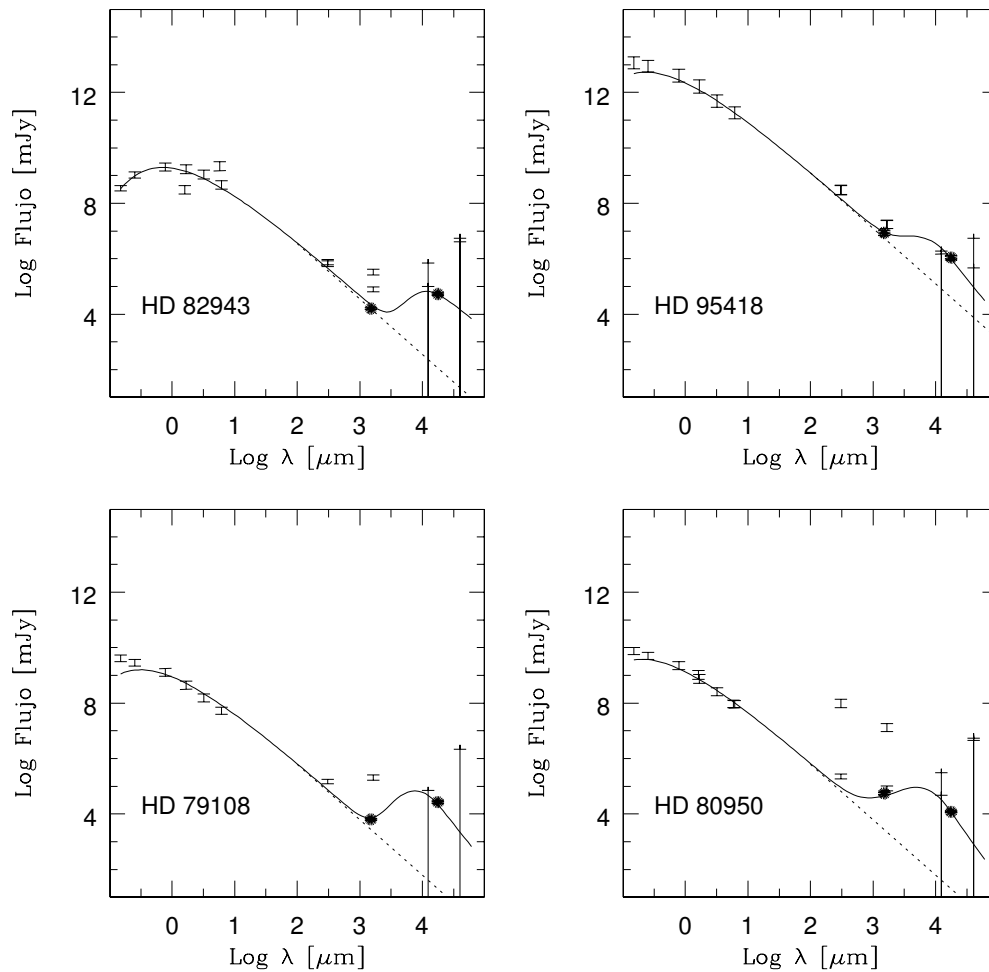


Figura 5.15: SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

Tabla 5.2: Radio interno, radio externo mínimo y masa mínima de los discos de polvo, obtenidos para las estrellas de tipo Vega, modelados con el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003)

	$R_{\text{int}}$ [AU]	$R_{\text{ext}}$ [AU]	$M_{\text{disco}}$ [ $M_{\odot}$ ]	Log $M_{\text{disco}}$ [dex]	$M_{\text{disco}}$ [ $M_{\text{Luna}}$ ]
HD 102647	10	182	$2.80 \cdot 10^{-10}$	-9.55	0.28
HD 108382	10	157	$1.50 \cdot 10^{-10}$	-9.82	0.15
HD 110411	40	152	$2.10 \cdot 10^{-09}$	-8.68	2.10
HD 111786	30	205	$2.00 \cdot 10^{-09}$	-8.70	2.00
HD 11413	60	106	$1.10 \cdot 10^{-09}$	-8.96	1.10
HD 117176	10	140	$9.50 \cdot 10^{-11}$	-10.02	0.10
HD 125162	80	200	$3.20 \cdot 10^{-09}$	-8.49	3.20
HD 128311	10	222	$5.20 \cdot 10^{-10}$	-9.28	0.52
HD 139006	22	127	$3.50 \cdot 10^{-10}$	-9.46	0.35
HD 14055	60	165	$4.40 \cdot 10^{-09}$	-8.36	4.40
HD 158460	25	212	$4.00 \cdot 10^{-10}$	-9.40	0.40
HD 161868	60	300	$1.00 \cdot 10^{-08}$	-8.00	10.00
HD 165459	30	122	$9.00 \cdot 10^{-10}$	-9.05	0.90
HD 172167	70	200	$2.70 \cdot 10^{-09}$	-8.57	2.70
HD 181296	6	150	$4.00 \cdot 10^{-09}$	-8.40	4.00
HD 183324	25	175	$4.80 \cdot 10^{-10}$	-9.32	0.48
HD 188228	15	186	$1.70 \cdot 10^{-10}$	-9.77	0.17
HD 192263	10	220	$9.00 \cdot 10^{-10}$	-9.05	0.90
HD 198160	45	171	$1.50 \cdot 10^{-09}$	-8.82	1.50
HD 206860	10	208	$1.50 \cdot 10^{-10}$	-9.82	0.15
HD 216956	70	150	$3.70 \cdot 10^{-09}$	-8.43	3.70
HD 221756	40	195	$9.00 \cdot 10^{-10}$	-9.05	0.90
HD 225200	80	200	$9.00 \cdot 10^{-09}$	-8.05	9.00
HD 2262	10	185	$1.00 \cdot 10^{-10}$	-10.00	0.10
HD 23862	10	147	$2.50 \cdot 10^{-09}$	-8.60	2.50
HD 27045	10	130	$1.20 \cdot 10^{-10}$	-9.92	0.12
HD 28226	40	185	$2.20 \cdot 10^{-09}$	-8.66	2.20
HD 28355	50	136	$2.00 \cdot 10^{-09}$	-8.70	2.00
HD 28527	10	195	$2.00 \cdot 10^{-10}$	-9.70	0.20
HD 30422	30	165	$1.70 \cdot 10^{-09}$	-8.77	1.70
HD 31295	70	149	$3.90 \cdot 10^{-09}$	-8.41	3.90
HD 33254	10	138	$1.00 \cdot 10^{-10}$	-10.00	0.10
HD 33636	30	137	$8.00 \cdot 10^{-10}$	-9.10	0.80

Tabla 5.4: Continuación

	$R_{\text{int}}$	$R_{\text{ext}}$	$M_{\text{disco}}$	$\text{Log } M_{\text{disco}}$	$M_{\text{disco}}$
	[AU]	[AU]	$[M_{\odot}]$	[dex]	$[M_{\text{Luna}}]$
HD 38056	60	150	$2.50 \cdot 10^{-09}$	-8.60	2.50
HD 38206	40	126	$5.60 \cdot 10^{-09}$	-8.25	5.60
HD 38678	2	137	$3.00 \cdot 10^{-10}$	-9.52	0.30
HD 39060	7	216	$4.00 \cdot 10^{-08}$	-7.40	40.00
HD 50554	10	157	$7.00 \cdot 10^{-10}$	-9.15	0.70
HD 52265	10	153	$2.50 \cdot 10^{-10}$	-9.60	0.25
HD 71043	40	172	$2.70 \cdot 10^{-09}$	-8.57	2.70
HD 71155	30	152	$9.00 \cdot 10^{-10}$	-9.05	0.90
HD 72905	10	126	$9.00 \cdot 10^{-11}$	-10.05	0.09
HD 75416	3	122	$3.60 \cdot 10^{-10}$	-9.44	0.36
HD 76151	10	137	$9.60 \cdot 10^{-11}$	-10.02	0.10
HD 79108	80	101	$3.40 \cdot 10^{-09}$	-8.47	3.40
HD 80950	7	114	$6.80 \cdot 10^{-10}$	-9.17	0.68
HD 82943	30	142	$2.30 \cdot 10^{-09}$	-8.64	2.30
HD 95418	40	115	$3.45 \cdot 10^{-10}$	-9.46	0.35

de formación de los planetesimales, sus colisiones, y posteriormente por la probable presencia de exoplanetas inmersos en el disco de polvo.

En la Figura 5.18, las flechas muestran la posición correspondiente a estrellas de tipo Vega, que además poseen un exoplaneta Doppler detectado. Las SEDs correspondientes a estas estrellas se muestran en la Figura 5.16. Los valores de las medianas se presentan en la Tabla 5.5. Vemos que las distribuciones de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo de los discos, son relativamente “robustas” bajo la presencia de un exoplaneta, es decir, son similares con o sin un exoplaneta Doppler. Estos valores concuerdan con los resultados de Moro-Martín et al. (2007), quienes encuentran que no hay una correlación positiva entre los parámetros (ni la frecuencia) de los discos de tipo Vega y exoplanetas gigantes.

La independencia entre los parámetros de los discos y la presencia de planetas, podría sugerir que estos últimos no son requeridos para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. Por un lado, existe evidencia observacional que apoyaría este hecho (Moro-Martín et al. 2007). Por otro lado, esto está de acuerdo con el modelo de cascada colisional de Kenyon & Bromley (2005). En este modelo, planetesimales de 100-1000 km de diámetro a distancias de 3-5 AU, podrían ser observados en IR medio como cúmulos o anillos de polvo, debido a sus colisiones mutuas. Sin embargo, éste no puede ser el único mecanismo de producción de polvo, ya que de acuerdo a este modelo, se esperaría una relación entre la temperatura del polvo y la edad, lo cual no es observado (Najita & Williams 2005).

Un análisis importante, fue la búsqueda de relaciones entre los parámetros de los discos ( $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$  y  $M_{\text{disco}}$ ), y los parámetros de la fuente estelar, tales como  $T_{\text{eff}}$ , edad, metalicidad, masa y  $v \sin i$ . Por ejemplo, la comparación de las propiedades de los discos con la  $T_{\text{eff}}$  permite estudiar variaciones con respecto al tipo espectral de la fuente, y de  $v \sin i$  con respecto a la rotación de la misma. La metalicidad es otro parámetro importante, particularmente para el caso de las estrellas con exoplanetas. En general no encontramos relaciones significativas. En la Figura 5.17 mostramos dos correlaciones de ejemplo,  $M_{\text{disco}}$  mínima vs. metalicidad y  $M_{\text{disco}}$  mínima vs.  $T_{\text{eff}}$ . Los círculos vacíos corresponden a las estrellas de tipo Vega, que además tienen un exoplaneta Doppler detectado. Vemos que no hay fuertes dependencias de  $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$  mínimo, o  $M_{\text{disco}}$  mínimo, con el tipo espectral de la fuente. De nuevo, esto indicaría que los discos circunestelares de polvo ocurren en estrellas de muy diferentes características físicas, y que los discos mismos serían relativamente independientes de la

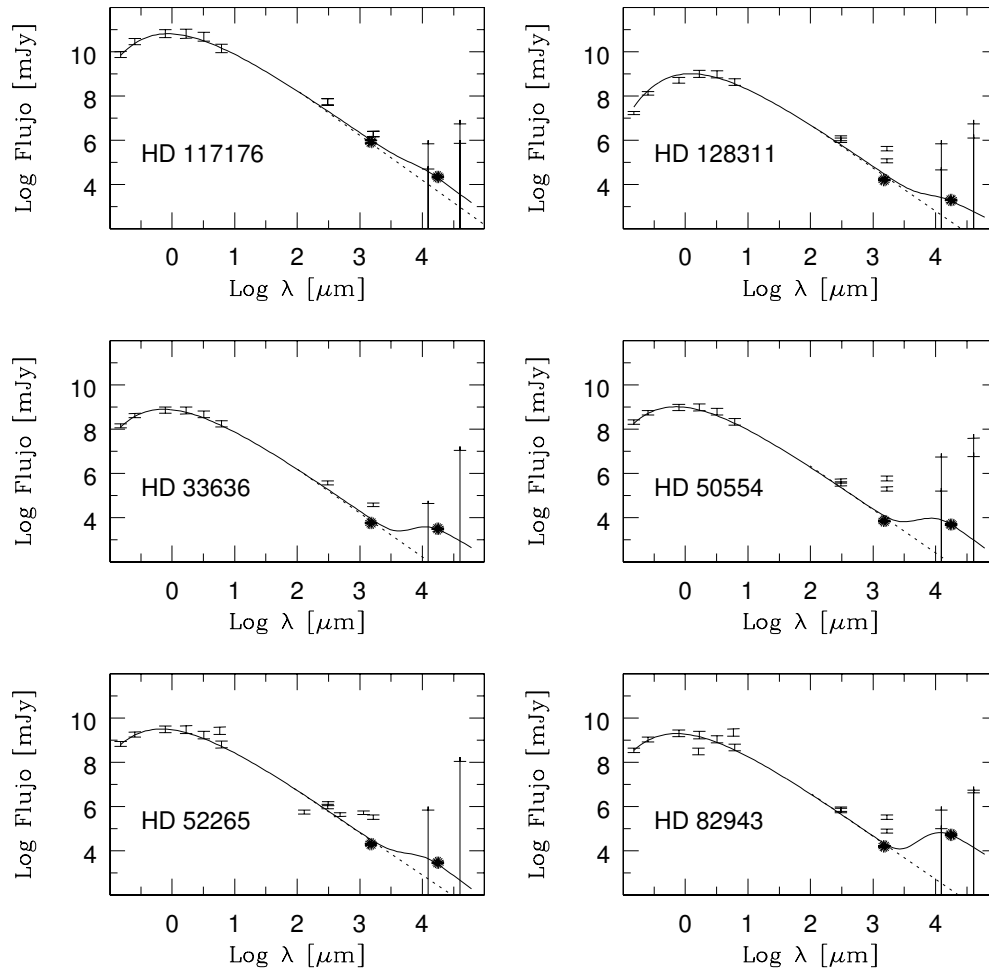


Figura 5.16: SEDs de 6 estrellas tipo Vega que además poseen un exoplaneta. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).

fuentes estelares.

Otra forma de estudiar la posible influencia de un exoplaneta sobre los discos de polvo, consiste en comparar parámetros del exoplaneta mismo (tales como el semieje mayor  $a$ , excentricidad  $e$  y masa mínima del exoplaneta  $m \sin i$ ), con respecto a los parámetros del disco ( $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$  mínimo,  $M_{\text{disco}}$  mínimo). En la Tabla 5.6 presentamos los valores correspondientes a los objetos que presentan simultáneamente un planeta y un disco de polvo. Notar que un par de estrellas (HD 128311 y HD 82943), son sistemas múltiples, es decir tienen dos exoplanetas Doppler detectados, mientras que las demás estrellas tienen sólo uno. Al comparar los radios internos de los discos  $R_{\text{int}}$ , con los semiejes mayores de los exoplanetas  $a$ , encontramos en todos los casos que  $a < R_{\text{int}}$ . Esto podría deberse a un barrido de la zona interna del disco por un exoplaneta, siendo éste entonces quien determina el valor de  $R_{\text{int}}$  (Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006, Trilling et al. 2007). Sin embargo, esta hipótesis es difícil de evaluar, ya que sólo el 2% de las estrellas de tipo Vega presentan polvo en  $r < 10$  AU (Wyatt et al. 2007), es decir, donde esperamos que se formen los exoplanetas. En la Figura 5.18 ya mostramos que, estadísticamente, no parece haber variación de  $R_{\text{int}}$  bajo la presencia de un exoplaneta.

La excentricidad de las órbitas planetarias es también otro parámetro a considerar. Tres exoplanetas mostrados en la Tabla 5.6, presentan órbitas de relativamente alta excentricidad (HD 117176, HD 33636 y HD 50554). Esto implicaría que los discos de polvo persisten incluso bajo la presencia de exoplanetas con órbitas elípticas.

Notamos también que la frecuencia de sistemas con exoplanetas múltiples, entre las estrellas de tipo Vega, es del 33% (2/6). Por otro lado, la frecuencia de sistemas múltiples entre las estrellas con exoplanetas, es del 11% (25/219). Pareciera que son más frecuentes los sistemas múltiples en las estrellas de tipo Vega, que entre las estrellas sin excesos IR. Sin embargo, esto se basa en muy pocos valores, por lo cual tiene poco peso estadístico y consiste solamente de una tendencia inicial.

## 5.6. Resumen y discusión del presente Capítulo

Compilamos las magnitudes ópticas e IR de una muestra de estrellas de tipo Vega, para luego utilizar calibraciones de la literatura y transformar las magnitudes a flu-



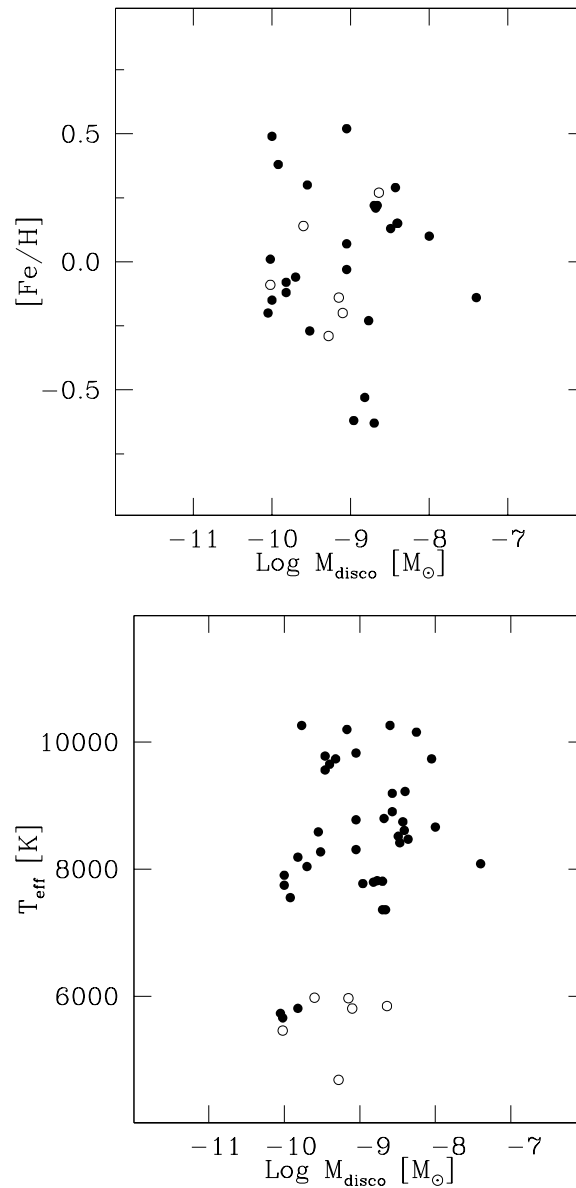


Figura 5.17:  $M_{\text{disco}}$  mínima vs. metalicidad y  $M_{\text{disco}}$  mínima vs.  $T_{\text{eff}}$ , para una muestra de discos de estrellas de tipo Vega, modelada mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003). Los círculos vacíos muestran la posición de estrellas de tipo Vega, que además poseen un exoplaneta Doppler.

