

# Discos circunestelares: Los análogos del Cinturón de Kuiper

por Luciano Héctor García

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía y Física  
como parte de los requerimientos para obtener el título de  
Doctor en Astronomía de la

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2013

©Famaf - UNC, 2013

Directora: Dra. Mercedes Gómez

A mi familia

RESUMEN

---

Los discos de tipo *debris* son discos circunestelares compuestos por partículas de polvo y cuerpos similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper del Sistema Solar. Su identificación, en un número cada vez mayor de estrellas cercanas, constituye uno de los resultados más significativos de los últimos años. Los cuerpos que los forman serían los remanentes o “escombros” del proceso de formación planetaria que tuvo lugar alrededor de la estrella. Establecer sus características puede ayudar a entender el proceso de formación planetaria y la evolución de los sistemas planetarios extrasolares. En este trabajo se aborda el estudio de los denominados discos *debris* o de “escombros” empleando diferentes técnicas observacionales.

Estos discos *debris*, o análogos de Cinturón de Kuiper, como también se los conoce en la literatura, se presentan tanto en estrellas individuales como en sistemas doble. Con el propósito de estudiar las propiedades de los discos en ambos grupos de estrellas, se recopilaron de la bibliografía 46 estrellas individuales y 26 binarias con discos *debris*. Se construyeron y modelaron las distribuciones espectrales de energía. Como resultado se obtuvieron los radios interno y externo, la masa y el tamaño de las partículas de polvo en cada uno de los discos. Los discos de sistemas individuales resultaron en promedio, un orden de magnitud más masivos que los discos en sistemas binarios. Se encontró que el polvo de los discos en binarias tiende a estar más cercano a su estrella central (la primaria). Esto concuerda con el hecho conocido de las binarias a tener planetas masivos preferentemente con períodos cortos. Por otra parte, los discos en estrellas individuales tienden a ser más extendidos. La presencia de la estrella compañera podría ser la responsable de limitar la extensión de los discos.

La presencia de polvo en los discos *debris* llevó a investigar la existencia de polarización de la radiación de estas estrellas. Para ello se midieron las polarizaciones en el óptico de un grupo de 40 estrellas australes con disco y de otra muestra 68 estrellas, también observables desde el hemisferio sur,

sin disco. Las observaciones fueron realizadas entre los años 2007 y 2012 en CASLEO. Estas mediciones del hemisferio sur se combinaron con observaciones de estrellas del hemisferio norte, obtenidas de la literatura, para construir dos muestras de 55 y 102 estrellas con y sin disco, respectivamente. No se hallaron diferencias estadísticamente significativas en las polarizaciones de estrellas de tipo solar con y sin discos *debris*. La principal razón podría encontrarse en una relativamente baja masa de partículas con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$ . Este estudio permitió, sin embargo, identificar 9 estrellas observadas desde CASLEO cuyas polarizaciones podrían deberse a una población de partículas con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$ . Este reducido grupo de objetos podrían estar asociados a discos similares a aquel identificado por *Spitzer* en HD 69830.

Se exploró la posibilidad de obtener evidencia directa sobre la existencia de estos discos, para lo cual se tomaron imágenes coronográficas de alta resolución de siete estrellas de tipo solar con discos de tipo *debris*. La adquisición se realizó en los años 2010, 2011 y 2012 con el instrumento NICI de Gemini Sur y ninguna de ellas evidenció la presencia de los discos. Este resultado concuerda con la nula o extremadamente baja frecuencia de detección encontrada recientemente por otros autores. Ello, sumado al hecho de que las imágenes cubren una zona que se extiende, en general, entre 10 a 100 UA de la estrella central, sugiere que la mayor parte de la masa de los discos se encuentra en partículas con tamaños  $> 10 \mu\text{m}$ , evidenciando un cierto grado de evolución o de procesamiento del polvo circunestelar. Estas imágenes permitieron, además, estimar límites superiores de masas para compañeros de las estrellas observadas. En todos los casos se descartan la existencia compañeras binarias enanas marrones y, en algunas de las estrellas observadas, también de planetas gigantes.

Finalmente, con el objetivo de indagar la composición mineralógica del polvo en los discos *debris*, se analizaron las características de 3 espectros en el infrarrojo medio de estrellas de tipo solar. Los espectros fueron obtenidos con el instrumento TReCS del telescopio Gemini Sur durante 2010. Las características de los mismos muestra que se requiere de la presencia de

compuestos de tipo cristalino para reproducir los perfiles observados, sin descartar la existencia de partículas de polvo con tamaños  $> 1.5 \mu\text{m}$  compuestas por silicatos del tipo amorfo. Ambas propiedades proporcionan indicios que el material de esos discos debió pasar por algún tipo de reprocesamiento.

En conclusión, de acuerdo al análisis de la polarización, la población de partículas de polvo con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$  sería poco importante en los discos *debris* en estrellas de tipo solar y solamente significativa en sistemas particulares. La tasa nula de detección en las imágenes coronográficas en  $1\text{-}2 \mu\text{m}$  también apunta en esa misma dirección indicando que el polvo debería tener tamaños  $> 10 \mu\text{m}$ . El análisis de los espectros en el infrarrojo medio muestra evidencias de que el material de este tipo de discos debe haber experimentado algún grado de reprocesamiento para explicar la presencia de compuestos de tipo cristalino. Todo esto conduce a la idea de que, efectivamente, el material de los discos *debris* en estrellas de tipo solar ha experimentado una evolución en su estructura y composición y estaría conformado por partículas de polvo más grandes que las que se encuentran en los discos proto-planetarios de estrellas en formación (edades  $\sim 10^6$  años) y en el propio medio interestelar.

Palabras claves: estrellas de tipo Vega, sistemas binarios, modelado de SEDs, polarimetría óptica, imagen coronográfica, espectros infrarrojos, planetas extrasolares.

ABSTRACT

---

Debris disks are circumstellar disks populated by dust particles, and objects similar to those found in the Kuiper Belt in the Solar System. These debris are thought to be the leftovers, or remnants, of the planet formation that took place around the star. Their study and characterization can help to improve our current understanding of the formation of planetary systems around other stars and their evolution. This thesis approaches the study of debris disks from different observational techniques.

Debris disks, also known as extra-solar Kuiper belts, have been discovered in both single and, double stars. With the purpose of studying the properties of debris disks in both groups we constructed two sample from the literature of 46 single stars and 26 binary systems with previously known debris disks. We modeled the spectral energy distributions (SEDs) of each system and obtained the inner and outer radii of the disks, their mass and the size of the dust particles. On average, disks around single stars turned out to be an order of magnitude more massive than the disks in binary systems. It was found that the dust disks in binary appears to be closer to the central star (the primary). This is consistent with the high frequency of binaries having massive planets with short periods. Moreover, disks in individual stars resulted to be more extended. The presence of a companion star may be responsible for limiting the extension of the disks in binary systems.