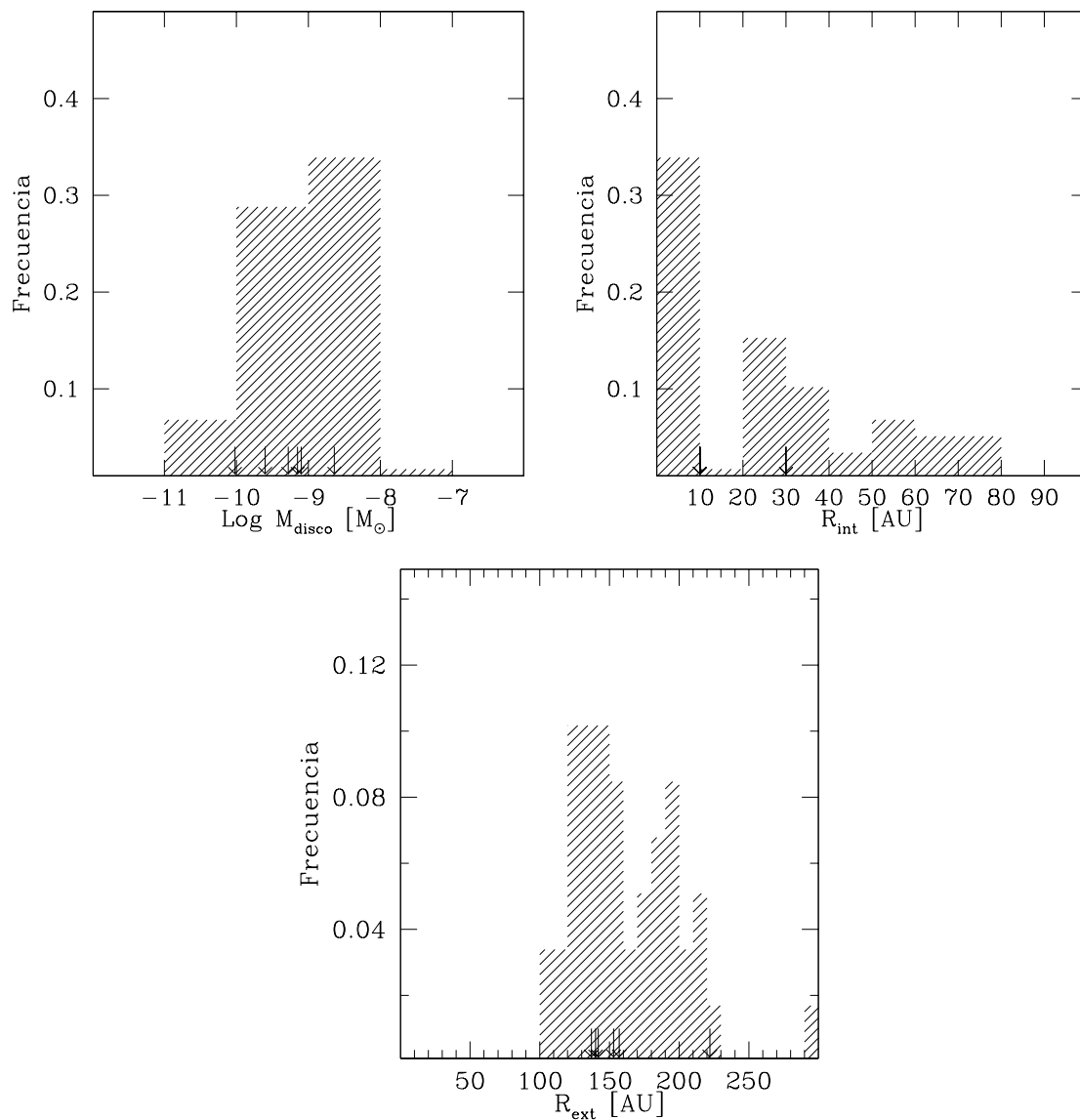


Figura 5.18: Distribución de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo, de una muestra de discos de estrellas de tipo Vega, modelada mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003). Las flechas muestran la posición de estrellas de tipo Vega, que además poseen un exoplaneta Doppler.

Tabla 5.5: Medianas de la masa mínima, radio interno y externo mínimo, de los discos de polvo modelados con el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003)

Estrellas	$R_{\text{int}}$ [AU]	$R_{\text{ext}}$ [AU]	$\text{Log } M_{\text{disco}}$ [ $M_{\odot}$ ]	N
Tipo Vega	30	155	$9.8 \cdot 10^{-10}$	40
Tipo Vega con exoplaneta	10	147	$6.1 \cdot 10^{-10}$	6

Tabla 5.6: Estrellas de tipo Vega que poseen un exoplaneta. Comparación de parámetros de sus discos de polvo ( $R_{\text{int}}$ ,  $R_{\text{ext}}$  mínimo,  $M_{\text{disco}}$  mínimo) modelados con el programa DDS, con respecto a los parámetros de los exoplanetas Doppler correspondientes (a, e, m sen  $i$ )

Estrella	$R_{\text{int}}$ [AU]	$R_{\text{ext}}$ [AU]	$\text{Log } M_{\text{disco}}$ [ $M_{\odot}$ ]	e	m sen $i$ [ $M_{\text{Jup}}$ ]	a [AU]
HD 117176	10	140	-10.02	0.40	7.49	0.48
HD 128311	10	222	-9.28	0.25	2.19	1.10
				0.17	3.22	1.76
HD 33636	30	137	-9.10	0.48	9.28	3.27
HD 50554	10	157	-9.15	0.44	4.38	2.28
HD 52265	10	153	-9.60	0.33	1.09	0.50
HD 82943	30	142	-8.64	0.39	1.81	0.75
				0.02	1.74	1.19

jos. Con estos valores, construimos las distribuciones espectrales energía observadas de estos objetos. Las SEDs fueron modeladas mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003, 2005), el cual nos permitió determinar los parámetros de los discos de polvo, tal que reproducen a las SEDs observadas.

Las distribuciones de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo de los discos en las estrellas de tipo Vega, son relativamente robustas bajo la presencia de un exoplaneta, como podemos ver en la Figura 5.18. Esto significa que existe una independencia, o anticorrelación, entre los parámetros que describen a los discos de polvo y la presencia de planetas. Esta independencia entre los parámetros podría sugerir que estos últimos no son requeridos para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. Las metalicidades  $\sim$  solares obtenidas en el Capítulo 4 para las estrellas de tipo Vega, también están de acuerdo con el resultado anterior. Los exoplanetas ocurren preferentemente (aunque no exclusivamente) en estrellas ricas en metales, mientras que las estrellas de tipo Vega no parecen requerir altos valores de metalicidad.

Todas las estrellas de tipo Vega con un exoplaneta presentan a  $< R_{\text{int}}$ . Esto ha sido interpretado en la literatura (Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006), como un probable barrido de la zona interna del disco por un exoplaneta. Sin embargo, esta hipótesis resulta difícil de comprobar, ya que sólo el 2% de las estrellas de tipo Vega presentan polvo en la región  $r < 10$  AU (Wyatt et al. 2006). Por otro lado, pareciera que son más frecuentes los sistemas múltiples en las estrellas de tipo Vega (33%), que entre estrellas sin excesos IR (11%), aunque este resultado se basa en muestras muy pequeñas hasta el momento. Finalmente, vimos que los discos circunestelares de polvo ocurren en estrellas de muy diferentes características físicas, y que los discos mismos son relativamente independientes de los parámetros de la fuente estelar. Esto indicaría que el fenómeno Vega podría ser relativamente común entre distintas clases de estrellas de la vecindad solar.

### 5.6.1. Analogía con el Cinturón de Kuiper

En el caso de nuestro Sistema Solar, en 1943 Kenneth Edgeworth realizó la sugerencia de que podría existir material primordial, más allá de la órbita de Neptuno, el cual estaría demasiado alejado como para condensarse en planetas. Sin embargo, esta región sí podría estar habitada por un conjunto de objetos menores, alguno de

los cuales podría convertirse ocasionalmente en un cometa al visitar al Sol. Luego, en 1951, Gerard Kuiper especuló con la posibilidad de que estos objetos pudieran encontrarse en un disco. Actualmente, se conocen dos cinturones de objetos, que forman los llamados “Cinturón de Asteroides” y “Cinturón de Kuiper”. Por un lado, el Cinturón de Asteroides (que se encuentra entre las órbitas de Marte y Júpiter), es observado a través de la llamada luz zodiacal, que consiste en un efecto de dispersión de la radiación solar. Por otro lado, el llamado Cinturón de Kuiper se ubica más allá de la órbita de Neptuno, y su polvo es inobservable hasta el momento (Bottke et al. 2005, Stern & Colwell 1997).

El Cinturón de Kuiper, o también llamado Cinturón de Edgeworth-Kuiper, está compuesto principalmente por  $\sim 800$  objetos rocosos y metálicos, similares a los asteroides, llamados “KBOs” (Kuiper Belt Objects). En la Figura 5.19, mostramos la ubicación relativa del Cinturón, con respecto a otros objetos del Sistema Solar. Los puntos muestran la posición de los KBOs conocidos. Se cree que es el principal repositorio de los cometas periódicos, con períodos de  $\sim 200$  años. Los objetos presentan inclinaciones de varios grados fuera de la eclíptica, por lo cual la imagen sería la de un toro, o bien un disco muy grueso. El Cinturón “clásico” se encuentra entre 42 y 48 AU, aunque otros objetos llegan a orbitar entre 30 y 50 AU. La estructura del Cinturón se encuentra afectada fuertemente por las resonancias orbitales de Neptuno, quien puede desestabilizar los KBOs y producir huecos (“gaps”) en la distribución. La masa total del Cinturón de Kuiper es relativamente baja, a pesar de su gran extensión. Se estima que la masa completa del Cinturón es  $< 0.1 M_{\text{Jup}}$ .

En el caso de las estrellas de tipo Vega, los excesos de emisión son explicados mediante la presencia de un disco circunestelar de polvo. En el panel superior de la Figura 5.20 mostramos la apariencia en perspectiva que tendría el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. En el panel inferior, podemos ver una imagen coronográfica de la estrella Fomalhaut tomada con el telescopio Hubble, donde puede verse el disco de polvo. La analogía con respecto al Cinturón de Kuiper es evidente.

Las colisiones de los objetos que forman el Cinturón de Kuiper, podrían producir el polvo que es observado en las estrellas de tipo Vega. El tamaño, ubicación y composición de los discos en las estrellas de tipo Vega, son similares a las de nuestro Cinturón. Por esta similitud, las estrellas de tipo Vega también son llamadas “análogas del Cinturón de Kuiper”. Cabe notarse que los discos de polvo observados hasta el momento son 10–100 veces más masivos que el de nuestro Sistema Solar, debido a

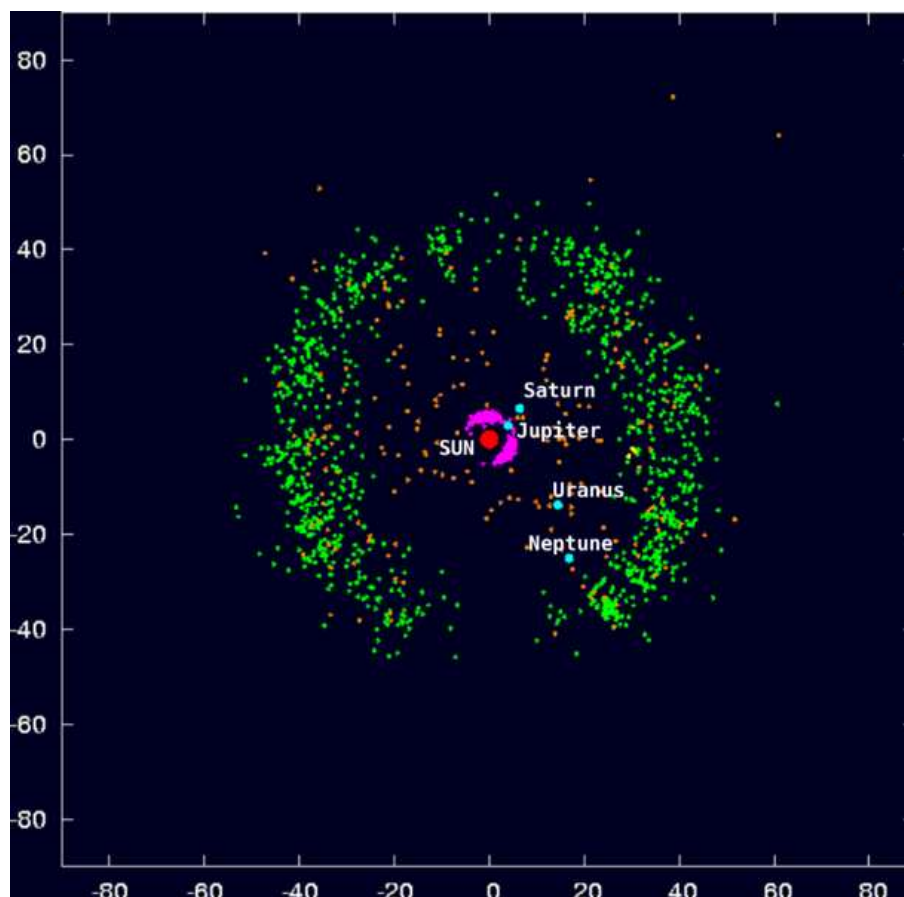


Figura 5.19: Ubicación relativa del Cinturón de Kuiper, con respecto a otros objetos del Sistema Solar. Los puntos muestran la posición de los KBOs conocidos; las unidades de los ejes son AU. Imagen tomada de la página [www.minorplanetresearch.org](http://www.minorplanetresearch.org).

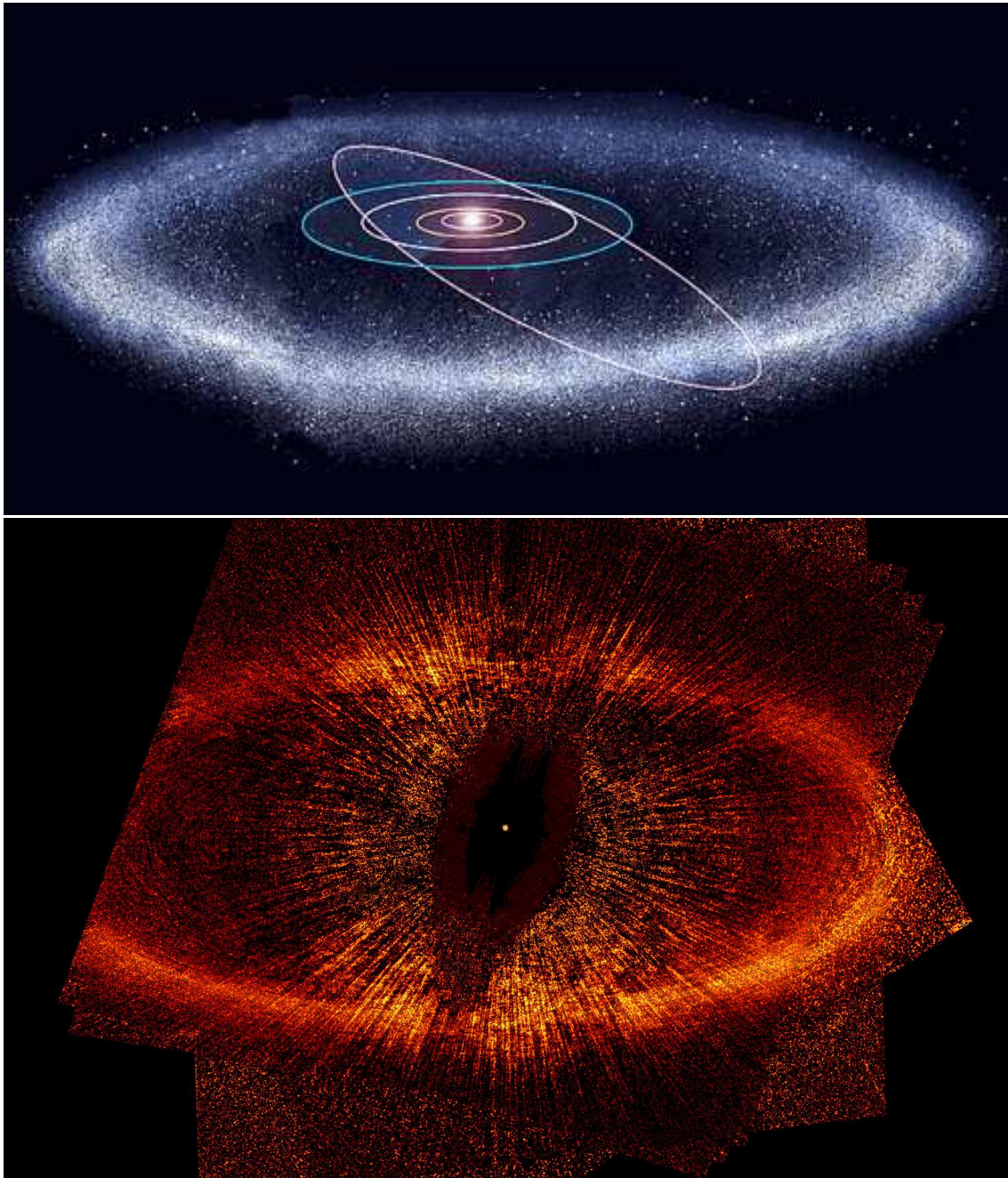


Figura 5.20: Panel superior: apariencia en perspectiva que tendría el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. Panel inferior: imagen coronográfica de la estrella Fomalhaut tomada con el telescopio Hubble, donde puede verse el disco de polvo. Tomada de Kalas et al. (1999).

limitaciones en la sensibilidad de detección del satélite Spitzer.

## 5.7. Bibliografía

Ardila, D. R., Golimowski, D. A., Krist, J. E., Clampin, M., Williams, J. P., Blakeslee, J. P., Ford, H. C., Hartig, G. F., Illingworth, G. D., 2004, *ApJL* 617, 147

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Trilling, D. E., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Engelbracht, C. W., Blaylock, M., Gordon, K. D., 2005, *ApJ* 622, 1160

Beichman, C. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Gautier, T. N., Grogan, K., Shao, M., Velusamy, T., Lawler, S. M., Blaylock, M., Rieke, G. H., 2006, *ApJ* 652, 1674

Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., Rieke, G. H., Holmes, E. K., Lawler, S. M., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., Gautier, T. N., Blaylock, M., 2006, *ApJ* 636, 1098

González, G., 1997, *MNRAS* 285, 403.