The presence of dust in debris disks led us to investigate the existence of polarization in the coming radiation from these stars. With that objective in mind we measured the optical polarization of 40 stars with debris disks and 68 stars without debris disks, from the southern hemisphere. Observations were taken between 2007 and 2012 from CASLEO. These measurements were combined with observations of stars from the northern hemisphere to build two samples of 55 and 102 stars with and without disk, respectively. No statistical differences were found in the optical polarizations of solar-type stars with and without debris disks. The main reason could be in a relatively low

mass of particles with sizes  $< 1 \mu\text{m}$  in this type of disks. This study, however, allowed us to identify 9 stars observed from CASLEO whose polarization could be due to a population of particles with sizes  $< 1 \mu\text{m}$ . This small group of objects may be associated with disks similar to those identified by Spitzer in HD 69830.

We explored the possibility of obtaining direct evidence of the existence of the disks through high-resolution coronagraphic images on seven solar-type stars. The images were taken during 2010, 2011 and 2012 with NICI of Gemini South. None of them showed the presence of the disks. This result is consistent with the null or, extremely low frequency, of detection recently found by other authors. The null detections, plus that images covers a ring that extends between 10 to 100 AU from the central star suggests that most of the mass of the disks is in particles having sizes  $> 10 \mu\text{m}$ , evidencing some degree of evolution or, dust processing. Moreover, the images allowed estimating upper limits for the mass of potential companions to the observed stars. In all cases, we rule out the presence of brown dwarf companions orbiting the observed stars at the distances covered on the images.

Finally, in order to investigate the mineralogical composition of the dust in debris disks, we analyzed the characteristics of three mid-infrared spectra of solar-type stars. The spectra were obtained with TReCS of Gemini South in 2010. To reproduce the observed profiles is required the presence of crystalline type compounds, without discarding the existence of dust particles with sizes  $> 1.5 \mu\text{m}$  composed of amorphous silicates. Both properties provide evidence that the material on these disks had gone through reprocessing stage.

In summary, according to the analysis from the optical polarization, the population of dust particles with sizes  $< 1 \mu\text{m}$  could be negligible in most of the debris disks around solar-type stars and, only significant for a few particular systems. The null detection rate in coronagraphic images at  $\lambda = 1\text{-}2 \mu\text{m}$  also points in the same direction indicating that the dust should have sizes  $> 10 \mu\text{m}$ . The analysis of mid-infrared spectra shows evidence that the

material of these disks must have experienced some degree of reprocessing to explain the presence of crystalline type compounds. All this leads to the idea that dusts in debris disks, has undergone some kind of evolution and would consist of dust particles larger than those found in protoplanetary disks and in the interstellar medium itself.

Key words: Vega-like stars, binary systems, SED modeling, optical polarimetry, coronagraphic imaging, infrared spectra, extrasolar planets.

95.75.Mn Image processing (including source extraction) 96.50.jq Kuiper Belt; 97.80.di  
Visual binaries;  
97.82.jw Infrared excess, Debris disks,  
Protoplanetary disks, Exo-zodiacal dust



# Índice general

Introducción . . . . .	1
<b>1. Los discos <i>debris</i> y el proceso de formación planetaria</b>	<b>4</b>
1.1. Introducción . . . . .	5
1.2. La evolución de los discos circunestelares y el proceso de formación planetaria . . . . .	6
1.2.1. Esquema evolutivo de los discos circunestelares . . . . .	8
1.2.2. Los discos circunestelares y el proceso de formación planetaria . . . . .	11
1.3. El Cinturón de Kuiper . . . . .	19
1.4. Los primeros discos <i>debris</i> : Estrellas de tipo Vega . . . . .	24
1.4.1. Los hallazgos por el satélite IRAS y los excesos infrarrojos . . . . .	26
1.5. Imágenes de discos <i>debris</i> : Confirmación del origen de los excesos	29
1.5.1. Estructuras en las imágenes: Los ejemplos de Fomalhaut y $\beta$ Pictoris . . . . .	31
1.5.2. Importancia de las imágenes . . . . .	38
1.6. Características de discos <i>debris</i> en estrellas de tipo solar . . . . .	38
1.6.1. Observaciones en $\lambda \leq 24 \mu\text{m}$ y $\lambda \geq 70 \mu\text{m}$ . . . . .	39
1.6.2. Contenido de gas en los discos . . . . .	40
1.7. Mecanismos que afectan a los granos de polvo en los discos <i>debris</i>	42
1.7.1. Colisiones: Distribución de tamaños de los granos de polvo	43
1.7.2. Radiación y gravedad estelar: Distribución radial del polvo	45
1.7.3. Descripción general . . . . .	51
1.7.4. Otros procesos . . . . .	52
1.8. Importancia del estudio de discos <i>debris</i> . . . . .	52

<b>2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos <i>debris</i></b>	<b>56</b>
2.1. Introducción . . . . .	57
2.2. Modelado de SEDs de binarias y estrellas individuales: Caracterización de sus discos <i>debris</i> . . . . .	60
2.2.1. Selección de las muestras y construcción de las SEDs observadas . . . . .	61
2.2.2. Descripción del modelo . . . . .	67
2.2.3. Procedimiento de modelado . . . . .	69
2.3. Comparación de parámetros de discos <i>debris</i> en estrellas binarias e individuales . . . . .	73
2.3.1. Radios interno y externo . . . . .	73
2.3.2. Masa de los discos . . . . .	93
2.3.3. Tamaños mínimo y máximo de las partículas de polvo . . . . .	96
2.4. Influencia de los flujos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$ en el modelado de las SEDs . . . . .	98
2.4.1. Radios interno y externo . . . . .	99
2.4.2. Masa de los discos . . . . .	106
2.4.3. Tamaños mínimo y máximo de las partículas de polvo . . . . .	108
2.4.4. Forma general de las SEDs modeladas . . . . .	110
2.5. Influencia de los datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$ en la comparación de los discos <i>debris</i> de estrellas binarias e individuales . . . . .	114
2.6. Síntesis y resultados . . . . .	117
<b>3. Polarimetría óptica de estrellas con discos <i>debris</i></b>	<b>121</b>
3.1. Introducción . . . . .	122
3.2. Polarimetría de estrellas con discos <i>debris</i> o análogos del Cinturón de Kuiper . . . . .	124
3.3. Observaciones polarimétricas con FOTOR . . . . .	126
3.3.1. Análisis de las mediciones de FOTOR . . . . .	131
3.4. Mediciones polarimétricas de CASPROF . . . . .	134
3.4.1. Análisis estadístico de las mediciones con CASPROF . . . . .	140
3.5. Análisis estadístico de los valores de polarización de estrellas con discos <i>debris</i> del hemisferio norte y sur . . . . .	142