González, G., 1998, *A&A* 334, 221

González, G., Laws, C., Tyagi, S., Reddy, B., 2001, *AJ* 121, 432.

Kalas, P., Graham, J. R., Clampin, M., 2005, *Nature* 435, 1067

Kalas, P., Graham, J. R., Clampin, M., Fitzgerald, M. P., 2006, *ApJL* 637, 57

Kenyon, S. J., Bromley, B. C., 2005, *AJ* 130, 269

Laughlin, G., Adams, F. C., 1997, *ApJ* 491, 51

Marcy, G., Butler, R. P., Fischer, D., Vogt, S., Wright, J. T., Tinney, C. G., Jones, H. R. A., 2005, *Progress of Theoretical Physics Supplement* 158, 24



- Molster, F. J., Waters, L., Tielens, A. G., 2002a, *A&A* 382, 222
- Molster, F. J., Waters, L., Tielens, A. G., Koike, C., Chihara, H., 2002b, *A&A* 382, 241
- Moro-Martín, A., Carpenter, J. M., Meyer, M. R., Hillenbrand, L. A., Malhotra, R., Hollenbach, D., Najita, J., Henning, T., Kim, J. S., Bouwman, J., 2007, *ApJ* 658, 1312
- Najita, J., Williams, J. P., 2005, *ApJ* 635, 625
- Moro-Martín, A., Malhotra, R. 2002, *AJ* 124, 2305
- Pantin, E., Lagage, P. O., Artymowicz, P., 1997, *A&A* 327, 1123
- Roques, F., Scholl, H., Sicardy, B., Smith, B. A., 1994, *Icarus* 108, 37
- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2000, *A&A* 363, 228
- Santos, N. C., Israelian G., Mayor M., 2001, *A&A* 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., 2004, *A&A* 415, 1153
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., Trilling, D. E., Muzerolle, J., Beichman, C. A., Moro-Martín, A., Hines, D. C., Werner, M. W., 2006, *ApJ* 653, 675
- Trilling, D. E., Bryden, G., Beichman, C. A., Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., Blaylock, M., Stapelfeldt, K. R., Beeman, J. W., Haller, E. E., 2008, *astro-ph* 0710.5498
- Weingartner, J. C., Draine, B. T., 2001, *ApJ* 548, 296
- Zuckerman, B., 2001, *ARA&A* 39, 549
- Wolf, S., Hillenbrand, L. A., 2003, *ApJ* 596, 603
- Wolf, S., Hillenbrand, L. A., 2005, *Computer Physics Communications* 171, 208

Wyatt, M. C., Dermott, S. F., Telesco, C. M., Fisher, R. S., Grogan, K., Holmes, E. K., Pi, R. K., 1999, ApJ 527, 918

Wyatt, M. C., Smith, R., Greaves, J. S., Beichman, C. A., Bryden, G., Lisse, C. M., 2007, ApJ 658, 569

# Conclusiones y perspectivas futuras

Uno de los objetivos centrales de este trabajo, consistió en estudiar la posible diferenciación de las estrellas con exoplanetas con respecto a las demás estrellas de la vecindad solar, y su posible relación con las estrellas de tipo Vega. Veamos entonces, brevemente, cuál fue la lógica seguida y la conexión entre los distintos Capítulos. Nuestro trabajo comenzó con el estudio de las SEDs en estrellas con exoplanetas (Capítulo 2), lo cual nos permitió establecer que existe una probabilidad no nula de que estas estrellas presenten, además del planeta, un disco circunestelar de polvo. Esto sugiere que podría haber una relación entre los exoplanetas y las estrellas de tipo Vega, lo cual se discute actualmente en la literatura. Además, el incremento en metalicidad de las estrellas con exoplanetas (González 1997, 1998, González et al. 2001, Laughlin & Adams 1997, Santos et al. 2000, 2001, 2004), es una característica distintiva de este grupo de estrellas, y pareciera ser la única: concluimos (Capítulo 3) que la edad no necesariamente distingue estas estrellas de otras estrellas de la vecindad solar. Esto nos llevó a estudiar la metalicidad en las estrellas de tipo Vega (Capítulo 4). Los valores “bajos” de metalicidad obtenidos para estas estrellas, sugieren que los discos de polvo podrían ocurrir independientemente de la presencia de un exoplaneta. Luego, modelamos los parámetros que describen a los discos de polvo de una muestra seleccionada de estrellas de tipo Vega. Nuestros datos podrían sugerir que la presencia de un planeta no es requerida para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. Advertimos, sin embargo, que este último resultado se basa en muy pocos objetos y necesita ser confirmado mediante una muestra mayor.

Más detalladamente, el trabajo comenzó inicialmente con una búsqueda de discos de polvo en estrellas con un exoplaneta Doppler detectado, para lo cual efectuamos diversos análisis. Una forma de verificar si las estrellas EH presentan excesos de emisión, consiste en estudiar la posición que presentaban los objetos en los diagramas color-

color  $K_s - [12]$  vs.  $J - K_s$  y  $K_s - [25]$  vs.  $J - K_s$ , con respecto a la posición de estrellas de secuencia principal. Sin embargo, advertimos que este análisis no tiene en cuenta la calidad de los flujos de IRAS, los cuales frecuentemente presenta problemas de contaminación. Estos diagramas indican que las estrellas EH presentan excesos en 12 y 24  $\mu\text{m}$ . Dichos excesos son similares a los de las estrellas de tipo Vega. Las medianas de las distribuciones en  $K_s - [12]$  son:  $\sim 0$  para estrellas de secuencia principal sin excesos IR, 0.5 para objetos de tipo Vega (Fajardo - Acosta et al. 2000), y 0.38 para la muestra analizada de estrellas EH.

Luego, combinamos las magnitudes de distintos relevamientos fotométricos, las que transformamos en flujo mediante el uso de distintas calibraciones, a fin de construir las distribuciones espectrales de energía de 61 estrellas EH. La distribución espectral observada entre 0.43 y 12  $\mu\text{m}$ , que representa la contribución fotosférica de la fuente central, es reproducida satisfactoriamente por un cuerpo negro de una única temperatura. Sin embargo, la mayoría de las estrellas de la muestra, presentan exceso IR de emisión en  $\lambda > 12 \mu\text{m}$ , que no puede ser ajustado con un único modelo de cuerpo negro, y de esta manera no puede ser atribuido a una contribución fotosférica. Mientras que en estos objetos no se espera o no es evidente un exceso significativo en el IR cercano, excesos en el IR medio o lejano podrían ser importantes.

También, a fin de cuantificar posibles excesos de emisión IR en las estrellas EH, utilizamos un conjunto de diferentes indicadores. Esto es equivalente a seleccionar candidatos a estrellas de tipo Vega entre las estrellas EH. En particular, usamos los excesos de flujo fotosférico en 12 y 25  $\mu\text{m}$  ( $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  y  $F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$ ), la luminosidad fraccional del disco ( $L_{\text{IR}}/L_*$ ), y las razones de densidad de flujo ( $R_{12/25}$  y  $R_{25/60}$ ) en combinación con asociaciones posicionales y condiciones sobre la calidad de los datos IRAS de Mannings & Barlow (1998). Como ya mencionamos, no se aplican condiciones sobre la calidad de los flujos al estudiar los flujos fotosféricos en 12 y 25  $\mu\text{m}$  y la luminosidad fraccional del disco (los cuales indican que las estrellas EH presentan excesos IR), cosa que si ocurre con el criterio de Mannings & Barlow (1998). Éste último permite establecer una fracción más confiable de objetos con disco entre las estrellas EH. El criterio es verificado por 19–23% (6–7 de 31) de las estrellas EH con clase de luminosidad V, y por 20% (6 de 30) de las estrellas EH evolucionadas. Para todos estos objetos, las diferencias entre las densidades de flujo observadas y esperadas es significativamente mayor que  $3\sigma$ .

Se estima que  $\sim 15\%$  de la estrellas de secuencia principal presentan evidencia

de excesos de emisión por encima de los niveles fotosféricos normales, indicando la presencia de discos de polvo (Sylvester et al. 2001, Fajardo - Acosta et al. 2000). Este valor es similar al obtenido para las estrellas EH. Sin embargo, en vista de la pobre resolución espacial y problemas de confusión de IRAS, se requieren mayor resolución y mayor sensibilidad para confirmar la naturaleza circunestelar de las emisiones detectadas. Esto se podría realizar en un trabajo futuro, mejorando la muestra de objetos y la calidad de las observaciones. En este sentido, la reciente contribución del satélite Spitzer sería de gran importancia, debido particularmente a su capacidad de detectar excesos IR en estrellas de tipo solar, como son las estrellas EH. Cabe notar que estos datos estarán disponibles el próximo año.

También, estudiamos las propiedades polarimétricas del 26 estrellas EH, obteniendo los datos a partir de la literatura. Las estrellas EH presentaron muy modestos grados de polarización, con una mediana de 0.02 % y comparable a las estrellas de tipo Vega (0.05 %). Ambos grupos tienen medianas de polarización óptica significativamente menores que las estrellas T Tauri (1.0 %) y Herbig AeBe (1.5 %). Recordemos que las estrellas T Tauri y Herbig AeBe son objetos de pre-secuencia principal con edades de  $\sim 10^6$  años, en tanto que las estrellas EH y las de tipo Vega poseen edades del  $\sim 10^{8-9}$  años. Sin embargo, no encontramos una tendencia en la luminosidad fraccional del disco de polvo,  $L_{\text{IR}}/L_*$ , vs. el grado de polarización para la sub-muestra analizada de 26 estrellas EH. A fin de aumentar la muestra de objetos, se está planeando realizar observaciones propias desde el CASLEO, y así dar mayor peso a estos resultados iniciales.

El paso siguiente del trabajo, consistió en estudiar si, además de la metalicidad, existe alguna otra característica que sea capaz de diferenciar a las estrellas EH de otras estrellas de la vecindad solar. Para ello, observamos una muestra de 49 estrellas EH desde CASLEO utilizando  $\sim 150$  espectros. Luego, combinando nuestros datos con los de la literatura, derivamos el índice de actividad cromosférica,  $R'_{\text{HK}}$ , y estimamos las edades para la muestra completa de estrellas EH con datos cromosféricos (112 objetos). También aplicamos otros métodos para medir edad, tales como: isócronas, abundancias del Litio y del Hierro, y dispersión de la velocidad espacial, para comparar con los resultados cromosféricos.

Las calibraciones utilizadas para derivar edades con el método del Litio y de los límites superiores de la metalicidad, sólo son aplicables a un conjunto restringido de estrellas EH. Este hecho imposibilita utilizar ambos métodos para realizar alguna

comparación estadística. Por otro lado, la técnica cinemática no provee edades estelares individuales. Además, las edades cinemáticas son menos confiables debido a que la mayoría de las estrellas EH se encuentran a la derecha de la discontinuidad de Parenago.

Aplicando los métodos cromosférico y de las isócronas, derivamos medianas de edad de 5.2 y 7.4 Gyr, respectivamente, para el grupo de estrellas EH. Sin embargo, la dispersión en ambos casos es más bien grande,  $\sim 4$  Gyr. En la derivación de la mediana de edad cromosférica, aplicamos la relación edad-actividad más allá de los límites de 2 y 5.6 Gyr sugeridos por Pace & Pasquini (2004) y Wright (2004), respectivamente. En particular el primer límite estaría indicando que la técnica de isócronas es, en la práctica, la única herramienta actualmente disponible para derivar edades para la muestra completa de estrellas EH.

Las estrellas con exoplanetas de tipos espectrales F y G, resultan  $\sim 1-2$  Gyr más viejas que las correspondientes a estrellas de la vecindad solar, utilizando el método de las isócronas. Notamos, sin embargo, que las dispersiones en ambos casos son grandes,  $\sim 2-4$  Gyr. Esto es consistente con el hecho de que las estrellas EH son seleccionadas por la técnica Doppler, la cual requiere observar estrellas cromosféricamente inactivas y rotadores lentos, donde las mediciones de velocidad radial pueden alcanzar precisiones muy altas, de algunos m/s (ver, por ejemplo, Henry et al. 1997, Vogt et al. 2000, Pepe et al. 2002). Como la actividad y la rotación disminuyen con la edad, en promedio, debemos esperar que las estrellas EH sean más viejas que estrellas con propiedades físicas similares sin exoplanetas detectados. Este último grupo de objetos probablemente incluye una fracción significativa de estrellas cromosféricamente más activas y de este modo más jóvenes, para las cuales las mediciones de velocidad radial de alta precisión son muy difíciles de alcanzar.

Buscamos correlaciones entre la edad, la  $L_{\text{IR}}/L_*$  y la metalicidad. No encontramos una tendencia clara en el primer caso, mientras que la dispersión en metalicidad pareciera aumentar con la edad.

A fin de estudiar la posible relación entre las estrellas EH y las estrellas de tipo Vega, y sabiendo que el primer grupo es rico en metales, continuamos el trabajo estudiando la metalicidad de estas últimas. Para ello, construimos la muestra más grande posible de estrellas de tipo Vega, observables desde el hemisferio Sur. Utilizamos más de 400 espectros de CASLEO, para 113 objetos diferentes. Aplicamos dos métodos

diferentes para determinar metalicidad: el método clásico del programa WIDTH que utiliza anchos equivalente, y el método de Downhill, que utiliza espectros sintéticos. Hay un buen acuerdo entre ellos y con respecto a los valores de literatura.

El método de Downhill presenta la ventaja de realizar un número mucho menor de suposiciones (calibraciones, modelos, parámetros) que el programa WIDTH. Además, utiliza la morfología completa del espectro y no sólo anchos equivalentes, resultando más confiable. Obtuvimos una dispersión en metalicidad con el método de Downhill de +0.06 dex, que resultó menor que la correspondiente al programa WIDTH, de +0.20 dex.

Para el grupo de estrellas de tipo Vega obtuvimos, en promedio, metalicidades que son similares a las de estrellas de la vecindad solar. Por otro lado, sabemos que las estrellas EH son ricas en metales. Esto nos permitió extender ampliamente el resultado de Chavero et al. (2006) y de Graves et al. (2006), quienes obtuvieron metalicidades solares para muestras pequeñas de estrellas de tipo Vega. El modelo de acreción de núcleos y la proposición de Greaves et al. (2006) es al momento una explicación plausible que logra compatibilizar los dos hechos observacionales mencionados, es decir, la alta metalicidad de las estrellas con exoplanetas y la baja metalicidad en las estrellas de tipo Vega. Sin embargo, esto no descarta otras hipótesis de formación de planetas y/o enriquecimiento metálico.

Dentro del grupo de estrellas de tipo Vega, existe una pequeña submuestra que además de un disco de polvo, poseen un compañero de baja masa o exoplaneta. Este grupo de objetos es levemente rico en metales. Estos valores de metalicidad están de acuerdo con el modelo de sólidos en los discos primordiales (Greaves et al. 2007). Sin embargo, advertimos que este resultado tiene poco peso estadístico debido al bajo número de las muestras, y es por el momento sólo una tendencia inicial que debe ser confirmada. Esto abre perspectivas futuras, ya que estamos trabajando actualmente para intentar aumentar esta muestra y dar significancia a los resultados. El grupo es de gran interés, ya que puede estudiarse la influencia de los exoplanetas sobre la estructura de los discos de polvo, la forma en que interactúan mutuamente, y las características físicas de las estrellas que producen ambos tipos de material circunestelar.

Finalmente, estudiamos si la presencia de un exoplaneta inmerso en un disco de polvo, afectaba de algún modo la estructura del mismo. Para ello, modelamos los parámetros de los discos de polvo de una muestra seleccionada de 46 estrellas de

tipo Vega, mediante el programa DDS (“Debris Disk Simulator”, Wolf & Hillenbrand 2003, 2005). Las distribuciones de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo de los discos en las estrellas de tipo Vega, resultaron relativamente robustas bajo la presencia de un exoplaneta. La falta de una correlación entre los parámetros de los discos de polvo y la presencia de planetas, podría sugerir que estos últimos no son requeridos para producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. De nuevo advertimos que esto se basa en una muestra pequeña de objetos, lo cual, a su vez, abre posibilidades futuras de trabajo. Tanto los relevamientos Doppler de búsqueda de estrellas con exoplanetas, como los relevamientos IR de búsqueda de candidatos a estrella de tipo Vega, aumentan día a día el número de objetos que pertenecen a esta clase de estrellas.

Al comparar el semieje mayor  $a$  de los exoplanetas con respecto al radio interno de los discos  $R_{\text{int}}$ , para las estrellas de tipo Vega que presentan un exoplaneta, resultó que  $a < R_{\text{int}}$ . Esto ha sido interpretado en la literatura (Beichman et al. 2006, Bryden et al. 2006), como un probable barrido de la zona interna del disco por el exoplaneta. Sin embargo, esta hipótesis no es fácilmente comprobable, ya que sólo el 2% de las estrellas de tipo Vega presentan evidencias de la presencia de polvo en la región  $r < 10$  AU (Wyatt et al. 2006). También, pareciera que son más frecuentes los sistemas múltiples en las estrellas de tipo Vega (33%), que entre las estrellas sin excesos IR (11%), aunque esto se basa hasta el momento en muestras muy pequeñas. Verificamos que los discos circunestelares de polvo ocurren en estrellas de muy diferentes características, y que los discos mismos son relativamente independientes de los parámetros de la fuente estelar.

En el caso de nuestro Sistema Solar, existen objetos cuyas colisiones podrían producir polvo, de un modo análogo al observado en las estrellas de tipo Vega. Estos objetos son los que forman el Cinturón de Asteroides y el Cinturón de Kuiper. Debido a esta similitud, las estrellas de tipo Vega también son llamadas “análogas del Cinturón de Kuiper”. Notamos que los discos de polvo observados son 10–100 veces más masivos que el de nuestro Sistema Solar (debido a limitaciones de detección). Sin embargo, se supone que la masa de este último es la masa más común esperable entre los discos de tipo Vega. El estudio de las estrellas con exoplanetas y de las estrellas de tipo Vega, podría finalmente ayudar a entender la naturaleza de nuestro propio Sistema Solar.