3.6. Análisis de la baja tasa de detección de polarización óptica en sistemas con discos <i>debris</i> . . . . .	151
3.7. Sistemas particulares . . . . .	154
3.7.1. Identificación de sistemas con polarización alta . . . . .	155
3.7.2. Ajuste de la ley de Serkowski . . . . .	156
3.7.3. Sobre las partículas de polvo responsables de la polarización óptica . . . . .	171
3.8. Resumen y consideraciones finales . . . . .	175
<b>4. Imágenes coronográficas de alta resolución: Técnica observacional</b>	<b>178</b>
4.1. Introducción . . . . .	179
4.2. Relevancia de las imágenes de alta resolución en la caracterización de discos <i>debris</i> . . . . .	180
4.3. Introducción al <i>Near Infrared Coronagraphic Imaging</i> o NICI . . . . .	184
4.3.1. Características de NICI . . . . .	186
4.3.2. Componentes de NICI . . . . .	188
4.3.3. Coronografía . . . . .	189
4.3.4. Filtros . . . . .	194
4.4. Técnicas implementadas en NICI: <i>Angular Differential Imaging</i> (ADI) y <i>Spectral Differential Imaging</i> (SDI) . . . . .	196
4.4.1. <i>Speckle</i> o “moteado instrumental” . . . . .	197
4.4.2. <i>Angular Differential Imaging</i> : ADI . . . . .	199
4.4.3. <i>Spectral Differential Imaging</i> : SDI . . . . .	207
4.5. Observaciones con NICI . . . . .	209
4.5.1. Fase 1 . . . . .	211
4.5.2. Fase 2 . . . . .	215
4.6. Objetos seleccionados para las observaciones . . . . .	220
4.7. Proceso de reducción de las imágenes . . . . .	222
<b>5. Análisis de imágenes coronográficas de estrellas con discos <i>debris</i></b>	<b>231</b>
5.1. Introducción . . . . .	232
5.2. Sobre las imágenes de calibración . . . . .	232
5.3. HD 10647 . . . . .	233
5.4. HD 20320 . . . . .	239

5.5. HD 82943 . . . . . 242

5.6. HD 117176 . . . . . 246

5.7. HD 187897 . . . . . 249

5.8. HD 201219 . . . . . 252

5.9. HD 207129 . . . . . 255

5.10. Discusión sobre la no detección de discos *debris* . . . . . 258

    5.10.1 Limitaciones de la técnica . . . . . 260

    5.10.2 Características del polvo . . . . . 261

5.11 Sensibilidad de las imágenes a fuentes puntuales . . . . . 265

5.12 Resumen y conclusiones . . . . . 267

**6. Espectros en el infrarrojo medio de estrellas con discos de tipo *debris* . . . . . 272**

6.1. Introducción . . . . . 273

6.2. Aspectos generales de los espectros alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  . . . 273

6.3. Programa de observaciones . . . . . 279

    6.3.1. Descripción de la muestra . . . . . 279

    6.3.2. Descripción de TReCS . . . . . 281

    6.3.3. Preparación de las observaciones y configuración instrumental . . . . . 282

6.4. Observaciones en el infrarrojo medio: la técnica *Chop & Nod* . . . 286

    6.4.1. Adquisición de las observaciones . . . . . 288

    6.4.2. Procesado de las observaciones *Chop & Nod* . . . . . 290

6.5. Reducción de las observaciones de TReCS . . . . . 297

    6.5.1. Formato de las observaciones sin procesar . . . . . 297

    6.5.2. Pasos de la reducción . . . . . 298

    6.5.3. Corrección de las absorciones telúricas . . . . . 302

6.6. Análisis de los espectros de HD 191089, HD 197481 y HD 202917308

6.7. Resumen y conclusiones . . . . . 323

Conclusiones . . . . . 326

Apéndice A . . . . . 335

    A.1. Combinación de las observaciones de FOTOR y CASPROF . . . . 335

A.1.1. Comparación de las mediciones de FOTOR con las de CAS- PROF . . . . .	343
Apéndice B . . . . .	347
B.2. Presencia de fuentes puntuales en las imágenes de NICI . . . . .	347
B.2.1. Certeza sobre la autenticidad de las fuentes detectadas . .	348
B.2.2. Análisis de los movimientos propios de las fuentes detec- tadas . . . . .	352

# ***Introducción***

Los discos *debris* o de “escombros” son discos circunestelares asociados, principalmente, con estrellas de secuencia principal. Están compuestos por partículas de polvo y cuerpos similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. Las colisiones entre esos cuerpos serían las responsables de repoblar los discos con partículas de polvo, ya que los tiempos de vida de esas partículas son, en general, varios órdenes de magnitud menores que las edades de los sistemas donde se las detecta.

Los discos de tipo *debris* fueron identificados por primera vez en la década de 1980 por el satélite *IRAS*. Posteriormente, en la década de 2000, otro satélite infrarrojo, *Spitzer*, contribuyó notablemente a la identificación de estos discos, en particular en estrellas de tipo solar. Actualmente se conocen unos cientos de estrellas de tipos espectrales F y G, las que también incluyen sistemas binarios, asociados a discos de tipo *debris*. La gran mayoría, han sido identificados a través de los excesos en emisión que produce el polvo en el infrarrojo. Se dispone, además, de imágenes para alrededor de una veintena de estos discos.

La razón principal por la que el estudio de los discos *debris* resulta de relevancia es su estrecha relación con el proceso de formación planetaria y la evolución de los sistemas planetarios extrasolares. Los cuerpos que generan el polvo serían remanentes o “escombros” de un proceso de formación planetaria que habría tenido lugar alrededor de la estrella donde se observa, en analogía a lo que sucede en el Sistema Solar. Además, se sostiene que deben existir objetos relativamente masivos (planetas) en los discos *debris* capaces de perturbar a esos “escombros” para inducir las colisiones.

La sola detección de este tipo de discos en estrellas de secuencia principal ya tiene profundas implicaciones, pues son evidencia de que la formación planetaria no sólo ha sido lo suficientemente robusta como para producirse alrededor de la estrella, sino que además, habría llegado a un estado relativamente avanzado en su evolución. La detección discos *debris* en sistemas binarios también tiene un impacto importante ya que la presencia de estos

remanentes de la formación planetaria demostraría la existencia de planetas en sistemas estelares dobles, algo muy poco esperado hace no muchos años. Finalmente, todo esto permite inferir cuán frecuente podría ser el fenómeno de formación planetaria en otras estrellas de la Galaxia.

En este trabajo se aborda el estudio de los discos *debris* en estrellas de tipo solar a través de diferentes técnicas observacionales. Previamente, en el Capítulo 1, se presenta una revisión detallada de los mismos y de su importancia en el marco de la formación planetaria. En el Capítulo 2 se realiza el modelado de las distribuciones espectrales de energía de un grupo de estrellas binarias y de otro de estrellas individuales. Se caracterizan los discos *debris* en ambas muestras y se las compara. Se discuten los mecanismos que podrían operar para explicar las diferencias y/o similitudes halladas. En el Capítulo 3 se investigan las polarizaciones en el óptico de estrellas de tipo solar con discos *debris* y se infieren algunas características de la población de polvo en estos sistemas.

En el Capítulo 4, se describen una serie de técnicas observacionales aplicadas en la obtención de imágenes coronográficas de discos *debris* y/o detección de planetas y enanas marrones en el infrarrojo cercano. Esas técnicas son aplicadas para adquirir y procesar imágenes de siete estrellas de tipo solar asociadas con estos discos. El análisis de las imágenes se encuentra en el Capítulo 5. Finalmente, en el Capítulo 6 se considera la composición química y estructura de las partículas de polvo que pueblan este tipo de discos circunestelares a través del estudio de espectros en el infrarrojo medio de tres estrellas asociadas con discos *debris*.



**Capítulo 1**

***Los discos debris y el proceso de  
formación planetaria***

### 1.1. Introducción

Los discos *debris* o de “escombros” son discos circunestelares asociados con estrellas maduras de secuencia principal (Backman & Paresce 1993; Lagrange et al. 2000; Zuckerman 2001; Wyatt 2008). Una característica que los distingue de los discos en estrellas jóvenes (edades de  $\sim 10^6$ - $10^7$  años) es la baja relación entre la masa de gas y la masa de polvo que contienen (Greaves et al. 2000; Thi et al. 2001): mientras que el 99% de la masa total de los discos *debris* se encuentra en partículas de polvo, los discos de estrellas jóvenes tienen una relación  $M_{\text{Gas}}/M_{\text{Polvo}} \sim 100$  (Williams & Cieza 2011). El hecho de que se los asocie con estrellas de secuencia principal ha llevado a proponer que además del polvo, los discos *debris* también están poblados por objetos similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper o el Cinturón de Asteroides en el Sistema Solar.

El primero de los sistemas reconocido como disco *debris* fue hallado en la década de 1980 alrededor de la estrella Vega (Aumann et al. 1984) mediante observaciones del satélite infrarrojo IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*). En la actualidad su cantidad se ha incrementado a algunos cientos (Wyatt 2008). Si bien al momento del descubrimiento de los discos *debris*, el hallazgo causó sorpresa por las características de las estrellas donde se los encontró<sup>1</sup>, a medida que el fenómeno se fue entendiendo, el estudio de los discos *debris* fue ganando importancia debido a su estrecha relación con los sistemas planetarios extrasolares y su evolución.

En este capítulo se describe la teoría más aceptada en la actualidad para explicar el proceso de formación planetaria. Veremos cómo esa teoría da lugar de manera natural a la formación de los discos *debris* en estrellas relativamente evolucionadas. A continuación, se presentan las denominadas “estrellas de tipo Vega” y los primeros discos *debris* que se conocieron. Se verán cuáles son las características y los procesos que se producen dentro de

---

<sup>1</sup>Vega es una estrella brillante ( $V = 0.03$ ) de tipo espectral A0 V, considerada una estándar fotométrica.

los discos y qué define su naturaleza. Esta última discusión será de utilidad cuando en el Capítulo 2 se trate el modelo de estrella y disco que permite reproducir las distribuciones espectrales de energía observadas para así caracterizar los discos.

## **1.2. La evolución de los discos circunestelares y el proceso de formación planetaria**

Entender cómo evolucionan los discos circunestelares, el material que los compone y cómo se produce, a partir de ese material, la formación de sistemas planetarios, es un paso fundamental para comprender el origen y las características de los discos *debris*. Estudiar estos procesos también es vital si se quiere establecer si la formación planetaria es un evento común entre las estrellas y, si el mismo fenómeno que ocurrió alrededor del Sol tiene probabilidad de suceder en otras estrellas y, en ese caso, cuáles serían las probabilidades de que se repita.

Gracias a las evidencias observacionales recopiladas durante décadas, hoy sabemos con certeza que la mayoría de las estrellas se forman con un disco circunestelar o proto-planetario a su alrededor: según Hillenbrand et al. (1998) entre el 55 y el 90% de las estrellas con edades del orden de  $0.1$  a  $2 \times 10^6$  años muestran evidencias de discos a distancias de  $0.1$  UA de la proto-estrella. En particular, las imágenes de discos proto-planetarios como por ejemplo, en CoKu Tau/1 (Padgett et al. 1999), GG Tau (Krist et al. 2002) y HH 30 (Burrows et al. 1996), entre otras, no dejan lugar a dudas que las estrellas efectivamente se forman con un disco a su alrededor.

Si se toma el Sistema Solar como sistema planetario de referencia para el estudio de los sistemas planetarios en general, resulta razonable pensar que los discos circunestelares deben ser el lugar donde se produce la formación de los planetas ya que esto explicaría, casi sin esfuerzo, la co-planaridad de las órbitas de los planetas, la cuasi circularidad de las mismas o el hecho de

que todos los planetas se trasladan alrededor del Sol en el mismo sentido. Este hecho pone en relieve que el estudio de los discos circunestelares es un complemento fundamental para entender el proceso de formación de los planetas y su evolución.

La evidencia observacional muestra que los discos asociados a estrellas jóvenes (edades de  $\sim 10^6$  años), están compuestos principalmente de gas (99% de su masa) y un porcentaje de  $\sim 1\%$  lo constituyen partículas de polvo con tamaños del orden del micrón y menores (Williams & Cieza 2011). Al considerar esta evidencia y las características del Sistema Solar surge la noción de que debe haber una evolución de los discos proto-planetarios en estrellas con edades de  $\sim 10^6$  años hasta mostrar una estructura como la del Sistema Solar con una edad de  $\sim 10^9$  años. Durante esa evolución el gas de los discos debe disiparse y las partículas de polvo deben crecer en tamaño para dar lugar a la formación de cuerpos tan grandes como los planetas.

Este proceso de crecimiento de las partículas de polvo que llevó a la formación de los planetas y otros cuerpos como los del Cinturón de Kuiper o el Cinturón en Asteroides en el Sistema Solar, es lo que podríamos denominar el “proceso de formación planetaria” que va de la mano con la evolución de los discos circunestelares, desde que inicialmente son discos ricos en gas y con partículas de polvo pequeñas ( $0.1 < \mu\text{m}$ ) hasta que llegan a mostrar una estructura como la del Sistema Solar. Esta última etapa del proceso es la que da lugar a la formación de los discos *debris*.

Actualmente existe cierto consenso de cómo debe producirse la evolución de los discos circunestelares en términos generales; sin embargo, algunos de los procesos que deben darse no son bien entendidos todavía y representan un reto para las teorías actuales (Dullemond & Dominik 2005; Chiang & Youdin 2010). En la siguiente sección se describen los lineamientos generales de la evolución de los discos circunestelares.

### 1.2.1. Esquema evolutivo de los discos circunestelares

En la Figura 1.1 se muestra un esquema que resume en tres etapas la evolución general que siguen los discos circunestelares. Como se mencionara, los discos proto-planetarios asociados a estrellas con edades del orden  $10^6$  años están compuestos en un 99% de gas y apenas un 1% de polvo. Estos discos masivos<sup>2</sup> muestran en sus espectros evidencias de silicatos amorfos con características similares al material interestelar, es decir, es material en el mismo estado que el material que existe en el medio interestelar sin procesar (Draine 2003; Furlan et al. 2006; McClure et al. 2010). Esta etapa inicial de los discos se esquematiza en el extremo izquierdo de la Figura 1.1. Allí se muestra, en la parte superior, una distribución espectral de energía típica para una estrella joven, esto es, flujo en función de la longitud de onda.