A modo de comentario final, notamos que el hecho conocido de que las estrellas



EH son ricas en metales, las metalicidades  $\sim$  solares obtenidas para las estrellas de tipo Vega, y la anticorrelación observada entre planetas y discos circunestelares de polvo, son tres argumentos observaciones compatibles con el modelo de formación de planetas por acreción de núcleos (Pollack et al. 1996). En este modelo, primero se formaría un núcleo planetario por acreción de planetesimales, y luego este núcleo acretaría el gas disponible en el disco. Si el núcleo se forma lo suficientemente rápido (lo cual ocurre más probablemente en un disco rico en metales), éste podría formar un planeta gigante gaseoso lejos de la estrella, y posteriormente migrar para terminar cerca de la estrella. Por otro lado, si el disco presenta relativamente baja metalicidad, los planetesimales crecerían más lentamente, sin tener tiempo suficiente para acretar gas y formar planetas. Sin embargo, los planetesimales seguirían existiendo, y sus colisiones podrían producir el polvo observado en las estrellas de tipo Vega. Aunque los tres hechos observacionales mencionados anteriormente son compatibles con este modelo, por el momento no podemos descartar otras hipótesis de formación de planetas y/o discos de polvo.

# Índice de Tablas

1.1. Número de candidatos a exoplaneta, detectados a la fecha mediante distintos métodos . . . . .	25
1.2. Datos correspondientes a la estrellas HD 209458 y al planeta gigante asociado (HD 209458b), obtenidos a partir del método fotométrico de tránsito y de la espectroscopía Doppler . . . . .	27
1.3. Datos más importantes de los cinco planetas que orbitan alrededor de la estrella 55 Cnc . . . . .	35
2.1. Catálogos fotométricos usados para las estrellas EH . . . . .	59
2.2. Estrellas EH con movimientos propios altos y asociación incierta entre las fuentes IRAS/óptica . . . . .	62
2.3. Exceso de emisión en 12 y 25 $\mu\text{m}$ , y luminosidad fraccional del disco para la muestra de estrellas EH . . . . .	74
2.3. Continuación . . . . .	75
2.3. Continuación . . . . .	76
2.4. Criterio de Mannings & Barlow (1998) para las estrellas EH . . . . .	80
2.4. Continuación . . . . .	81
2.5. Valores de medianas de polarización . . . . .	84
3.1. Estrellas standards cromosféricas medidas en el CASLEO . . . . .	103
3.2. Índice cromosférico, $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , y edad para las estrellas EH observadas en CASLEO . . . . .	108
3.3. Continuación . . . . .	109
3.4. Índice cromosférico, $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ , y edad para estrellas EH no observadas en CASLEO . . . . .	110
3.5. Estrellas EH con las mayores diferencias en CE y edad . . . . .	113
3.6. Datos utilizados para calcular la Ecuación 3.7 derivada de Carraro et al. (1998) . . . . .	120

3.7. Edades derivadas de las isócronas, abundancias del Litio y $[Fe/H]$ . . .	127
3.7. Continuación . . . . .	128
3.7. Continuación . . . . .	129
3.8. Medianas y desviaciones standards para las distribuciones de edad de las estrellas EH . . . . .	130
3.9. Edades medianas de las estrellas EH y de la vecindad solar, según los métodos de Isócronas y Cromosférico (CE) . . . . .	140
3.10. Resultados del “test” estadístico KS para las estrellas EH y para la vecindad solar . . . . .	140
4.1. Parámetros fundamentales $T_{\text{eff}}$ y $\text{Log } g$ derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998) . . . . .	171
4.1. Continuación . . . . .	172
4.1. Continuación . . . . .	173
4.2. Metalicidades derivadas con el programa WIDTH9, aplicando separadamente las calibraciones de N93 y C97 para los parámetros fundamentales . . . . .	175
4.2. Continuación . . . . .	176
4.3. Metalicidades derivadas desplazando $T_{\text{eff}}$ y $\text{Log } g$ (250 K y 0.2 dex, respectivamente), con respecto a las calibraciones de Napiwotzky et al. (1993) y Castelli (1997, 1998) . . . . .	178
4.3. Continuación . . . . .	179
4.4. Valores finales obtenidos con el programa Downhill . . . . .	187
4.4. Continuación . . . . .	188
4.4. Continuación . . . . .	189
4.5. Medianas y dispersión obtenidas mediante el programa WIDTH (aplicando las calibraciones de Napiwotzky et al. 1993 y Castelli 1997, 1998), y mediante el método de Downhill . . . . .	196
4.6. Medianas de metalicidad de cuatro muestras de estrellas: A) Estrellas de tipo Vega; B) 98 Estrellas con exoplanetas; C) Muestra de 93 estrellas, limitada por volumen (sin exoplanetas); D) Estrellas sin excesos IR de emisión 24 o 70 $\mu\text{m}$ . . . . .	200
4.7. Medianas de metalicidad de dos muestras de estrellas: 1) Estrellas de tipo Vega con un exoplaneta detectado; 2) Estrellas de tipo Vega sin exoplanetas detectados . . . . .	205

5.1. Estrellas de tipo Vega con disco modelado mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003, 2005) . . . . .	223
5.1. Continuación . . . . .	224
5.2. Radio interno, radio externo mínimo y masa mínima de los discos de polvo, obtenidos para las estrellas de tipo Vega, modelados con el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003) . . . . .	242
5.4. Continuación . . . . .	243
5.5. Medianas de la masa mínima, radio interno y externo mínimo, de los discos de polvo modelados con el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003) . . . . .	249
5.6. Estrellas de tipo Vega que poseen un exoplaneta. Comparación de parámetros de sus discos de polvo ( $R_{\text{int}}$ , $R_{\text{ext}}$ mínimo, $M_{\text{disco}}$ mínimo) modelados con el programa DDS, con respecto a los parámetros de los exoplanetas Doppler correspondientes ( $a$ , $e$ , $m \sin i$ ) . . . . .	249
7. Índices medidos de actividad cromosférica en estrellas EH. . . . .	283
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	284
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	285
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	286
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	287
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	288
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	289
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	290
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	291
7. Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación. . . . .	292
8. Referencias utilizadas en la compilación de los índices cromosféricos S y $R'_{\text{HK}}$ . . . . .	293

# Índice de figuras

1.1. Mediciones de velocidad radial realizadas por Mayor & Queloz (1995) en la estrella 51 Peg. La variación fue interpretada por estos autores, como debida a un compañero cercano de baja masa. Imágen obtenida de la página <a href="http://www.exoplanets.org">www.exoplanets.org</a> . . . . .	13
1.2. Distribución de masa ( $M \sin i$ ), correspondiente a 167 exoplanetas detectados. Notar la fuerte caída de la distribución hacia masas mayores. Tomado de Marcy et al. (2005). . . . .	15
1.3. Distribución de excentricidad vs. semieje mayor, de 167 exoplanetas. Tomado de Marcy et al. (2005). . . . .	16
1.4. Simulación de una migración tipo I. Los 3 paneles corresponden a un objeto de $1 M_{\text{Jup}}$ , presentado en 3 momentos diferentes de la migración: luego de 6.4, 79.6 y 176.4 órbitas, respectivamente. Notar cómo el planeta (señalado por el símbolo “<”), siempre está embebido en el material del disco, y se acerca paulatinamente a la estrella central. Simulaciones realizadas por Frederic Masset, <a href="http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html">http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html</a> . . . . .	19
1.5. Simulación de una migración tipo II. Los 3 paneles corresponden a un objeto de $1 M_{\text{Jup}}$ , presentado en 3 momentos diferentes de la migración: luego de 111.2, 159.6 y 258.4 órbitas, respectivamente. Notar el anillo “vacío” de material alrededor de la posición del exoplaneta (señalado por el símbolo “<”). Simulaciones realizadas por Frederic Masset, <a href="http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html">http://www.maths.qmul.ac.uk/~masset/moviesmpegs.html</a> . . . . .	19

- 1.6. Distribución de masa vs. período para un conjunto de estrellas con exoplanetas, tomada de Eggenberger et al. (2004). Los círculos abiertos corresponden a exoplanetas orbitando estrellas aisladas, mientras que los círculos llenos corresponden a exoplanetas en sistemas múltiples. La zona marcada con la línea punteada, delimita el lugar donde sólo se encuentran sistemas múltiples. . . . . 21
- 1.7. Porcentaje de estrellas con compañeras planetarias detectadas por la técnica Doppler vs. metalicidad, tomado de Fischer & Valenti (2004). 22
- 1.8. Distribución de metalicidad vs. períodos de los exoplanetas, tomada de Santos et al. (2003). Los círculos vacíos representan exoplanetas en estrellas aisladas, y los círculos llenos representan exoplanetas en sistemas múltiples (por ejemplo, en binarias). . . . . 23
- 1.9. Oscilaciones en velocidad radial de la estrella HD 164922, producidas por un exoplaneta con una masa mínima de  $0.36 M_{\text{Jup}}$  (tomado de Butler et al. 2006). . . . . 26
- 1.10. Curva de velocidad radial (panel superior), junto al evento de tránsito (panel inferior), correspondiente a la estrella OGLE-TR-111, tomado de Pont et al. (2004). Las curvas corresponden a las mejores soluciones que aproximan a los puntos mostrados. Notar en particular la disminución de los flujos (panel inferior) durante el tránsito del exoplaneta. . . . . 28
- 1.11. Ilustración donde se muestra el aspecto que tendría HD 209458, acompañada de su planeta gaseoso cercano. Imagen tomada de la página [www.space-art.co.uk](http://www.space-art.co.uk). . . . . 29
- 1.12. Primer imagen directa de un exoplaneta, tomada de Chauvin et al. (2004). El exoplaneta tiene una masa de  $\sim 5 M_{\text{Jup}}$  y se encuentra orbitando a 55 AU del objeto central, que es una enana marrón con una masa de sólo  $25 M_{\text{Jup}}$ . . . . . 30
- 1.13. Esquema de lo que ocurre en un evento de lente gravitacional. Panel superior: mientras la estrella de fondo se desplaza por detrás de la estrella lente (equivalente a desplazarse verticalmente la figura), el observador recibe una imagen “magnificada” de la estrella de fondo. Panel inferior: variación del brillo de la estrella de fondo, debido al efecto de lente gravitacional. Se aprecia la anomalía en la curva debido a la presencia de un exoplaneta en la estrella lente. Imágenes tomadas de la página [www.exoplanets.org](http://www.exoplanets.org). . . . . 32

- 1.14. Variación del 15 % de la línea Lyman  $\alpha$  antes y después del tránsito, observada con el HST. Imagen tomada de la página <http://www2.iap.fr/exoplanetes/>. 33
- 1.15. Comparación de los espectros de la estrella HD 209458, tomado de Vidal-Madjar et al. (2004), durante el tránsito y fuera del tránsito (líneas finas y gruesas, respectivamente). En el panel del medio se muestran las bandas de error, y en el panel inferior observamos un espectro de comparación de mayor resolución, donde podemos ver las líneas individuales. . . . . 34
- 1.16. Ilustración donde se compara el aspecto que tendría el sistema múltiple de la estrella 55 Cnc, con respecto a nuestro Sistema Solar. Los distintos exoplanetas son identificados mediante en nombre de la estrella, seguidos de las letras a, b, c, etc. Notar que en esta figura sólo se incluyen los cuatro primeros planetas detectados. El quinto planeta, 55 Cnc f tiene  $a = 0.78$  UA, yaciendo a una distancia de su estrella central similar a la de la Tierra con respecto al Sol. Ilustración tomada de la página [planetquest.jpl.nasa.gov](http://planetquest.jpl.nasa.gov). . . . . 36
- 1.17. Imagen óptica de  $\beta$  Pic, mostrando la presencia de un disco de polvo que se extiende hasta  $25''$  ( $\sim 400$  pc) de la estrella central. Tomada del trabajo de Smith & Terile (1984). . . . . 37
- 1.18. Distribuciones espectrales de energía correspondientes a las estrellas SAO 93601, SAO 111388, SAO 112630 y SAO 131926, tomadas de Sylvester et al. (1996). La línea continua corresponde a la emisión fotosférica de la fuente. Se aprecia el exceso de los flujos observados, por encima de la emisión de la estrella, para longitudes de onda largas, en la región IR del espectro. . . . . 38
- 1.19. Imágenes coronográficas de discos en algunas estrellas cercanas:  $\beta$  Pictoris (los dos paneles superiores), AU Mic y HD 107146 (los dos paneles inferiores), observadas por el telescopio espacial Hubble. Tomadas de la página del telescopio [www.hubblesite.org](http://www.hubblesite.org). . . . . 40
- 1.20. Representaciones de discos de distinto tipo: en el panel superior se muestra un disco primordial, rico en gas. En el panel inferior, se muestra un disco de polvo, similar al de las estrellas de tipo Vega. Tomadas de la página del telescopio Spitzer: <http://www.spitzer.caltech.edu/>. . . . . 43

1.21. Imagen submilimétrica ( $850 \mu\text{m}$ ) de la emisión del polvo alrededor de la estrella $\epsilon$ Eri, tomada de Greaves et al. (1998). Las observaciones fueron realizadas con el instrumento SCUBA (Submillimeter Common-User Bolometric Array) del telescopio James Clerk Maxwell (JCMT). El pico de emisión del anillo observado se encuentra a $\sim 60$ AU de la fuente central, cuya posición se marca en la imagen mediante una estrella de cinco puntas. . . . .	46
1.22. Ilustración del material circunestelar alrededor de la estrella $\epsilon$ Eri, mostrando el planeta cercano a la fuente, y más allá el disco de polvo. Tomada de la página <a href="http://www.planetquest.jpl.nasa.gov">www.planetquest.jpl.nasa.gov</a> . . . . .	47
1.23. Panel superior: imagen coronográfica del disco de polvo que rodea a la estrella HD 141569, obtenida con el telescopio espacial Hubble. Panel inferior: modelo numérico del disco de polvo, donde se aprecia el anillo de vacío. Este vacío se atribuye a la presencia de un posible planeta (no detectado hasta el momento), que estaría barriendo el material del disco. Las imágenes han sido tomadas del trabajo de Weinberger et al. (1999). . . . .	48
2.1. Diagramas color-color $K_s - [12]$ vs. $J - K_s$ y $K_s - [25]$ vs. $J - K_s$ para la muestra de objetos EH. Los objetos con clase de luminosidad V son representados por círculos, objetos evolucionados por cuadrados abiertos. Las líneas punteadas indican $K_s - [12] = 0$ y $K_s - [25] = 0$ , correspondiente a estrellas de secuencia principal sin excesos IR, carentes de polvo circunestelar. . . . .	63
2.2. Diagrama color-color $J - H$ vs. $H - K_s$ para la muestra de estrellas EH. Los objetos con clase de luminosidad V son representados por círculos; los objetos evolucionados por cuadrados abiertos. Las líneas sólidas indican la ubicación de la secuencia principal y de la secuencia de gigantes de Bessel & Brett (1988), transformadas al sistema fotométrico de 2MASS. El objeto con el mayor $H - K_s$ es HD 216437. . . . .	65
2.3. SEDs para una muestra representativa de estrellas EH de clase de luminosidad V con exceso de emisión IR. Las unidades de flujo y longitud de onda son $\text{W}/\text{m}^2$ y $\mu\text{m}$ , respectivamente. La línea continua representa un modelo de cuerpo negro normalizado para una $T_{\text{eff}}$ apropiada. Los cuadrados son los flujos observados y las líneas cortas corresponden a los límites superiores de IRAS. . . . .	67



- 2.4. SEDs para una muestra representativa de estrellas EH evolucionadas (HD 128311, HD 160691, HD 216437, y HD 217107) y con clase de luminosidad desconocida (HD 82943 y HD 150706), con exceso IR de emisión. Las unidades de flujo y longitud de onda son  $W/m^2$  y  $\mu m$ , respectivamente. La línea continua representa un modelo de cuerpo negro normalizado para una  $T_{\text{eff}}$  apropiada. Los cuadrados son los flujos observados y las líneas cortas corresponden a los límites superiores de IRAS. . . . . 68
- 2.5. Distribuciones de  $F_{12,\text{obs}}/F_{12,*}$  (panel superior) y  $F_{25,\text{obs}}/F_{25,*}$  (panel inferior), para estrellas EH de secuencia principal (línea continua) y evolucionadas (línea punteada). Usamos datos IRAS en  $25 \mu m$  para construir el histograma inferior, excepto cuando sólo está disponible la fotometría de ISO. La línea vertical indica la mediana de cada distribución. . . . . 70
- 2.6. Razones de los flujos observados y fotosféricos en  $12$  y  $25 \mu m$  vs. la diferencia entre las posiciones IRAS y ópticas,  $r$ , en segundos de arco. Las estrellas con clase de luminosidad V son representadas por círculos, los objetos evolucionados por cuadrados abiertos. . . . . 72
- 2.7. Distribuciones de luminosidad fraccional de los discos de polvo, para las estrellas EH de secuencia principal (línea continua) y evolucionadas (línea punteada). Usamos datos IRAS para construir los histogramas de esta figura, excepto cuando solamente la fotometría ISO estaba disponible. Las medianas de ambas distribuciones son indicadas en la parte superior del diagrama. . . . . 78
- 2.8. Luminosidad fraccional de las estrellas EH vs. edad, ésta última tomada de Saffe y Gómez (2004). Las unidades de las edades son Gyr. . . 79
- 2.9. Distribución de polarización para las estrellas EH (línea gruesa) y de tipo Vega (línea punteada). Se indica la mediana de cada distribución. 85
- 2.10. Porcentaje de polarización vs.  $\text{Log } L_{\text{IR}}/L_*$  para la muestra de estrellas EH. Los círculos indican objetos de secuencia principal y los cuadrados abiertos estrellas evolucionadas. Se indica la posición de  $\epsilon$  Eri (asociada con un disco circunestelar visto casi “pole-on”, Greaves et al. 1998). . 87