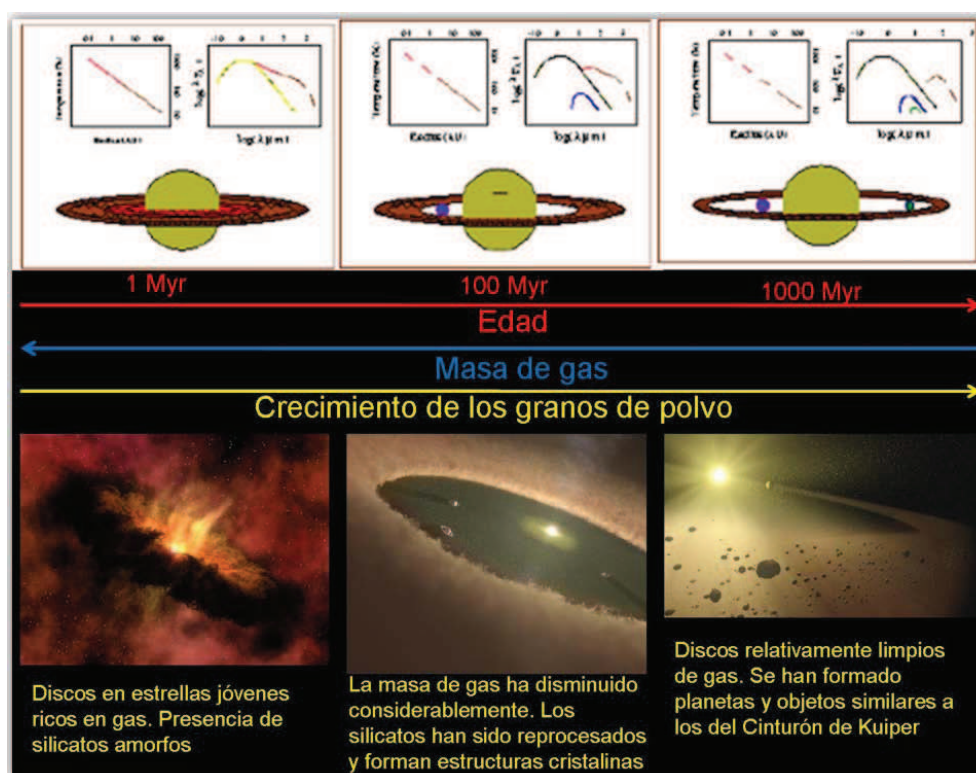
Una característica distintiva de las distribuciones espectrales de energía de estrellas jóvenes o, en proceso de formación, es la presencia de “excesos en emisión” o emisión por encima de lo esperado para el continuo estelar (representado por un cuerpo negro en la Figura 1.1) en el infrarrojo, que pueden extenderse desde  $\lambda \sim 1\text{-}5 \mu\text{m}$  (infrarrojo cercano) hasta  $\lambda \sim 1000 \mu\text{m}$  en el infrarrojo lejano (Lada & Kylafis 1999).

La presencia de tales excesos en emisión le da la forma característica que se muestra en el panel superior izquierdo de la Figura 1.1. En el mismo panel también se muestra un esquema de un modelo muy simple de estrella y disco donde al disco se lo supone compuesto por una serie de anillos concéntricos, cada uno con emisión de cuerpo negro a temperatura decreciente cuanto mayor es la distancia a la estrella. Este modelo produce distribuciones espectrales de energía que concuerdan con las observadas. La intensidad y extensión en longitud de onda de los excesos en emisión evidencian que los discos en esta etapa deben ser masivos y extenderse desde distancias cercanas ( $\sim 0.1$  UA) a la estrella (o proto-estrella) hasta algunos centenares de UA, como se representa esquemáticamente en la parte inferior del extremo izquierdo de la

---

<sup>2</sup>Masas entre  $0.01$  y  $0.1 M_{\odot}$  (Beckwith et al. 1990; Osterloh & Beckwith 1995).

Figura 1.1 (Williams & Cieza 2011).



**Fig. 1.1:** Esquema que representa, en términos generales, la evolución de los discos circunestelares desde los discos proto-planetarios ricos en gas, a la izquierda, hasta los discos *debris* compuestos por partículas de polvo y cuerpos rocosos similares a los que componen el Cinturón de Kuiper en el extremo derecho. En la parte superior se esquematiza cuál es la forma general que muestran las distribuciones espectrales de energía en cada etapa junto con la estructura radial de los discos. Las flechas indican hacia dónde crece la edad de los sistemas, la masa de gas en el disco y el tamaño de los granos de polvo. En la parte inferior se muestran representaciones artísticas de la apariencia de los discos en cada etapa. Los esquemas en los paneles superiores pertenecen a una presentación del equipo del proyecto de Legado del Telescopio Spitzer “Cores to Disks (c2d)”. Investigador Principal D. Pagett. Las representaciones artísticas fueron tomadas del sitio web de Spitzer: <http://www.spitzer.caltech.edu>.

A medida que los discos proto-planetarios evolucionan comienzan a “limpiarse” de material desde la parte más cercana a la estrella hacia la parte externa. Esta concepción viene respaldada por la noción de que las mayores temperaturas, presiones e influencia de la proto-estrella en la región interna del disco debe acelerar el proceso de limpieza del material y el procesamiento del mismo (Blum & Wurm 2008; Dullemond & Monnier 2010).

Esta idea también está avalada por la evidencia observacional que indica que estrellas más viejas tienen una frecuencia menor de excesos en el infrarrojo cercano (Strom et al. 1989; Haisch et al. 2001; Rieke et al. 2005; Carpenter et al. 2006; Wyatt 2008). Dicho de otra manera, a medida que se observan sistemas más viejos se detecta una falta de material caliente cercano a la estrella central, responsable de producir los excesos en las longitudes de onda más cortas. Esta etapa se representa en el panel central de la Figura 1.1.

Para sistemas con edades de  $\sim 10^7$  años, la forma de las distribuciones espectrales de energía es como la que se muestra en la parte superior del panel central de la Figura 1.1. Ésta se ha producido utilizando el mismo modelo que en la etapa anterior pero eliminando algunos de los anillos más internos, dando lugar a la idea de que los sistemas que muestren distribuciones de energía como la del modelo deben haber comenzado a limpiar de material la parte interna del disco. En cuanto al polvo contenido en los discos, los espectros en el infrarrojo cercano y medio muestran evidencias de que éstos tienen estructuras más organizadas o cristalinas a medida que se observan estrellas de mayor edad (Furlan et al. 2009; Kim et al. 2009; Sargent et al. 2009).

Hay diferentes mecanismos que explican cómo puede producirse la limpieza de material de los discos en las zonas internas (por ejemplo, presión de radiación, Rieke et al. 2005) pero existen otros que son capaces de repoblar con material esa zona (cascadas colisionales Kenyon & Bromley 2004a y efecto Poynting-Robertson, Rieke et al. 2005). Sin embargo, es concebible que en ellos haya ya comenzado un proceso de formación planetaria. Se ha propuesto que la presencia de algún cuerpo que podría ya haberse formado en la parte interna, sea el responsable de mantener esa región limpia como se esquematiza en el modelo de la parte superior central de la Figura 1.1 (ver sección 1.5.2).

Finalmente, en el extremo derecho de la Figura 1.1 se representa un sistema con una edad del orden de  $10^9$  años. Las estrellas con edades de este orden con evidencia de disco sólo presentan excesos en emisión en  $\lambda \sim 100$ -

1000  $\mu\text{m}$  (Bryden et al. 2006; Wyatt 2008). Para producir una distribución espectral de energía con excesos solamente en esas longitudes de onda, se necesita eliminar prácticamente todos los anillos internos del modelo que se venía utilizando, como se muestra en el panel superior derecho de la Figura 1.1. Es así que la idea que surge acerca de la apariencia de estos discos es como la que se representa en el cuadro inferior derecho de la Figura 1.1: el disco se encuentra limpio de material en la parte interna mostrando una apariencia semejante a la de un anillo.

En esta etapa el disco se encuentra prácticamente limpio de gas. Algunos planetas pueden haberse formado en la parte interna del mismo y el anillo en la parte externa del sistema se encontraría compuesto esencialmente de remanentes o “escombros” del proceso de formación planetaria, cuerpos de formas irregulares con tamaños de algunos cientos de metros a unos pocos kilómetros que nunca lograron unirse para formar objetos más grandes. Como se puede sospechar, ésta sería una estructura análoga a la que se observa en el Sistema Solar con el Cinturón de Kuiper ubicado entre 30 y 50 UA y los planetas en la parte interna. De esta manera el disco proto-planetario ha evolucionado a un disco *debris* o de “escombros” en los cuales nos concentraremos en las secciones posteriores para dar una descripción más detallada.

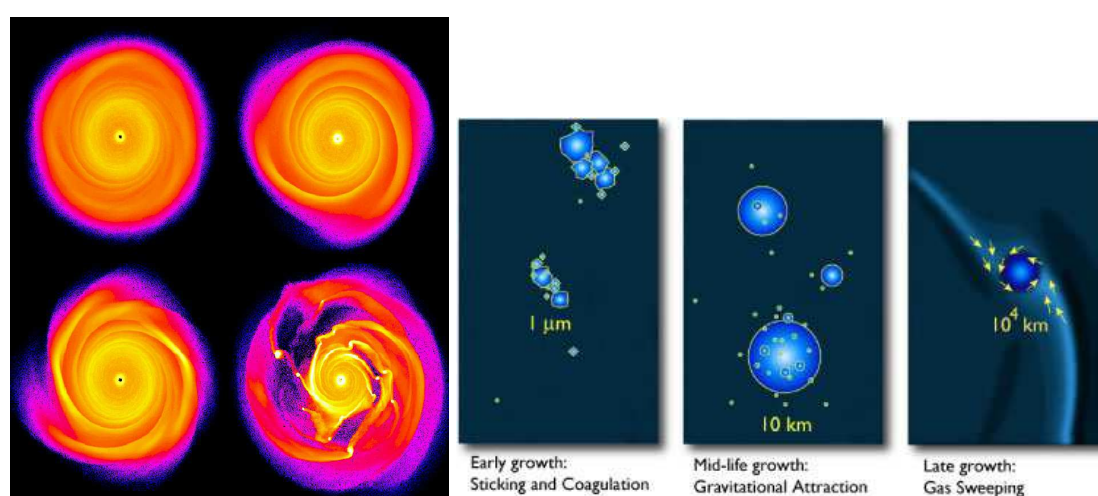
### **1.2.2. Los discos circunestelares y el proceso de formación planetaria**

Los cambios en las características de los discos circunestelares vienen dados por los procesos internos que afectan al material que los compone. Ese procesamiento del material es el que da lugar a la formación de los planetas. No es la intención hacer una descripción exhaustiva del proceso de formación planetaria el cual, en los detalles, puede resultar muy complejo, sino más bien ofrecer una descripción que permita complementar la discusión sobre la evolución de los discos circunestelares hecha en la sección 1.2.1, desde un punto de vista centrado en lo que sucede con el material dentro del disco. Esto servirá para resaltar dos aspectos: 1 - De qué manera el análisis de las características de los discos circunestelares proporciona indicios que permi-



tan entender mejor la formación y evolución de los sistemas planetarios y, 2 - Cómo el procesamiento del material en los discos durante la formación planetaria da lugar al origen de los discos *debris*.

Actualmente hay dos teorías en competencia para explicar la formación de planetas a partir del material de los discos proto-planetarios: 1 - Acreción de planetesimales (Pollack et al. 1996) y 2 - Inestabilidades gravitacionales (Boss 1997). Ambas teorías se encuentran representadas en la Figura 1.2.



**Fig. 1.2:** Izquierda: Gráfico perteneciente al trabajo de Mayer et al. (2002) que muestra cuatro etapas de una simulación numérica acerca de cómo evolucionarían las inestabilidades gravitacionales en un disco circunestelar hasta la formación de objetos con masas del orden de la masa de Júpiter. Derecha: Resumen de las etapas del proceso de formación planetaria a través de la acreción de los planetesimales. Inicialmente los granos de polvo comienzan un proceso de “pegoteo” entre sí denominado coagulación el cual no es un proceso gravitatorio (izquierda de la figura). El proceso de coagulación eventualmente debe llevar a la formación de los llamados planetesimales con tamaños del orden de kilómetros (panel central de la figura). Finalmente, los planetesimales más grandes tienen la gravedad suficiente como para acretar planetesimales vecinos y dar lugar a la formación de planetas rocosos o los núcleos de planetas gaseosos. Dichos núcleos deberán ser lo suficientemente masivos para acretar el gas circundante. Figura tomada del sitio web: <http://oklo.org/2006/04/26/agglomeration/>.

La teoría de inestabilidades gravitacionales propone que tales inestabilidades producen dentro de los discos regiones de concentración de material tipo “grumos” que comienzan a fragmentar el disco y acumular material de su medio circundante (Boss 1997). Estos “grumos” serían los embriones que luego darían como resultado final la formación de los planetas. A la izquier-

da de la Figura 1.2 se muestra un gráfico del trabajo de Mayer et al. (2002) correspondiente a una de sus simulaciones donde se muestran cuatro etapas en las que dentro del disco comienzan a formarse brazos espirales de mayor densidad de material. Posteriormente, en el cuarto panel, se muestra cómo se originan regiones o grumos donde, circundante a éstos, comienza a ser capturado el material del disco.