3.1.	Algunos espectros de ejemplo ilustrando la actividad cromosférica. Panel izquierdo: se muestran espectros de tipo solar en la región de las líneas H y K del CaII. Podemos notar la emisión en el núcleo de ambas líneas. Panel derecho: se muestran los espectros de las 20 estrellas más activas de la muestra de Henry et al. (1996). . . . .	99
3.2.	Variación del índice S a lo largo del tiempo, para una muestra de estrellas de ejemplo. Figura tomada de Baliunas et al. (1995a). . . . .	101
3.3.	Panel superior: $S_{CASLEO}$ vs $S_{MW}$ (MW: Mount Wilson) para las estrellas “standards” de la Tabla 3.1 correspondiente a los turnos de observación de Septiembre 2003 y Marzo 2004. Panel inferior: valores de $\text{Log } R'_{HK}$ para ambos sitios (es decir, CASLEO y Mount Wilson). Los círculos llenos indican datos del 2003 y las cruces observaciones del 2004. . . . .	105
3.4.	CE (medida por $\text{Log } R'_{HK}$ ) versus el semieje mayor $a$ , para la muestra de estrellas EH. Objetos de tipo “Hot Jupiter” (es decir, aquellos con $a < 0.1$ AU) y el resto de la muestra, son representados por círculos llenos y vacíos, respectivamente. . . . .	112
3.5.	Comparación entre el índice de CE, $\text{Log } R'_{HK}$ , y la edad para la muestra de estrellas EH derivada por Wright et al. (2004) y aquéllas reportadas en este trabajo. Para hacer las comparaciones, usamos las estrellas en común y eliminamos los datos de Wright et al. (2004) de los promedios calculados. Las edades han sido obtenidas con la calibración D93. Los círculos grandes indican las estrellas con las mayores discrepancias: (A) HD 19994, (B) HD 89744, y (C) HD 130322, ver Tabla 3.5. . . . .	114
3.6.	Diagrama color-magnitud de ejemplo (tomado del trabajo de Pont & Eyer 2004), y superpuesto un conjunto de isócronas de Girardi et al. (2000). Se muestra un punto observacional correspondiente a una estrella cualquiera, y los errores en sus observables. . . . .	116
3.7.	Calibración de abundancia de Litio vs. edad (mostrada mediante una curva), junto a tres puntos observacionales importantes de ejemplo: los cúmulos de las Hyades, Osa Mayor y el Sol. Tomada de Soderblom (1983). . . . .	119

3.8. Dispersión de velocidad transversal S vs. B–V desenrojecido. Estrellas de la vecindad solar y estrellas EH son representadas por cuadrados vacíos y círculos llenos, respectivamente. Las barras de error son derivadas como  $\Delta S = S/\sqrt{2n-2}$ , donde n es el número de objetos por “bin”. La escala de edades en el lado derecho ha sido obtenida de Binney et al. (2000). . . . . 124

3.9. Panel superior: Distribución de edades cromosféricas derivadas de las calibraciones D93 y RPM98. El panel inferior corresponde a la distribución de edades de isócronas. Las líneas continuas verticales muestran la mediana de cada histograma. En la distribución de edades de isócronas, superponemos con línea continua y punteada las estimaciones de los límites superior e inferior de Nördstrom et al. (2004). . . . . 131

3.10. Edades cromosféricas versus edades de isócronas, del Litio, y límites superiores de la metalicidad, respectivamente. . . . . 133

3.11. Distribución de edades cromosféricas y de isócronas para estrellas de la vecindad solar. Las edades de isócronas para las muestras A y B, fueron tomadas de Nördstrom et al. (2004). Las edades cromosféricas de la muestra C son de Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000). Los tipos espectrales G y F en las muestras B y C son indicadas por los histogramas rayado y vacío, respectivamente. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G. . . . . 137

3.12. Edades cromosféricas vs. edades de isócronas para estrellas F y G de la vecindad solar. Los círculos llenos y vacíos corresponden a tipos espectrales F y G, respectivamente. Las edades de isócronas fueron tomadas de Nördstrom et al. (2004) y las determinaciones cromosféricas de Henry et al. (1996) y Strassmeier et al. (2000). . . . . 138

3.13. Distribución de edades cromosférica y de isócronas de las estrellas EH. Los tipos espectrales G y F son indicados por histogramas rayado y vacío, respectivamente. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G. . . . . 141

3.14. Distribución de edades de isócronas de las estrellas EH (histogramas rayados) y de la muestra B (histogramas vacíos). El panel superior corresponde a las estrellas de tipo espectral F en ambas muestras, y el panel inferior al tipo G. Las líneas verticales continuas muestran la posición de la mediana de cada histograma. Las líneas gruesas corresponden al tipo F y las finas al tipo G. . . . .	142
3.15. Panel superior: $L_{\text{IR}}/L_*$ vs. edades cromosféricas y de isócronas. Panel inferior: $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs. edades cromosféricas y de isócronas. . . . .	144
4.1. Distribución de metalicidades tomada de Santos et al. (2004), de un conjunto de 98 estrellas EH (histograma rayado), y para una muestra de estrellas limitadas en volumen de la vecindad solar (histograma vacío).	159
4.2. Distribución acumulativa de metalicidad tomada de Greaves et al. (2006), de 18 estrellas FG de tipo Vega (trazo continuo), 20 estrellas con exoplanetas, y 300 estrellas de la vecindad solar (línea punteada). El grupo de estrellas con exoplanetas es rico en metales, en tanto que los objetos de tipo Vega presentan metalicidades de tipo solar. . . . .	160
4.3. Distribuciones de metalicidad tomadas de Chavero et al. (2006), correspondiente a estrellas de tipo Vega con tipos espectrales F–G (trazo continuo), y estrellas EH (trazo punteado). El grupo EH es rico en metales con una mediana de +0.17 dex, en tanto que los objetos de tipo Vega presentan, en promedio, metalicidades de tipo solar con una mediana de –0.11 dex. Las metalicidades de las EH son espectroscópicas y han sido tomadas del trabajo de Santos et al. (2004). Para las estrellas de tipo Vega, se utilizaron metalicidades derivadas de la fotometría Strömgren (Chavero et al. 2006). . . . .	161
4.4. Comparación entre los valores de $T_{\text{eff}}$ y $\text{Log } g$ derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998). . . . .	168
4.5. Distribuciones de $T_{\text{eff}}$ y $\text{Log } g$ , obtenidas a partir de las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998). El histograma rayado a $45^\circ$ , a $0^\circ$ y vacío, corresponden a la calibración Napiwotzki et al. (1993), a Nördstrom et al. (2004), y Castelli (1997, 1998), respectivamente. . . . .	169
4.6. Comparación de los valores de $T_{\text{eff}}$ derivados mediante el programa TempLogg, para las calibraciones de Napiwotzki et al. (1993) y Castelli (1997, 1998), con respecto a los obtenidos por Nördstrom et al. (2004). . . . .	170

- 4.7. Comparación de un espectro observado (línea continua) y un espectro sintético (línea de puntos) derivado mediante la técnica de minimización de  $\chi^2$  de Downhill, y nuestra implementación del programa en Fortran. Los 3 paneles muestran 3 regiones distintas del espectro. . . . . 183
- 4.8. Simplex utilizado por el método de Downhill, para el caso N=3 dimensiones, tomado de Press et al. (1992). Se muestran 4 posibles “movimientos” del “simplex”: reflexión, expansión, contracción y contracción múltiple. . . . . 186
- 4.9. Comparación de metalicidades derivadas por el método de Downhill fijando una de las cuatro variables, con respecto al método normal (sin fijar variables). . . . . 192
- 4.10. Distribuciones de metalicidad por el método de Downhill, fijando las siguientes variables: Log g (histograma rayado a 45°),  $T_{\text{eff}}$  (histograma rayado a 0°),  $\xi$  (histograma vacío a a trazos), con respecto a los valores normales (histograma vacío continuo). . . . . 193
- 4.11. Comparación de metalicidad por el método de Downhill, con respecto a valores de la literatura de Nördstrom et al. (2004) y Fischer & Valenti (2005). En el primer panel se comparan los valores de metalicidad de literatura entre sí, mientras que en los dos paneles restantes se comparan con respecto a las metalicidades del método de Downhill. . . . . 194
- 4.12. Distribuciones de metalicidad obtenidas por el método de Downhill, con respecto a valores de la literatura derivados por Nördstrom et al. (2004) y Fischer & Valenti (2005), mostradas en los paneles izquierdo y derecho, respectivamente. En ambos casos, el histograma vacío representa los valores de metalicidad obtenidos con el método de Downhill. . . . . 195
- 4.13. Distribuciones de metalicidad derivadas mediante el programa WIDTH, conjuntamente con las calibraciones N93 y C97 (histograma rayado a 0° y 45°, respectivamente). También se muestra la distribución obtenida mediante el método de Downhill (histograma vacío). Las líneas verticales muestran la posición de las medianas de cada distribución. . . . . 197
- 4.14. Comparación de metalicidades determinadas por el método de Downhill y por el método de los anchos equivalentes del programa WIDTH (aplicando las calibraciones de N93 y C97). . . . . 198

- 4.15. Distribuciones de metalicidad de estrellas de la vecindad solar, tomado de Fischer & Valenti (2005). 1) Una MC de prueba, limitada por volumen (línea a trazos); 2) Su propia MC que es limitada por magnitud (línea continua); 3) El subconjunto de estrellas con exoplanetas (línea punteada). La MC limitada por magnitud es más rica en metales que la MC limitada por volumen, y las estrellas con exoplanetas son más ricas en metales que ambas MC. . . . . 199
- 4.16. Distribuciones de metalicidad de estrellas de tipo Vega, de estrellas con exoplanetas y de una muestra de 91 estrellas limitada por volumen, correspondientes a los histogramas vacío, rayado a  $0^\circ$  y a  $45^\circ$ , respectivamente. Los valores de metalicidad de las últimas dos muestras ha sido tomados de Santos et al. (2004) y Gilli et al. (2006). El panel inferior muestra las distribuciones acumulativas de metalicidad. Las líneas verticales muestran la posición de la mediana de cada distribución de metalicidad. . . . . 201
- 4.17. Distribuciones de metalicidad de estrellas de tipo Vega, y de estrellas sin exceso IR en 24 o  $70 \mu\text{m}$  (Beichman et al. 2005, 2006, Briden et al. 2006, Su et al. 2006), representadas por los histogramas vacío y rayado, respectivamente. El panel inferior muestra las distribuciones acumulativas de metalicidad. Las líneas verticales muestran la posición de la mediana de cada distribución de metalicidad. . . . . 202
- 4.18. Metalicidad de estrellas de tipo Vega, según el tipo espectral. Se muestra entre paréntesis el número de objetos de cada grupo. Las líneas verticales representan la dispersión de los valores de metalicidad. . . . . 204
- 4.19. Panel superior:  $T_{\text{eff}}$  vs. metalicidad, tomado de Santos et al. 2004. Las estrellas con exoplanetas están representadas por círculos llenos, mientras que los círculos vacíos son una muestra de comparación. Panel inferior: distribuciones de metalicidad, tomadas de Pasquini et al. (2007). Se muestran estrellas gigantes con exoplanetas (línea continua), enanas con exoplanetas con períodos mayores de 180 días (línea rayada), y todas las enanas con planetas (línea punteada). . . . . 207

- 5.1. Imágenes de seis estrellas EH (en la banda de  $70 \mu\text{m}$ ) obtenidas por el satélite Spitzer, tomadas del trabajo de Beichman et al. (2005). El tamaño efectivo del “pixel” es de  $\sim 17''$ , y cada cuadro representa una región de  $2 \times 2$  minutos de arco. Aunque la presencia de los discos no es evidente en estas imágenes, estas estrellas presentan excesos por encima del nivel fotosférico en  $70 \mu\text{m}$ . . . . . 220
- 5.2. Ejemplo de modelos generados utilizando el código DDS (“Debris Disk Simulator”, Wolf & Hillenbrand 2003, 2005) para distintos valores de algunos parámetros, tomado de Wolf & Hillendbrand (2003). Se utilizan dos tamaños distintos de granos de polvo, fijando  $a_{\text{min}} = a_{\text{max}} = 0.1 \mu\text{m}$  y  $a_{\text{min}} = a_{\text{max}} = 10 \mu\text{m}$ , en los paneles superior e inferior, respectivamente. Como  $a_{\text{min}}$  y  $a_{\text{max}}$  determinan el tamaño máximo y mínimo de los granos de polvo, al elegir  $a_{\text{min}} = a_{\text{max}}$ , se está usando un único tamaño de grano. Además, en cada gráfico se muestran 4 diferentes distribuciones de densidad:  $\rho \sim r^{-a}$ ,  $a$  es el exponente de la distribución, tomando los valores  $a=1.0, 1.5, 2.0, 2.5$ , representados mediante líneas sólida, punteada, rayada, y a punto-rama, respectivamente. . . . . 226
- 5.3. SEDs modeladas con el programa DDS para la estrella HD 102647, tal que todas reproducen los flujos observados, utilizando: (a)  $R_{\text{ext}} = 100 \text{ AU}$ ,  $M_{\text{disco}} = 1.5 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (b)  $R_{\text{ext}} = 300 \text{ AU}$ ,  $M_{\text{disco}} = 5.0 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$ ; (c)  $R_{\text{ext}} = 600 \text{ AU}$ ,  $M_{\text{disco}} = 1.2 \cdot 10^{-9} M_{\odot}$ ; (d)  $R_{\text{ext}} = 1000 \text{ AU}$ ,  $M_{\text{disco}} = 1.3 \cdot 10^{-8} M_{\odot}$ . Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en  $24$  y  $70 \mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano). . . . . 229
- 5.4. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en  $24$  y  $70 \mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano). 230

- 5.5. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).231
- 5.6. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).232
- 5.7. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).233
- 5.8. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).234
- 5.9. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).235



- 5.10. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).236
- 5.11. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).237
- 5.12. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).238
- 5.13. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).239
- 5.14. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano).240

- 5.15. SEDs correspondientes a las estrellas de tipo Vega, cuyos flujos han sido modelados mediante el programa DDS. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano). 241
- 5.16. SEDs de 6 estrellas tipo Vega que además poseen un exoplaneta. Los puntos más oscuros corresponden a los flujos de Spitzer en 24 y 70  $\mu\text{m}$ , la línea continua representa el modelo obtenido, y la línea de puntos corresponde a la contribución fotosférica de la estrella. Los flujos observados han sido obtenidos a partir de los catálogos Hipparcos y Tycho (óptico), 2MASS y DENIS (IR cercano), MSX5C, ISO, IRAS y Spitzer (IR medio y lejano). . . . . 245
- 5.17.  $M_{\text{disco}}$  mínima vs. metalicidad y  $M_{\text{disco}}$  mínima vs.  $T_{\text{eff}}$ , para una muestra de discos de estrellas de tipo Vega, modelada mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003). Los círculos vacíos muestran la posición de estrellas de tipo Vega, que además poseen un exoplaneta Doppler. 247
- 5.18. Distribución de masa mínima, radio interno y radio externo mínimo, de una muestra de discos de estrellas de tipo Vega, modelada mediante el programa DDS (Wolf & Hillenbrand 2003). Las flechas muestran la posición de estrellas de tipo Vega, que además poseen un exoplaneta Doppler. . . . . 248
- 5.19. Ubicación relativa del Cinturón de Kuiper, con respecto a otros objetos del Sistema Solar. Los puntos muestran la posición de los KBOs conocidos; las unidades de los ejes son AU. Imagen tomada de la página [www.minorplanetresearch.org](http://www.minorplanetresearch.org). . . . . 252
- 5.20. Panel superior: apariencia en perspectiva que tendría el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. Panel inferior: imagen coronográfica de la estrella Fomalhaut tomada con el telescopio Hubble, donde puede verse el disco de polvo. Tomada de Kalas et al. (1999). . . . . 253

# Apéndices

## .1. La Definición de Exoplaneta

Actualmente existe controversia sobre la definición de lo que es un exoplaneta. El equipo de California & Carnegie (Marcy & Butler 2000) definen un exoplaneta como un objeto con masa entre Plutón y el límite de combustión del Deuterio, y tal que se ha formado en una órbita alrededor de una estrella. La definición exacta de exoplaneta dada por la IAU (División III, 2003), pretende estar de acuerdo con las técnicas de detección de estos objetos, mas que dar una definición física de los mismos. Esta “working definition” establece los siguientes puntos:

- a) Objetos cuyas masas reales se encuentren por debajo de límite de la reacción termonuclear del Deuterio (cerca de  $13 M_{\text{Jup}}$  para objetos con metalicidad solar), tal que orbiten estrellas o remanentes estelares, y sin importar el modo en que éstos se formaron. El mínimo cociente masa/tamaño requerido por un objeto extrasolar para ser considerado planeta, deberá ser la misma que la de nuestro Sistema Solar.
- b) Objetos subestelares con masas por encima del límite de combustión del Deuterio, serán “Brown Dwarfs” (Enanas Marrones), sin importan cómo se formaron o dónde se encuentren.
- c) Objetos que flotan libremente (“free-floating objects”), en cúmulos de estrellas jóvenes con masas por debajo del límite del Deuterio, no son planetas.

Estos tres puntos permiten definir tentativamente un exoplaneta, y tiene una finalidad observacional. La Asamblea de la IAU se reúne anualmente y esta definición puede cambiar. En particular, para el caso de nuestro Sistema Solar, la IAU en sus resoluciones 5A y 6A de la XXVI Asamblea General, establecieron que un planeta del Sistema Solar debe:

- 1) estar en órbita alrededor del Sol,

- 2) tener masa suficiente para que su propia gravedad supere las fuerzas de cuerpo rígido y adquiriera una forma de equilibrio hidrostático (aproximadamente esférica),
- 3) haber limpiado el entorno de su órbita de otros cuerpos.

Según esto, Plutón no sería un planeta sino que pertenecería a una categoría de objetos diferente, llamada planetas enanos (algunos asteroides estarían en esta clase). Esto es un ejemplo del tipo de dificultades que se presentan. En nuestro caso, adoptaremos como exoplaneta a la definición dada por la IAU.

## .2. Índices medidos de actividad cromosférica en estrellas EH.

Esta es la compilación de índices cromosféricos  $S$  y  $R'_{\text{HK}}$ , para todas las estrellas observadas en CASLEO y para el resto de las estrellas EH de la muestra. También presentamos los valores determinados en este trabajo. Las columnas mostradas indican: nombre de la estrella, índices  $S$  y  $R'_{\text{HK}}$ , tipo de medición (es decir, medidas individuales o promedio de varias mediciones, incluyendo la época de observación donde fue posible), y finalmente la referencia. El significado de las referencias se muestra en otra tabla al final. En particular, la referencia “CAS” corresponde a las mediciones realizadas en este trabajo.

Tabla 7: Índices medidos de actividad cromosférica en estrellas EH.

Nombre	S	Log $R'_{\text{HK}}$	Tipo de datos	Ref
16 Cyg B	0.145		3 obs in 1 days (21/07/82 to 21/07/82)	R19
	0.152	-5.05	individual?	R20
	0.145		from R22 and R19	R23
	0.145		from R22 and R19	R24
	0.148	-5.08	1 obs in 1 month bins	R52
47 UMa		-5.26	individual	R02
	0.165	-4.95	1978 individual- same sample R1	R03
		-5.067	from R10	R13
		-4.95	mean from all MW obs.	R14
	0.16		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1718		1 obs in 1 days (02/05/78 to 02/05/78)	R19
	0.159		1 obs in 1 days (13/12/78 to 13/12/78)	R19
	0.165		from R22 and R19	R25
	0.142	-5.12	68 obs in 15 years	R58
	0.154	-5.02	29 obs in 1 month bins	R52
51 Peg	0.15	-5.07	1978 individual- same sample R1	R03
		-5.07	from R3	R04
	0.153		1979 individual	R05
	0.148		01/07/80 100 days, nightly	R06
	0.148		1980 90 days nightly	R09
		-5.037	from R10	R12
		-5.074	from Baliunas et al. 1996	R13
	0.151		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1671		2 obs in 82 days (05/08/66 to 26/10/66)	R19
	0.158		4 obs in 67 days (19/08/67 to 25/10/67)	R19
	0.1604		2 obs in 60 days (11/08/68 to 10/10/68)	R19
	0.1554		1 obs in 1 days (23/08/69 to 23/08/69)	R19
	0.1595		2 obs in 4 days (01/07/71 to 04/07/71)	R19
	0.1611		2 obs in 102 days (19/06/72 to 30/09/72)	R19
	0.1628		1 obs in 1 days (20/07/75 to 20/07/75)	R19
0.1506		9 obs in 134 days (22/07/77 to 05/12/77)	R19	
0.1512		7 obs in 141 days (04/06/78 to 24/10/78)	R19	
0.1517		8 obs in 147 days (27/06/79 to 23/11/79)	R19	

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
	0.148		167 obs in 140 days (04/07/80 to 23/11/80)	R19
	0.1455		126 obs in 124 days (20/06/81 to 23/10/81)	R19
	0.1481		211 obs in 176 days (14/06/82 to 09/12/82)	R19
	0.1474		3 obs in 1 days (24/05/83 to 24/05/83)	R19
	0.149		1966 25 years weakly	R22
	0.149		from R22 and R19	R23
	0.166	-4.97	1992 individual	R28
	0.148	-5.08	17 obs in 3 month bins	R52
55 Cnc	0.186	-4.97	1978 individual- same sample R1	R03
	0.186		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.18	-5.00	5 obs in 1 year	R47
	0.165	-5.04	21 obs in 8 month bins	R52
70 Vir	0.145	-5.110	1978 individual- same sample R1	R03
	0.145		1979 individual	R05
		-4.740	1966-80 monthly	R10
		-5.110	from R10	R13
	0.148		R1; R6; R5; R10; R3	R17
		-5.060	individual 03/1988	R18
	0.1339		1 obs in 1 days (14/06/78 to 14/06/78)	R19
	0.1516		2 obs in 22 days (20/04/79 to 11/05/79)	R19
	0.1407		3 obs in 1 days (23/06/81 to 23/06/81)	R19
	0.142		from R22 and R19	R25
	0.165	-4.99	6 obs in 1 month bins	R52
BD-103166		-4.92		R10
ε Eri	0.533		01/07/80 100 days, nightly	R06
	0.442		10 nights	R07
	0.472		from R6	R08
	0.533		1980 90 days nightly	R09
	0.51	-4.394	1966-80 monthly	R10
		-4.441	from R10	R11
	0.522		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.5013		8 obs in 49 days (23/10/67 to 11/12/67)	R19
	0.5481		16 obs in 148 days (06/09/68 to 03/02/69)	R19
	0.5233		15 obs in 117 days (01/10/69 to 27/01/70)	R19
	0.5268		11 obs in 118 days (14/09/70 to 11/01/71)	R19
	0.5547		14 obs in 148 days (05/09/71 to 02/02/72)	R19
	0.4916		16 obs in 148 days (25/08/72 to 22/01/73)	R19
	0.53		16 obs in 175 days (15/08/73 to 09/02/74)	R19
	0.5467		14 obs in 156 days (23/08/74 to 28/01/75)	R19
	0.5309		16 obs in 146 days (22/08/75 to 17/01/76)	R19
	0.4938		15 obs in 150 days (03/09/76 to 02/02/77)	R19
	0.492		6 obs in 126 days (28/09/77 to 03/02/78)	R19
	0.5001		6 obs in 158 days (22/08/78 to 29/01/79)	R19
	0.5098		11 obs in 87 days (26/10/79 to 22/01/80)	R19
	0.5328		1070 obs in 188 days (27/07/80 to 04/02/81)	R19
	0.4928		78 obs in 125 days (30/10/81 to 04/03/82)	R19
	0.4595		404 obs in 182 days (17/08/82 to 18/02/83)	R19
	0.496		1966 25 years weakly	R22
	0.496		from R22 and R19	R23
	0.496		from R22 and R19	R25
	0.496		1980-1990 weekly	R26
	0.486	-4.47	1992 individual	R28

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
	0.447	-4.51	13 obs in 4 month bins	R52
$\gamma$ Cephei	0.124		1979 individual	R05
	0.124		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1237		1 obs in 1 days (01/12/79 to 01/12/79)	R19
		-5.3	1998-2002	R51
GJ 436	0.726		17 obs in 9 month bins	R52
		-5.22	10 times over 4 years	R54
GJ 777A	0.148		1979 individual	R05
	0.151		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1578		4 obs in 55 days (27/06/67 to 21/08/67)	R19
	0.1608		3 obs in 60 days (11/08/68 to 10/10/68)	R19
	0.1599		2 obs in 43 days (23/08/69 to 05/10/69)	R19
	0.1646		1 obs in 1 days (16/09/70 to 16/09/70)	R19
	0.1625		2 obs in 2 days (02/07/71 to 03/07/71)	R19
	0.1654		2 obs in 17 days (19/06/72 to 05/07/72)	R19
	0.1622		1 obs in 1 days (22/07/75 to 22/07/75)	R19
	0.145		5 obs in 114 days (04/06/78 to 27/09/78)	R19
	0.1461		5 obs in 137 days (10/05/79 to 26/09/79)	R19
	0.1462		33 obs in 126 days (18/06/81 to 23/10/81)	R19
	0.143		147 obs in 152 days (19/05/82 to 20/10/82)	R19
	0.1456		27 obs in 10 days (22/05/83 to 31/05/83)	R19
	0.146		from R22 and R19	R23
	0.146		from R22 and R19	R25
0.148	-5.09	67 obs in 21 month bins	R52	
GJ 86		-4.74	from R28	R13
	0.251	-4.74	1992 individual	R28
		-4.74	individual	R29
	0.2136		individual	CAS
GJ 876	1.020		115 obs in 24 month bins	R52
HD 142		-4.92	individual	R41
	0.1268		individual	CAS
HD 1237	0.391	-4.44	1992 individual	R28
		-4.27	61 obs in 2 years	R39
	0.3784		individual	CAS
HD 2039		-4.91	individual	R41
	0.1331		individual	CAS
HD 3651	0.222	-4.85	1978 individual- same sample R1	R03
		-4.85	from R3	R04
	0.171		01/07/80 100 days, nightly	R06
	0.171		1980 90 days nightly	R09
	0.185	-4.793	1966-80 monthly	R10
	0.198		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.2375		6 obs in 83 days (04/08/66 to 26/10/66)	R19
	0.2098		7 obs in 109 days (20/08/67 to 08/12/67)	R19
	0.2015		12 obs in 92 days (09/08/68 to 10/11/68)	R19
	0.1939		18 obs in 166 days (03/07/69 to 18/12/69)	R19
	0.1945		15 obs in 156 days (10/07/70 to 15/12/70)	R19
	0.1919		14 obs in 145 days (05/08/71 to 29/12/71)	R19
	0.1896		13 obs in 116 days (25/08/72 to 20/12/72)	R19
	0.1879		15 obs in 130 days (21/07/73 to 30/11/73)	R19
	0.1927		13 obs in 122 days (31/07/74 to 01/12/74)	R19
	0.2062		17 obs in 149 days (21/07/75 to 19/12/75)	R19
0.2134		12 obs in 138 days (14/07/76 to 01/12/76)	R19	

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
	0.205		11 obs in 133 days (23/07/77 to 05/12/77)	R19
	0.201		7 obs in 81 days (22/08/78 to 12/11/78)	R19
	0.1895		6 obs in 83 days (26/09/79 to 18/12/79)	R19
	0.1713		175 obs in 153 days (21/06/80 to 23/11/80)	R19
	0.167		102 obs in 79 days (05/08/81 to 23/10/81)	R19
	0.1637		118 obs in 130 days (12/08/82 to 21/12/82)	R19
	0.176		1966 25 years weakly	R22
	0.176		from R22 and R19	R23
	0.176		from R22 and R19	R25
	0.169	-5.02	34 obs in 18 month bins	R52
HD 4203		-5.13	14 obs in 1 year	R45
	0.136	-5.18	19 obs in 10 month bins	R52
HD 4208	0.172	-4.93	1992 individual	R28
		-4.93	35 obs in 4.9 years	R45
	0.170	-4.95	41 obs in 20 month bins	R52
	0.147		individual	CAS
HD 6434	0.175	-4.89	1992 individual	R28
	0.12		individual	CAS
HD 8574	0.144	-5.07	11 obs in 8 month bins	R52
HD 8673	0.195	-4.71		R21
	0.200	-4.71	2 obs in 2 month bins	R52
HD 10697	0.1279		1 obs in 1 days (01/09/78 to 01/09/78)	R19
	0.1423		2 obs in 10 days (15/11/79 to 24/11/79)	R19
		-5.02	35 obs in 3 years	R34
	0.149	-5.08	57 obs in 25 month bins	R52
HD 11964	0.138	-5.16	33 obs in 21 month bins	R52
HD 12661		-5.00	1 obs 1998-99	R33
	0.14	-5.12	30 obs in 2 years	R38
	0.150	-5.08	52 obs in 16 month bins	R52
HD 16141	0.145		1979 individual	R05
	0.145		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1452		1 obs in 1 days (15/11/79 to 15/11/79)	R19
		-5.05	46 obs in 4 years	R37
	0.145	-5.11	70 obs in 23 month bins	R52
	0.085		individual	CAS
HD 17051	0.225	-4.65	1992 individual	R28
		-4.65		R66
	0.2074		individual	CAS
HD 19994	0.173	-4.88	12 obs in 4 month bins	R52
		-4.77	45 obs in 6 years	R53
	0.1018		individual	CAS
HD 20367	0.282	-4.50	2 obs in 1 month bins	R52
HD 23079	0.164	-4.94	1992 individual	R28
		-4.96	individual	R41
	0.1196		individual	CAS
HD 23596	0.150	-5.06	1 obs in 1 month bins	R52
HD 27442	0.062		individual	CAS
HD 28185		-5.00	1 obs 1998-99	R33
	0.143		individual	CAS
HD 30177		-5.08	individual	R41
	0.1205		individual	CAS
HD 33636		-4.81	21 obs in 3 years	R45



Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
	0.180	-4.85	25 obs in 13 month bins	R52
	0.135		individual	CAS
HD 37124	0.199		1978 individual- same sample R1	R03
	0.199		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.1991		2 obs in 76 days (14/11/78 to 29/01/79)	R19
		-4.9	15 obs in 2.7 years	R34
		-4.88	30 obs in 6 years	R49
	0.179	-4.90	38 obs in 17 month bins	R52
HD 38529		-4.89	45 obs in 3 years	R38
	0.174	-4.96	49 obs in 19 month bins	R52
	0.130		individual	CAS
HD 39091	0.16	-4.97	1992 individual	R28
	0.1597		individual	CAS
HD 40979	0.234	-4.63	25 obs in 8 month bins	R52
HD 41004A		-4.66	1992 individual	R28
HD 45350	0.151	-5.00	19 obs in 12 month bins	R52
HD 46375		-5.00	1 obs 1998-99	R33
		-4.94	24 obs in 2 years	R37
	0.186	-4.96	69 obs in 14 month bins	R52
HD 49674		-4.70	1 obs 1998-99	R33
		-4.8	24 obs in 1.2 years	R49
	0.211	-4.80	37 obs in 9 month bins	R52
HD 50499	0.153	-5.02	25 obs in 17 month bins	R52
HD 50554	0.164	-4.94	20 obs in 4 years	R42
	0.161	-4.95	20 obs in 7 month bins	R52
HD 52265		-4.99		R10
		-4.91	91 obs in 2 years	R39
	0.150	-5.02	26 obs in 12 month bins	R52
		-4.99	17 obs between 1998 dec and 2000 feb	R59
	0.148		individual	CAS
HD 68988		-5.07	13 obs in 1.4 years	R45
	0.154	-5.04	24 obs in 11 month bins	R52
HD 70642		-4.9	individual	R41
HD 72659		-5	22 obs in 4 years	R49
	0.154	-5.02	17 obs in 10 month bins	R52
	0.167		individual	CAS
HD 73256	0.378	-4.49	1992 individual	R28
HD 73526	0.1398		individual	CAS
HD 74156				
	0.144	-5.08	9 obs in 6 month bins	R52
HD 75289	0.154	-5	1992 individual	R28
	0.159	-4.96	88 in 1 year	R35
	0.1443		individual	CAS
HD 76700	0.1481		individual	CAS
HD 80606	0.149	-5.09	22 obs in 10 month bins	R52
HD 82943	0.172	-4.92	17 obs in 8 month bins	R52
		-4.82	80 obs in 5 years	R53
	0.1712		individual	CAS
HD 83443		-4.85	40 obs in 4 years	R43
	0.216	-4.84	37 obs in 8 month bins	R52
	0.186		individual	CAS
HD 88133	0.138	-5.16		R55

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
HD 89744	0.146	-5.04	1978 individual- same sample R1	R03
	0.14		1979 individual	R05
	0.135	-4.626	1966-80 monthly	R10
	0.1393		1 obs in 1 days (13/03/66 to 13/03/66)	R19
	0.1355		2 obs in 2 days (16/04/67 to 17/04/67)	R19
	0.1374		10 obs in 86 days (10/02/68 to 05/05/68)	R19
	0.1372		19 obs in 141 days (11/12/68 to 01/05/69)	R19
	0.1373		16 obs in 132 days (01/12/69 to 12/04/70)	R19
	0.1368		11 obs in 126 days (09/01/71 to 14/05/71)	R19
	0.1376		7 obs in 82 days (02/02/72 to 23/04/72)	R19
	0.1357		11 obs in 120 days (17/12/72 to 16/04/73)	R19
	0.1371		15 obs in 155 days (28/11/73 to 02/05/74)	R19
	0.1374		11 obs in 116 days (01/12/74 to 26/03/75)	R19
	0.1383		10 obs in 121 days (17/12/75 to 17/04/76)	R19
	0.1359		24 obs in 163 days (28/11/76 to 10/05/77)	R19
	0.1431		6 obs in 154 days (30/11/77 to 03/05/78)	R19
	0.134		9 obs in 152 days (11/12/78 to 12/05/79)	R19
	0.1391		7 obs in 86 days (14/11/79 to 09/02/80)	R19
	0.1349		123 obs in 136 days (05/02/81 to 20/06/81)	R19
	0.1372		111 obs in 144 days (15/12/81 to 08/05/82)	R19
0.1343		147 obs in 159 days (25/11/82 to 03/05/83)	R19	
0.137		1966 25 years weakly	R22	
0.158	-4.94	12 obs in 3 month bins	R52	
HD 92788		-4.70	1 obs 1998-99	R33
		-5.04	30 obs in 3 years	R38
	0.153	-5.05	26 obs in 11 month bins	R52
		-4.73	45 obs in 5 years	R53
	0.1468		individual	CAS
HD 93083		-5.02	16 obs in 1 year	R56
HD 99492	0.244			R20
	0.244			R17
	0.254		28 obs in 20 month bins	R52
HD 101930		-4.99	16 obs in 1 year	R56
HD 102117		-5.03	13 obs in 380 days	R56
HD 104985	0.076		1 obs in 1 month bins	R52
HD 106252	0.162	-4.97	15 obs in 4 years	R42
	0.163	-4.97	1 obs in 1 month bins	R52
HD 108147	0.188	-4.78	1992 individual	R28
		-4.72	80 coralie spectra	R40
	0.19		individual	CAS
HD 108874		-5.07	18 obs in 3 years	R49
	0.150	-5.08	34 obs in 15 month bins	R52
HD 111232	0.166	-4.98	1992 individual	R28
HD 114386	0.3046		individual	CAS
HD 114729	0.151	-5.04	1992 individual	R28
		-5.02	36 obs in 5 years	R49
	0.147	-5.05	44 obs in 21 month bins	R52
	0.188		individual	CAS
HD 114783		-5.00	1 obs 1998-99	R33
		-4.96	37 obs in 3 years	R45
	0.2486		individual	CAS
HD 117618		-4.90	individual	R28

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
HD 121504	0.21	-4.73	1992 individual	R28
		-4.57	100 obs in 6 years	R53
	0.1889		individual	CAS
HD 128311		-4.30	1 obs 1998-99	R33
		-4.49	individual	R48
		-4.39	27 obs in 4 years	R49
	0.700		49 obs in 21 month bins	R52
HD 130322		-4.52	1 obs 1998-99	R33
		-4.39	118 in 2 years	R35
	0.230	-4.78	11 obs in 9 month bins	R52
	0.229		individual	CAS
HD 134987		-5.01	43 obs in 3 years	R34
	0.147	-5.09	53 obs in 20 month bins	R52
	0.126		individual	CAS
HD 136118	0.173	-4.88	30 obs in 3 years	R42
	0.156	-4.97	1 obs in 1 month bins	R52
HD 141937	0.24	-4.65	45 obs in 3 years	R44
	0.169	-4.94	7 obs in 3 month bins	R52
	0.172		individual	CAS
HD 142415	0.234	-4.66	1992 individual	R28
		-4.55	100 obs in 6 years	R53
	0.1891		individual	CAS
HD 145675	0.154	-5.1	1978 individual- same sample R1	R03
	0.1537		3 obs in 44 days (02/05/78 to 15/06/78)	R19
	0.149		3 obs in 1 days (22/06/81 to 22/06/81)	R19
		-5.07	33 obs in 5 years	R49
	0.161	-5.06	46 obs in 27 month bins	R52
HD 147513		-4.6	individual	R15
		-4.4	individual	R21
	0.291	-4.52	1992 individual	R28
		-4.418	individual	R48
		-4.38	30 obs in 6 years	R53
	0.27965		individual	CAS
HD 150706	0.261	-4.59	1978 individual- same sample R1	R03
		-4.59	individual	R15
	0.261		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.2608		1 obs in 1 days (29/05/79 to 29/05/79)	R19
	0.249	-4.448	individual	R48
	-4.61	5 obs in 3 month bins	R52	
HD 154857		-5.14	individual	R28
HD 160691		-5.02	from R28	R13
	0.159	-5.02	1992 individual	R28
		-5.034	8 consecutive nights	R60
		-5.02	coralie data	R61
	0.12865		individual	CAS
HD 162020	1.10835		individual	CAS
HD 168443	0.147	-5.08	30 obs in 2.5 years	R31
	0.21	-4.8	50 obs in 2 years	R44
	0.143	-5.12	102 obs in 31 month bins	R52
	0.150			R65
	0.140		individual	CAS
HD 168746		-4.70	1 obs 1998-99	R33