Simulaciones numéricas de Boss (1997, 1998) sugieren que en un disco circunestelar pueden formarse condensaciones del orden de  $1 M_{\text{Júpiter}}$ . También se ha mostrado que la presencia de una estrella compañera puede inducir la formación de grumos o condensaciones que aceleran el proceso (Boss 2006). Sin embargo, una limitación que presentan este tipo de estudios es que resultan muy costosos desde el punto de vista del tiempo computacional que requieren; además, las simulaciones no siguen la evolución de dichas condensaciones de material en los discos para mostrar que perduran lo suficiente en el tiempo para dar origen a la formación de planetas estables como podría ser el caso de Júpiter o de un sistema planetario estable.

Otros autores encuentran que un disco que diera lugar a la formación de planetas como Júpiter mediante inestabilidades gravitacionales debería ser muy caliente con temperaturas del orden  $10^3$  K y por lo tanto, fácilmente detectable (Rafikov 2005). Además, si éste hubiera sido el proceso típico de formación planetaria, los planetas del Sistema Solar deberían tener todas las abundancias de elementos similares a la solar, cosa que no se observa. Por lo tanto, es necesario concebir otro proceso que explique la composición química de los planetas del sistema.

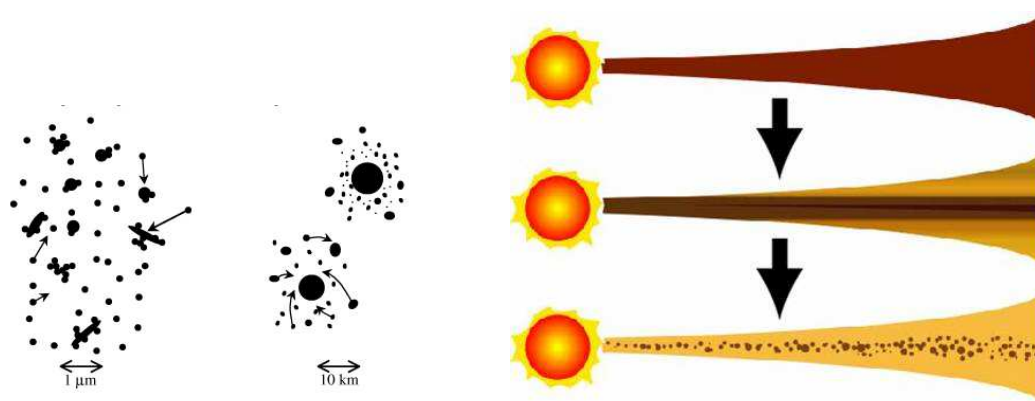
La teoría más aceptada para explicar la formación planetaria es la acreción de planetesimales, ya que explica de manera simple varias de las características que se observan en el Sistema Solar. El proceso de formación por acreción de planetesimales puede resumirse en 3 etapas, como se ilustra a la derecha de la Figura 1.2: una primera etapa de *coagulación* de las partículas de polvo que da lugar a la formación de *planetesimales*, una segunda etapa de acre-

ción de planetesimales donde se produce la formación de los *proto-planetas* y, finalmente, una tercera etapa donde los proto-planetas o embriones planetarios más masivos acretan planetesimales más pequeños y gas circundante. Parte de la discusión que sigue ha sido adaptada del trabajo de tesis de Fortier (2009).

A la izquierda de la Figura 1.3 se muestra una representación de la primera etapa de la formación planetaria por acreción de planetesimales: la “coagulación” de los granos de polvo. Este proceso se produce en los discos de estrellas jóvenes y consiste en un aglutinamiento o “pegoteo” de granos de polvo con tamaños del orden de  $\leq 1 \mu\text{m}$ . A este efecto se lo denomina *coagulación* y no es un proceso donde intervenga la gravedad sino las propiedades físicas y químicas del material: las partículas chocan unas con otras y se pegan (Dullemond & Dominik 2005; Blum & Wurm 2008). Si bien esta etapa no está completamente entendida, se supone que deber ser rápida y dar lugar a la formación de objetos con tamaños del orden del kilómetro denominados *planetesimales* (Nagasawa et al. 2007). El nombre proviene de la idea de que estos serían los elementos infinitesimales a partir de los cuales se construye luego un planeta.

A medida que los granos de polvo van creciendo, la estructura del disco va cambiando y comienza un proceso de estratificación (Dullemond & Dominik 2005; Sicilia-Aguilar et al. 2007; Williams & Cieza 2011), como se ilustra de manera esquemática en el panel de la derecha de la Figura 1.3. Inicialmente, el proceso de coagulación comienza en un disco que, para los propósitos de esta descripción, podemos suponer uniforme. La forma particular que muestra el disco del esquema en la Figura 1.3 (más grueso a medida que la distancia a la estrella crece) no es relevante en esta discusión. Sin embargo, este perfil denominado de tipo *flare* es común para las estrellas en formación (Padgett et al. 1999).

Cuando las partículas de polvo se vuelven más grandes y masivas, la relativa homogeneidad inicial empieza a ser modificada ya que los granos de



**Fig. 1.3:** Izquierda: Esquema de las etapas del proceso de formación planetaria. Inicialmente, los granos de polvo con tamaños del orden de  $1 \mu\text{m}$  comienzan un proceso de aglutinamiento o “pegoteo” de uno con otro denominado coagulación. Este proceso no involucra procesos gravitatorios (esquema adaptado del sitio web: <http://home.strw.leidenuniv.nl/~joergens/course/imageschap9.html>). Derecha: Esquema que muestra lo que sucede en los discos circunestelares a medida que las partículas de polvo crecen de tamaño: la estructura del disco comienza a cambiar a medida que los granos de polvo más grandes comienzan a sedimentar hacia la parte media del disco (esquema adaptado del sitio <http://www.planet.sci.kobe-u.ac.jp/study/list/astrophysics/index.e.html>).

mayor tamaño ( $\sim 1 \text{ cm}$ , Dominik et al. 2007) comienzan a sedimentar hacia la parte media del disco (panel central en el esquema de la derecha de la Figura 1.3). La acumulación gradual de material produce con el tiempo una región cada vez más densa en la parte media. El gas y las partículas de polvo más pequeñas yacen alrededor del plano medio del disco. La densidad mayor de material en esa zona puede ayudar a que el proceso de crecimiento de las partículas de polvo sea más rápido. Durante esta primera etapa, el material del disco crece desde partículas de polvo con tamaños del orden de  $\sim 1 \mu\text{m}$  hasta dar lugar a los planetesimales con tamaños del orden de 1-10 km, es decir, los granos de polvo deben crecer alrededor de 9 órdenes de magnitud.