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
	0.155	-5.05	13 obs in 9 month bins	R52
	0.151		individual	CAS
HD 169830		-4.93	35 obs in 2 years	R39
	0.140	-5.07	11 obs in 9 month bins	R52
		-4.82	70 obs in 5 years	R53
	0.13216667		individual	CAS
HD 177830	0.1233		3 obs in 1 days (17/07/82 to 17/07/82)	R19
		-5.28	29 obs in 3 years	R34
	0.125		51 obs in 22 month bins	R52
HD 178911 B	0.168	-4.98	15 obs in 9 month bins	R52
HD 179949		-4.72	23 obs in 2 years	R46
	0.188	-4.79	14 obs in 9 month bins	R52
	0.186		individual	CAS
HD 187123		-5	40 obs in 2 years	R34
		-4.93		R63
	0.155	-5.03	60 obs in 17 month bins	R52
HD 190228	0.135	-5.18	8 obs in 5 month bins	R52
HD 192263		-4.40	1 obs 1998-99	R33
		-4.37	15 obs in 2.7 years	R34
	0.488		28 obs in 16 month bins	R52
HD 195019	0.189	-4.85	individual	R32
		-5.02	14 obs in 2 years	R34
	0.147	-5.09	37 obs in 18 month bins	R52
HD 196050	0.154	-5.04	1992 individual	R28
		-4.65	30 obs in 5 years	R53
HD 202206	0.1895		individual	CAS
HD 208487		-4.90	individual	R28
HD 209458		-4.93	10 obs in 1 year	R36
		-4.93	9 obs in 1 month	R62
	0.154	-5.00	56 obs in 14 month bins	R52
HD 210277	0.1421		6 obs in 28 days (23/06/81 to 20/07/81)	R19
	0.155	-5.06	4 obs in 1.5 years	R30
		-5.03	45 obs in 4 years	R34
	0.155	-5.06	66 obs in 26 month bins	R52
	0.136		individual	CAS
HD 213240	0.155	-5	1992 individual	R28
		-4.8		R61
	0.1271		individual	CAS
HD 216435	0.157	-5	1992 individual	R28
		-5	41 obs in 4 years	R64
	0.1443		individual	CAS
HD 216437		-5.01	individual	R41
	0.1044		individual	CAS
HD 216770	0.216	-4.84	1992 individual	R28
	0.193	-4.92	1 obs in 1 month bins	R52
HD 217107	0.15	-5	individual	R32
		-5.06	21 obs in 1.5 years	R34
	0.150	-5.08	53 obs in 22 month bins	R52
	0.120		individual	CAS
HD 219449	0.1052		3 obs in 1 days (15/08/82 to 15/08/82)	R19
HD 222582		-5	24 obs in 1.7 years	R34
	0.1334		individual	CAS

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log R' <sub>HK</sub>	Tipo de datos	Ref
HD 330075		-5.03	21 obs in 204 days	R50
		-5.03	21 obs in 204 days	
$\rho$ Crb	0.143	-5.02	1978 individual- same sample R1	R03
		-5.06	mean from all MW obs.	R14
	0.154		19 nights	R16
	0.148		R1; R6; R5; R10; R3	R17
	0.149		8 obs in 173 days (11/03/66 to 03/09/66)	R19
	0.1483		5 obs in 128 days (14/04/67 to 21/08/67)	R19
	0.1498		12 obs in 116 days (17/04/68 to 12/08/68)	R19
	0.1487		7 obs in 94 days (01/04/69 to 04/07/69)	R19
	0.148		16 obs in 144 days (20/03/70 to 13/08/70)	R19
	0.1484		18 obs in 141 days (16/03/71 to 06/08/71)	R19
	0.1483		12 obs in 103 days (23/03/72 to 05/07/72)	R19
	0.1482		9 obs in 100 days (14/04/73 to 23/07/73)	R19
	0.1461		14 obs in 113 days (10/04/74 to 02/08/74)	R19
	0.1465		14 obs in 118 days (26/03/75 to 23/07/75)	R19
	0.1457		11 obs in 125 days (12/03/76 to 16/07/76)	R19
	0.1468		23 obs in 146 days (01/03/77 to 26/07/77)	R19
	0.151		7 obs in 75 days (01/05/78 to 15/07/78)	R19
	0.148		11 obs in 69 days (19/04/79 to 27/06/79)	R19
	0.1468		132 obs in 121 days (10/03/81 to 10/07/81)	R19
	0.148		174 obs in 172 days (26/02/82 to 17/08/82)	R19
	0.1478		110 obs in 141 days (11/01/83 to 31/05/83)	R19
0.15		1966 25 years weakly	R22	
0.15		from R22 and R19	R23	
0.15		from R22 and R19	R25	
0.145	-5.08	10 obs in 1 month bins	R52	
$\tau$ Boo	0.191		5 obs in 117 days (28/02/67 to 26/06/67)	R19
	0.189		5 obs in 68 days (03/05/68 to 10/07/68)	R19
	0.1899		11 obs in 93 days (31/01/69 to 02/05/69)	R19
	0.1931		17 obs in 100 days (16/03/70 to 25/06/70)	R19
	0.1879		10 obs in 86 days (17/03/71 to 12/06/71)	R19
	0.1836		11 obs in 88 days (22/03/72 to 19/06/72)	R19
	0.1841		12 obs in 72 days (22/03/73 to 03/06/73)	R19
	0.1843		12 obs in 126 days (07/02/74 to 12/06/74)	R19
	0.186		19 obs in 161 days (19/01/75 to 29/06/75)	R19
	0.1853		14 obs in 147 days (15/01/76 to 11/06/76)	R19
	0.1855		26 obs in 124 days (30/01/77 to 03/06/77)	R19
	0.1997		5 obs in 47 days (01/05/78 to 17/06/78)	R19
	0.1891		12 obs in 158 days (19/01/79 to 26/06/79)	R19
	0.1958		2 obs in 17 days (22/01/80 to 08/02/80)	R19
	0.185		108 obs in 153 days (20/02/81 to 22/07/81)	R19
	0.1852		207 obs in 178 days (17/01/82 to 14/07/82)	R19
	0.1858		153 obs in 141 days (11/01/83 to 31/05/83)	R19
	0.191		1966 25 years weakly	R22
	0.191		from R22 and R19	R23
		-4.73	25 years	R27
	0.202	-4.70	5 obs in 2 month bins	R52
$v$ And	0.154	-4.97	1978 individual- same sample R1	R03
		-4.90	mean from all MW obs.	R14
	0.1535		3 obs in 56 days (30/08/78 to 25/10/78)	R19
	0.154		from R22 and R19	R24
0.154		from R22 and R19	R25	

Tabla 7: Índices de actividad cromosférica en estrellas EH. Continuación.

Nombre	S	Log $R'_{HK}$	Tipo de datos	Ref
	0.146	-5.04	48 obs in 6 month bins	R52
TrES-1		-4.77	single-epoch observation	R57

Tabla 8: Referencias utilizadas en la compilación de los índices cromosféricos  $S$  y  $R'_{HK}$ 


---

CASLEO: este trabajo	R34: Vogt et al. (2000)
R01: Vaughan & Preston (1980)	R35: Udry et al. (2000)
R02: Duncan (1981)	R36: Charbonneau et al. (2000)
R03: Soderblom (1985)	R37: Marcy et al. (2000b)
R04: Soderblom et al. (1993)	R38: Fischer et al. (2001)
R05: Middelkoop (1982)	R39: Naef et al. (2001)
R06: Vaughan et al. (1981)	R40: Pepe et al. (2002)
R07: Middelkoop et al. (1981)	R41: Tinney et al. (2002a)
R08: Durney et al. (1981)	R42: Fischer et al. (2002a)
R09: Baliunas et al. (1983)	R43: Butler et al. (2002)
R10: Noyes et al. (1984)	R44: Udry et al. (2002)
R11: Montesinos et al. (1987)	R45: Vogt et al. (2002)
R12: Marcy et al. (1997)	R46: Tinney et al. (2002b)
R13: Lachaume et al. (1999)	R47: Marcy et al. (2002)
R14: Herbig (1985)	R48: King et al. (2003)
R15: Soderblom & Clements (1987)	R49: Butler et al. (2003)
R16: Houvelin et al. (1988)	R50: Mayor et al. (2003)
R17: Young et al. (1989)	R51: Hatzes et al. (2003)
R18: Strassmeier et al. (1990)	R52: Wright et al. (2004)
R19: Duncan et al. (1991)	R53: Mayor et al. (2004)
R20: Soderblom et al. (1991)	R54: Butler et al. (2004)
R21: Soderblom & Mayor (1993)	R55: Fischer et al. (2005)
R22: Baliunas et al. (1995a)	R56: Lovis et al. (2005)
R23: Montes et al. (1997)	R57: Sozzetti et al. (2004)
R24: Montes & Martin (1998)	R58: Fischer et al. (2002b)
R25: Montes et al. (1999)	R59: Butler et al. (2000)
R26: Donahue et al. (1996)	R60: Santos et al. (2004a)
R27: Baliunas et al. (1996)	R61: Santos et al. (2000b)
R28: Henry et al. (1996)	R62: Henry et al. (2000b)
R29: Saar & Osten (1997)	R63: Butler et al. (1998)
R30: Marcy et al. (1998)	R64: Jones et al. (2003)
R31: Marcy et al. (1999)	R65: Marcy et al. (2001)
R32: Fischer et al. (1999)	R66: Rocha-Pinto & Maciel (1998)
R33: Strassmeier et al. (2000)	

---

### .3. Programa Fortran utilizado con el Método de Downhill

Por razones de espacio, presentamos solamente los modulos más importantes del programa. Tampoco mostramos las subrutinas utilizadas del libro Numerical Recipes (Press et al. 1990).

```
program prog
common /comunes/ spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
,np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunes/
call cls
write(*,*) "***** Downhill Simplex Method *****"
write(*,*)
open(49, file="datain/ilenames.txt",status="old")
open(50, file="dataout/Solution.txt")
open(52, file="dataout/Logfile.txt")
write(50,*) "Final solution:"
write(50,*) "Name Teff logg [Fe/H] xita vrot vrad (and initial guess)"
do
read(49,'(a80)',end=120) file
call downhill
enddo
120continue
write(*,*)
write(*,*) "Downhill finished."
write(*,*)
write(52,*)
write(52,*) "Downhill finished."
write(52,*)
close(49)
close(50)
close(52)
end
```



```

subroutine downhill
real*8 spec1(2e5,2),specobs(2e5,2),prex,spec5(2e5,1)
real*8 desde,hasta,delta,lam,rlam,oldlam,diff,x,x1,x2
,y1,y2,px,int4
real*8 frad
real found,ex
character alpha*1
character fname*40,path*12,file1*80

common /comunes/
spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunes/

real teff0,logg0,feh0,xita0
real uobs,bobs,yobs integer n
real*8 p0(4),p1(4),p2(4)
real*8 p3(4),p4(4),p(5,4)
real*8 y(5)
real*8 zx(4)
integer iterl
real*8 ftol
real*8 funk
real*8 vrestim
external funk
prex=0.0005
wspec=0
write(*,*)
write(*,*) file
write(*,*) Reading observed spectra "
write(52,*)
write(52,*) file
write(52,*) Reading observed spectra "

llee specobs
file1="datain//file
open(1,file=file1,status="old")
read(1,*) vrot,vrad
write(*,*) "First values should be vsini:",vrot,"km/s and
vrad:",vrad,"km/s"
write(52,*) "First values should be vsini:",vrot,"km/s and
vrad:",vrad,"km/s"
if (vrot.gt.1000) then
write(*,*) "vrot out of limits"
write(52,*) "vrot out of limits"
stop
endif
if ((vrad.gt.1000.).and.(vrad.ne.9999.)) then
write(*,*) "vrad out of limits"
write(52,*) "vrad out of limits"
stop
endif

n=1
frad=( (-vrad/299800.)+1)**-1
do
read(1,*,end=100) specobs(n,1),specobs(n,2) !lam,flux
if (vrad.ne.9999.) then
specobs(n,1)=specobs(n,1)*frad
endif
n=n+1
enddo
100close(1)
points=n-1

desde=specobs(1,1)
hasta=specobs(points,1)
delta=0.02
!write(*,*) "lambda ranges ",desde, hasta

write(*,*) Reading Stromgren u, b, y"
write(52,*) Reading Stromgren u, b, y"
open(10,file="stromobs.dat")
read(10,*) uobs,bobs,yobs
close(10)
write(*,*) ".Observed spectra covers from ",desde,"to ",has-
ta
write(*,*) "Number of points = ",points
write(*,*) "Stromgren u b y = ",uobs,bobs,yobs
write(52,*) ".Observed spectra covers from ",desde,"to ",has-
ta
write(52,*) "Number of points = ",points
write(52,*) "Stromgren u b y = ",uobs,bobs,yobs

oldlam=specobs(1,1)
open(47,file="spec1.dat")
write(47,*) specobs(1,1),specobs(1,2)
do i=2,points
lam=specobs(i,1)
int4=specobs(i,2)
diff=abs(lam-oldlam)
if (diff.gt.1) then
do rlam=oldlam+0.02,lam-0.02,0.02
write(47,*) rlam,9999.
enddo
endif
write(47,*) lam,int4
oldlam=lam
enddo
close(47)
open(47,file="spec1.dat")
i=1
do
read(47,*,end=260) spec1(i,1),spec1(i,2)
i=i+1
enddo
260close(47)

```

```

path=/dos/munari/"
fname=path/'LAMBDA R13.DAT'
open(1,file=fname,status='old')
np1=1
do
read(1,*,end=200) lam13(np1)
np1=np1+1
enddo
200close(1)
call resample(desde,hasta,spec1,spec2,ndesder13,nhastar13)

if (vrad.eq.9999.) then
call velrad(desde,hasta,spec1,vrestim,spec5)
vrad=vrestim
frad=( -vrad/299800.)+1)**-1
desde=desde*frad
hasta=hasta*frad
do i=1,2e5
spec1(i,1)=spec1(i,1)*frad
enddo
call resample(desde,hasta,spec1,spec2,ndesder13,nhastar13)
endif

!call force1(teff0,logg0,feh0,xita0)
if (logg0.ge.5.0) then
logg0=4.5
endif
write(*,*)
write(*,*) "Initial guess of 4d points: Teff logg [Fe/H] Xi-
ta "
write(52,*)
write(52,*) "Initial guess of 4d points: Teff logg [Fe/H]
Xita "
+,teff0,logg0,feh0,xita0

!ajusta el valor inicial de los datos downhill
!comenzamos por los 5 vertices del simplex inicial

!1er vertice
p0(1)=teff0
p0(2)=logg0
p0(3)=feh0
p0(4)=xita0

!2do vertice
p1(1)=p0(1)+100.
p1(2)=p0(2)
p1(3)=p0(3)
p1(4)=p0(4)

!3er vertice
p2(1)=p0(1)
p2(2)=p0(2)+0.2
p2(3)=p0(3)
p2(4)=p0(4)

!4to vertice
p3(1)=p0(1)
p3(2)=p0(2)
p3(3)=p0(3)+0.2
p3(4)=p0(4)

!5to vertice
p4(1)=p0(1)
p4(2)=p0(2)
p4(3)=p0(3)
p4(4)=p0(4)!+1.0

!escribimos ahora la matriz p usando los 5 vertices
p(1,1)=p0(1)
p(1,2)=p0(2)
p(1,3)=p0(3)
p(1,4)=p0(4)
p(2,1)=p1(1)
p(2,2)=p1(2)
p(2,3)=p1(3)
p(2,4)=p1(4)
p(3,1)=p2(1)
p(3,2)=p2(2)
p(3,3)=p2(3)
p(3,4)=p2(4)
p(4,1)=p3(1)
p(4,2)=p3(2)
p(4,3)=p3(3)
p(4,4)=p3(4)
p(5,1)=p4(1)
p(5,2)=p4(2)
p(5,3)=p4(3)
p(5,4)=p4(4)

write(*,*) "Initial matrix p"
write(52,*) "Initial matrix p"

!obtener el valor de la funcion, valuada en los 5 vertices
del simplex
!write(*,*)
write(*,*) ".Obtaining chicuad values for 5 Simplex ver-
tices..."
write(52,*) ".Obtaining chicuad values for 5 Simplex ver-
tices..."

do i=1,4
zx(i)=p0(i)
enddo
y(1)=funkt(zx)

do i=1,4
zx(i)=p1(i)

```

```

enddo
y(2)=funkt(zx)

do i=1,4
zx(i)=p2(i)
enddo
y(3)=funkt(zx)

do i=1,4
zx(i)=p3(i)
enddo
y(4)=funkt(zx)

do i=1,4
zx(i)=p4(i)
enddo
y(5)=funkt(zx)

write(*,*) "Starting chicuad values ="
write(*,*) y(1),y(2),y(3),y(4),y(5)
write(52,*) "Starting chicuad values ="
write(52,*) y(1),y(2),y(3),y(4),y(5)

!llamada a la subrutina downhill para obtener el mini-
!mo de chicuad...
write(*,*)
write(*,*) "Entering downhill iteration..."
write(52,*)
write(52,*) "Entering downhill iteration..."
ftol=0.0005
call amoeba(p,y,5,4,4,ftol,funkt,iter)
write(*,*)
write(*,*) "Downhill convergence before ",iter," steps."
write(52,*) "Final solution: Teff logg [Fe/H] xita (vrot
vrad)"
write(52,*) p(1,1),p(1,2),p(1,3),p(1,4),"(",vrot,vrad,")"
write(52,*)
write(52,*) "Downhill convergence before ",iter," steps."
write(52,*) "Final solution: Teff logg [Fe/H] xita (vrot
vrad)"
write(52,*) p(1,1),p(1,2),p(1,3),p(1,4),"(",vrot,vrad,")"

write(50,123) file,p(1,1),p(1,2),p(1,3),p(1,4),
+vrot,vrad,"(",teff0,logg0,feh0,xita0,")"
123 format(a30,6f10.2,2x,a1,4f10.2,a1)

do i=1,4 !vuelve a llamar funk p escribir el arch.salida
zx(i)=p(1,i)
enddo
wspec=1
chicuad=funkt(zx) !...aqui es dde lo escribe
end

!*****
subroutine force1(mint,minl,minf,minx)
real t1,l1,f1,x1
real ex,oldt1
real min,mint,minl,minf,minx
real*8 spec3(2e5),chicquad,vrot1
character fname1*31,fname2*51,path*12,dir*8
character*31 munari(68200),a20(2e5)*20

common /comunes/
spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunes/

lee nombre archivos de la grilla
open(3,file="munari filenames.txt",status=".old")
i=1
do
read(3,'(a31)',end=240) munari(i)
i=i+1
enddo
240close(3)

!el bucle principal
write(*,*) "Writing some examples of grid chicuad-values..."
write(*,*) "teff logg feh xita vsini -¿chicuad"
write(52,*) "Writing some examples of grid chicuad-values..."
write(52,*) "teff logg feh xita vsini -¿chicuad"
min=1e7
oldt1=0
do t1=3500,40000,250
do l1=0,5,0.5
do f1=-2.5,0.5, 0.5
x1=2.

call vrotx(t1,vrot,vrot1)
call concat1(t1,l1,f1,vrot1,x1,"S",fname1,dir)
path=/dos/munari/"
fname2=path//dir//fname1
!se fija si existe el nombre del archivo
ex=0
do i=1,68200
if (fname1.eq.munari(i)) then
ex=1
exit
endif
enddo
if (ex.eq.0) then
cycle
endif
open(46,file=fname2,status=".old")
do i=1,np1-1
read(46,'(a20)') a20(i)

```

```

enddo
msj=0
do i=1,np1-1
if (index(a20(i),"nan").gt.0) then
spec3(i)=1
if (msj.ne.1) then
msj=1
write(*,*) "munari problems at lambda ",lam13(i)
write(52,*) "munari problems at lambda ",lam13(i)
endif
cycle
endif
read(a20(i),*) spec3(i)
enddo
close(46)
call comspec1(spec2,spec3,ndesder13,nhastar13,chicquad)
if (t1.ne.olddt1) then
write(*,270) t1,l1,f1,x1,vrot1,-z",chicquad
olddt1=t1
endif
270format(f7.0,3f5.1,f8.1,a5,f10.1)
if (chicquad.lt.min) then
min=chicquad
mint=t1
minl=l1
minf=f1
minx=x1
endif
220enddo
enddo
lenddo
write(*,*) "minimo chicquad ",mint,minl,minf,minx,-z",min
write(52,*) "minimo chicquad ",mint,minl,minf,minx,-z",min
end

!*****

subroutine comspec1(cspec1,cspec2,ndesde,nhasta,chicquad)
!compara 2 espectros y calcula chicquad entre ellos
real*8 cspec1(2e5),cspec2(2e5)
real*8 chicquad,int2,int3
integer ndesde,nhasta
chicquad=0
do i=ndesde,nhasta
int2=cspec1(i)
int3=cspec2(i)
if ((int2.eq.9999).or.(int3.eq.9999).or.(int2.gt.2).or.
(int3.gt.2))then
int2=0
int3=0
endif
chicquad=chicquad+(int3-int2)**2
enddo
end

!*****

!funcion que calcula chicquad para un espectro con cierta
Teff,logg,Feh,xita
!tiene que hacer dos cosas: lero, generar un espectro virtual
para los
!valores dados de los 4 parametros, y segundo comparar
con el esp.observado
!para obtener chicquad

real*8 function funk(zx)

common /comunel/
spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunel/

real teff,logg,feh,xita
real teff1,logg1,feh1,xita1
real teff2,logg2,feh2,xita2

character *31 f1111,f2111,f1211,f2211 !nombre archiv.espect.
a interpolar
character *31 f1121,f2121,f1221,f2221
character *31 f1112,f2112,f1212,f2212
character *31 f1122,f2122,f1222,f2222

character *51 fs1111,fs2111,fs1211,fs2211 !nombre archivos
path incluido
character *51 fs1121,fs2121,fs1221,fs2221
character *51 fs1112,fs2112,fs1212,fs2212
character *51 fs1122,fs2122,fs1222,fs2222

character *8 dir1111,dir2111,dir1211,dir2211 !nombre de
los directorios
character *8 dir1121,dir2121,dir1221,dir2221
character *8 dir1112,dir2112,dir1212,dir2212
character *8 dir1122,dir2122,dir1222,dir2222

real*8 zx(4),p
real*8 lam,lon,flux(16),x(4),vert(8),speckur(2e5)
integer ilam,pos,found,start,exceed
character a200*200,path*12,fout1*80,fout2*80
real*8 chicquad,desde,hasta,delta
real*8 vrot1,vrot2

!real vrot
character alpha*1,dir*8
!vrot=0.
alpha="S"
path=/dos/munari/"

```

```

teff =zx(1)
logg =zx(2)
feh =zx(3)
xita =zx(4)

x(1)=teff
x(2)=logg
x(3)=feh
x(4)=xita

if ((teff.gt.40000.).or.(teff.lt.3500.)) then
write(*,*) "Teff ",teff,"exceeding grid limits"
write(52,*) "Teff ",teff,"exceeding grid limits"
chicua=1e7
goto 125
endif
if ((logg.gt.5.).or.(logg.lt.0.)) then
write(*,*) "logg ",logg,"exceeding grid limits"
write(52,*) "logg ",logg,"exceeding grid limits"
chicua=1e7
goto 125
endif
if ((feh.gt.0.5).or.(feh.lt.-2.5)) then
write(*,*) "feh ",feh,"exceeding grid limits"
write(52,*) "feh ",feh,"exceeding grid limits"
chicua=1e7
goto 125
endif
if ((xita.gt.4.0).or.(xita.lt.1.0)) then
write(*,*) "Xita ",xita,"exceeding grid limits"
write(52,*) "Xita ",xita,"exceeding grid limits"
chicua=1e7
goto 125
endif

```

lvalores de los 4 parametros mas cercanos en la grilla  
i.e. los que usara para realizar la interpolacion

```

call teffx(teff,teff1,teff2)
do r=0.0,4.5,0.5 !para la gravedad
if ((logg.ge.r).and.(logg.le.r+0.5)) then
logg1=r
logg2=r+0.5
exit
endif
enddo
call loggx(logg,logg1,logg2,teff,exceed)
if (exceed.eq.1) then
write(*,*) "Logg ",logg,"exceeding grid limits"
write(52,*) "Logg ",logg,"exceeding grid limits"
chicua=1e7
goto 125
endif

```

```

do r=-2.5,0.0,0.5 !para la metalicidad
if ((feh.ge.r).and.(feh.le.r+0.5)) then

```

```

feh1=r
feh2=r+0.5
exit
endif
enddo

if ((xita.ge.1.0).and.(xita.lt.2.0)) then!para la veloc.microturb.
xita1=1.0
xita2=2.0
endif
if ((xita.ge.2.0).and.(xita.le.4.0)) then
xita1=2.0
xita2=4.0
endif
xita1=2
xita2=2

```

```

vert(1)=teff2
vert(2)=teff1
vert(3)=logg2
vert(4)=logg1
vert(5)=feh2
vert(6)=feh1
vert(7)=xita2
vert(8)=xita1

```

```

call vrotx(teff1,vrot,vrot1)
call vrotx(teff2,vrot,vrot2)

```

```

call concat1(teff1,logg1,feh1,vrot1,xita1,alpha,f1111,dir1111)
!formato del tipo T09740L25Fp05X02
call concat1(teff2,logg1,feh1,vrot2,xita1,alpha,f2111,dir2111)
call concat1(teff1,logg2,feh1,vrot1,xita1,alpha,f1211,dir1211)
call concat1(teff2,logg2,feh1,vrot2,xita1,alpha,f2211,dir2211)

```

```

call concat1(teff1,logg1,feh2,vrot1,xita1,alpha,f1121,dir1121)
call concat1(teff2,logg1,feh2,vrot2,xita1,alpha,f2121,dir2121)
call concat1(teff1,logg2,feh2,vrot1,xita1,alpha,f1221,dir1221)
call concat1(teff2,logg2,feh2,vrot2,xita1,alpha,f2221,dir2221)

```

```

call concat1(teff1,logg1,feh1,vrot1,xita2,alpha,f1112,dir1112)
call concat1(teff2,logg1,feh1,vrot2,xita2,alpha,f2112,dir2112)
call concat1(teff1,logg2,feh1,vrot1,xita2,alpha,f1212,dir1212)
call concat1(teff2,logg2,feh1,vrot2,xita2,alpha,f2212,dir2212)

```

```

call concat1(teff1,logg1,feh2,vrot1,xita2,alpha,f1122,dir1122)
call concat1(teff2,logg1,feh2,vrot2,xita2,alpha,f2122,dir2122)
call concat1(teff1,logg2,feh2,vrot1,xita2,alpha,f1222,dir1222)
call concat1(teff2,logg2,feh2,vrot2,xita2,alpha,f2222,dir2222)
pos=1

```

```

!abre los 16 archivos para interpolar
992 format(a12,a8,a31)
write(fs1111,992) path,dir1111,f1111
write(fs2111,992) path,dir2111,f2111
write(fs1211,992) path,dir1211,f1211

```

```

write(fs2211,992) path,dir2211,f2211
write(fs1121,992) path,dir1121,f1121
write(fs2121,992) path,dir2121,f2121
write(fs1221,992) path,dir1221,f1221
write(fs2221,992) path,dir2221,f2221
write(fs1112,992) path,dir1112,f1112
write(fs2112,992) path,dir2112,f2112
write(fs1212,992) path,dir1212,f1212
write(fs2212,992) path,dir2212,f2212
write(fs1122,992) path,dir1122,f1122
write(fs2122,992) path,dir2122,f2122
write(fs1222,992) path,dir1222,f1222
write(fs2222,992) path,dir2222,f2222
open(30,file=fs1111,status=.old")
open(31,file=fs2111,status=.old")
open(32,file=fs1211,status=.old")
open(33,file=fs2211,status=.old")
open(34,file=fs1121,status=.old")
open(35,file=fs2121,status=.old")
open(36,file=fs1221,status=.old")
open(37,file=fs2221,status=.old")
open(38,file=fs1112,status=.old")
open(39,file=fs2112,status=.old")
open(40,file=fs1212,status=.old")
open(41,file=fs2212,status=.old")
open(42,file=fs1122,status=.old")
open(43,file=fs2122,status=.old")
open(44,file=fs1222,status=.old")
open(45,file=fs2222,status=.old")

do !j=1,np1
do i=1,16
read(29+i,*,end=1010) flux(i)
enddo
!tenemos la funcion en cada uno de los 16 puntos
!ahora la interpolacion 4d
call interp4d(x,vert,flux,p) !p es el valor interpolado
!ahora deberiamos guardar el par lon,p en alguna variable...
speckur(pos)=p
pos=pos+1
enddo

1010 close(30)
close(31)
close(32)
close(33)
close(34)
close(35)
close(36)
close(37)
close(38)
close(39)
close(40)
close(41)
close(42)

close(43)
close(44)
close(45)
!tenemos en speckur(1:pos) el espectro interpolado
if (wspec.eq.1) then
write(*,*) "Writting (minimmum-chicquad) fitted spectra
to disk"
write(52,*) "Writting (minimmum-chicquad) fitted spectra
to disk"
fout1="dataout/min.chicquad.//file
fout2="dataout/resampled.//file
open(48,file=fout1)
open(51,file=fout2)
write(48,*) teff,logg,feh,xita,vrot
write(48,*)
do i=1,pos
write(48,*) lam13(i),speckur(i),speckur(i)-spec2(i) !lam, flux,
difference with observed
enddo
do i=ndesder13, nhastar13
write(51,*) lam13(i),spec2(i)!lam, flux
enddo
close(48)
close(51)
endif

!speckur(1:points) tiene el mismo formato lamda que specobs
!entonces podemos comparar ambos espectros
call comspec1(spec2,speckur,ndesder13,nhastar13,chicquad)
125 funk=chicquad
write(*,*) "funk called with ",teff,logg,feh,xita,-i",chicquad
write(52,*) "funk called with ",teff,logg,feh,xita,-i",chicquad

end
!*****
subroutine resample(desde,hasta,spec1,spec4,nd13,nh13)
!lleva al formato de la grilla lambda de munari
!entrada=desde,hasta,spec1
!deben ser conocidas (en common)= lam13, np1
!salida=spec4,nd13,nh13

real found
real*8 desde,hasta,spec1(2e5,2),spec4(2e5)
real*8 x2,x1,y2,y1,x,px
integer nx1,nx2,nd13,nh13

common /comunes/
spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunes/

!busca el 1er pto en R13 q es anterior al desde: "desder13"

```

```

found=0
do i=1,np1
if (lam13(i).gt.desde) then
found=1
exit
endif
enddo
if (found.eq.0) then
write(*,*) "desder13 not found"
write(52,*) "desder13 not found"
stop
endif
nd13=i-1
!busca el ultimo pto. q es posterior al hasta, "hastar13"
found=0
do j=nd13,np1
if (lam13(j).gt.hasta) then
found=1
exit
endif
enddo
if (found.eq.0) then
write(*,*) "hastar13 not found"
write(52,*) "hastar13 not found"
stop
endif
nh13=j

!spec2 sera el resamplado del spec1, va desde 2500-10500
en lambda
!igual q el R13, p comparar
!ahora resampla usando los lambda1,2 mas proximos al
punto
do j=nd13+1,nh13-1
x=lam13(j)
x1=0.
x2=0.
do i=1,2e5
if (spec1(i,1).gt.x) then
nx2=i
x2=spec1(i,1)
exit
endif
enddo
210 continue
if (spec1(i,1).lt.x) then
nx1=i
x1=spec1(i,1)
else
i=i-1
goto 210
endif
if (x1.lt.1.) then
write(*,*) "problems searching x1 for lamda x=",x
write(52,*) "problems searching x1 for lamda x=",x
stop
endif
if (x2.lt.1.) then
write(*,*) "problems searching x2 for lamda x=",x
write(52,*) "problems searching x2 for lamda x=",x
stop
endif
!write(*,*) x1,x,x2
!tenemos x1,x2, ahora calcula las alturas respectivas y1,y2
y1=spec1(nx1,2)
y2=spec1(nx2,2)
call interp1d(x2,x1,y2,y1,x,px)
spec4(j)=px
enddo
spec4(nd13)=1
spec4(nh13)=1!los extremos del intervalo
!spec4 con el mismo muestreo y mismo rango 2500-10500
!que el archivo R13
end
!*****

subroutine velrad(desde,hasta,spec1,vrestim,spec5)
!esta sub intenta determinar la vrad de una estrella
!usando el minimo chicuad
!entrada=desde,hasta,spec1 (todos SIN corregir x vrad)
!salida=vrestim (spec5 es temporal, no es de salida)
common /comunes/
spec2,lam13,vrot,points,ndesder13,nhastar13,
np1,wspec,file
real*8 spec2(2e5),lam13(2e5),vrot,vrad
integer points
integer ndesder13,nhastar13,np1,wspec
character file*80
save /comunes/

real*8 spec1(2e5,2),spec5(2e5,2),spec6(2e5)
!1 es el observado, 5 es correg. x vrad,6 es resamplado
real*8 sp1(2e5),sp2(2e5),sp3(2e5)!3 espectros para 3 temps.
!diferentes: 5000, 7500, 10000
real*8 vradi,frad,desde,hasta
real*8 desde1,hasta1
integer nd,nh,nd1,nh1
real*8 chi1,chi2,chi3,minchi1,minchi2,minchi3
real*8 minvr1,minvr2,minvr3
real*8 vrestim

open(54,file="sp1.dat",status=".old")!lee los 3 espectros
open(55,file="sp2.dat",status=".old")
open(56,file="sp3.dat",status=".old")
i=1
do
read(54,*,end=221) sp1(i)
read(55,*,end=221) sp2(i)
read(56,*,end=221) sp3(i)
i=i+1
enddo
221close(54)

```

```

close(55)
close(56)
write(*,*) "Estimating radial velocity..."
write(52,*) "Estimating radial velocity..."

do i=1,2e5
spec5(i,2)=spec1(i,2)
enddo

minchi1=1e10
minchi2=1e10
minchi3=1e10
do vradi=-100.,100.,2.
frad=( (-vradi/299800.)+1)**-1
do i=1,2e5
spec5(i,1)=spec1(i,1)*frad
enddo
desde1=desde*frad
hasta1=hasta*frad
!lo resamplea para comparar con munari, spec6 es el re-
sampleado
call resample(desde1,hasta1,spec5,spec6,nd1,nh1)
call comspec1(spec6,sp1,nd1,nh1,chi1)
call comspec1(spec6,sp2,nd1,nh1,chi2)
call comspec1(spec6,sp3,nd1,nh1,chi3)
if (chi1.lt.minchi1) then
minchi1=chi1
minvr1=vradi
endif
if (chi2.lt.minchi2) then
minchi2=chi2
minvr2=vradi
endif
if (chi3.lt.minchi3) then
minchi3=chi3
minvr3=vradi
endif
write(*,*) vradi,chi1,chi2,chi3
write(52,*) vradi,chi1,chi2,chi3
enddo
if ((chi1.le.chi2).and.(chi1.le.chi3)) then
!elige la q tiene menor chicuad entre las 3
vrestim=minvr1
endif
if ((chi2.le.chi1).and.(chi2.le.chi3)) then
vrestim=minvr2
endif
if ((chi3.le.chi1).and.(chi3.le.chi2)) then
vrestim=minvr3
endif

write(*,*) "Increasing precision in Vrad estimation..."
write(52,*) "Increasing precision in Vrad estimation..."
minchi1=1e10

minchi2=1e10
minchi3=1e10
do vradi=vrestim-2.,vrestim+2.,0.1
frad=( (-vradi/299800.)+1)**-1
do i=1,2e5
spec5(i,1)=spec1(i,1)*frad
enddo
desde1=desde*frad
hasta1=hasta*frad
call resample(desde1,hasta1,spec5,spec6,nd1,nh1)
call comspec1(spec6,sp1,nd1,nh1,chi1)
call comspec1(spec6,sp2,nd1,nh1,chi2)
call comspec1(spec6,sp3,nd1,nh1,chi3)
if (chi1.lt.minchi1) then
minchi1=chi1
minvr1=vradi
endif
if (chi2.lt.minchi2) then
minchi2=chi2
minvr2=vradi
endif
if (chi3.lt.minchi3) then
minchi3=chi3
minvr3=vradi
endif
write(*,*) vradi,chi1,chi2,chi3
write(52,*) vradi,chi1,chi2,chi3
enddo
if ((chi1.le.chi2).and.(chi1.le.chi3)) then
vrestim=minvr1
endif
if ((chi2.le.chi1).and.(chi2.le.chi3)) then
vrestim=minvr2
endif
if ((chi3.le.chi1).and.(chi3.le.chi2)) then
vrestim=minvr3
endif

write(*,*) "3 vrad values: ",minvr1,minvr2,minvr3
write(52,*) "3 vrad values: ",minvr1,minvr2,minvr3
write(*,*) "Final Vrad estimated =",vrestim
write(52,*) "Final Vrad estimated =",vrestim

end

```