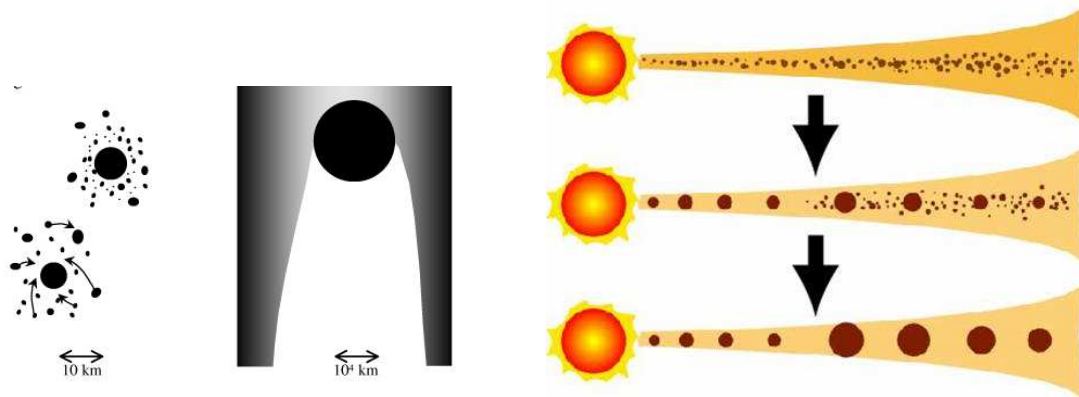
En la segunda etapa (ver Figura 1.4), con los planetesimales formados en la parte media del disco, comienza el proceso de acreción de los mismos. Los planetesimales más grandes, con tamaños del orden de  $\sim 10 \text{ km}$ , tienen la gravedad suficiente para comenzar a acretar planetesimales más pequeños que se encuentren en sus inmediaciones. Estos “encuentros” entre planetesimales (o acreción) van dando lugar a la formación de objetos cada vez más

grandes llamados *proto-planetas* como se ilustra en el cuadro central del panel derecho de la Figura 1.4 (Nagasawa et al. 2007).

En esta etapa el crecimiento de los planetesimales se puede producir de dos maneras: un crecimiento denominado ordenado o de otra manera llamada *runaway*. El primero implica que todos los planetesimales crecen al mismo ritmo y la razón entre sus masas se mantiene constante. La limitación de este tipo de crecimiento es que los núcleos de los planetas gigantes no finalizarían su formación antes de que se disipe el gas del disco. El crecimiento *runaway* implica que los cuerpos más grandes acretan más masa que los pequeños. El cuerpo que crece bajo este régimen continua acretando los planetesimales de su vecindad lo que a su vez, limita la cantidad de material que tienen sus vecinos para seguir creciendo. El proceso continúa hasta que la gravedad del cuerpo que está creciendo afecta a otros que estén bajo el mismo régimen de crecimiento, como consecuencia el proceso *runaway* se auto limita. El resultado de este proceso es un sistema proto-planetario. El panel inferior a la derecha de la Figura 1.4 ilustra la configuración que el disco alcanza en esta etapa.

Finalmente, la tercera etapa podría caracterizarse por la aparición de los planetas (Nagasawa et al. 2007). En esta etapa puede diferenciarse la formación de los planetas tipo terrestre y los gigantes gaseosos como Júpiter o Saturno. En esta fase los proto-planetas ya han acumulado la suficiente masa como para tener una fuerte influencia sobre el medio inmediato que los rodea. Cuando un proto-planeta o embrión ha alcanzado aproximadamente  $10 M_{\oplus}$  está en condiciones de acretar grandes cantidades del gas existente a su alrededor. Si tal gas está disponible, tendrá lugar la formación de un planeta tipo gigante gaseoso.

La formación final del planeta gigante dependerá de su ubicación respecto de la estrella central. Los planetas gigantes sólo se formarán más allá de lo que se denomina la “línea del hielo”. Esta línea, cuya posición depende del tipo de estrella central, identifica la región del disco donde las temperaturas

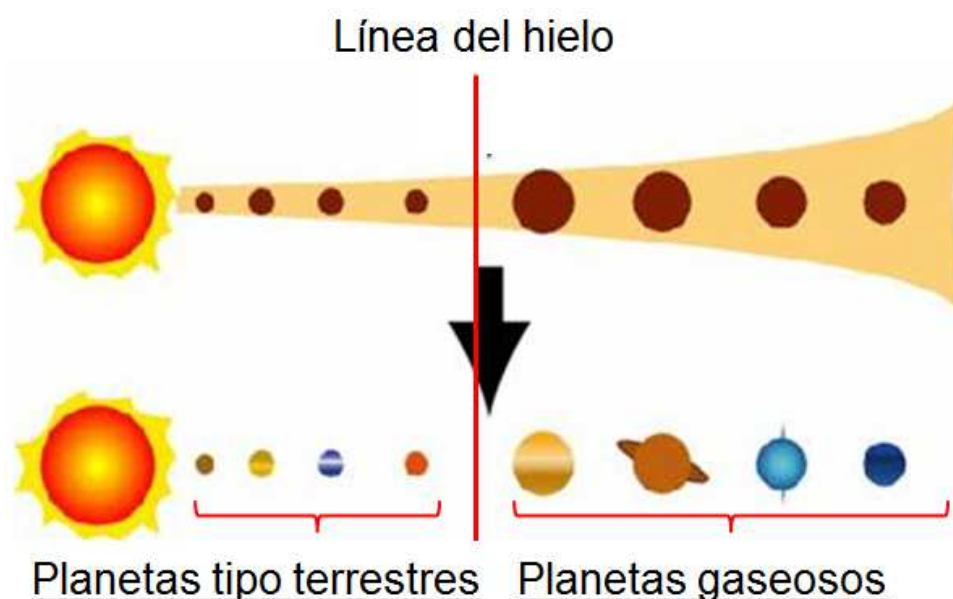


**Fig. 1.4:** Izquierda: Segunda etapa de la formación planetaria por acreción de planetesimales: los planetesimales más grandes comienzan a ser capaces de acretar a los planetesimales más pequeños inmediatos a ellos sobre los cuales ejercen su fuerza gravitatoria. Este crecimiento de los planetesimales da lugar a la formación de los proto-planetas (esquema adaptado del sitio web: <http://home.strw.leidenuniv.nl/~joergens/course/imageschap9.html>). Derecha: A medida que el polvo crece de tamaño se asienta en la parte media del disco. La mayor densidad de material en el plano medio del disco facilita el crecimiento de los planetesimales para formar los proto-planetas en el panel inferior (esquema adaptado del sitio <http://www.planet.sci.kobe-u.ac.jp/study/list/astrophysics/index.e.html>).

son lo suficientemente bajas como para evitar que los elementos volátiles se evaporen. Un proto-planeta con  $10 M_{\oplus}$  ubicado más allá de la línea del hielo va a ser capaz de acretar grandes cantidades de gas y dar lugar a la formación de un gigante gaseoso como se ilustra en la Figura 1.5.

Por otro lado, los planetas de tipo terrestres se forman a una distancia de la estrella menor a la que se encuentra la línea del hielo. Las colisiones entre los planetesimales en esa región da lugar a la formación de los proto-planetas que serán los núcleos de los planetas rocosos. A diferencia de los gigantes gaseosos, las atmósferas de los planetas tipo terrestres no están constituidas de gas acretado a partir del disco sino que son un producto secundario de las eyecciones volcánicas e impactos cometarios (Poffo 2012).

Éste es, en términos generales, el esquema del proceso de formación planetaria por acreción de planetesimales. Existen aún determinadas etapas las cuales no son bien entendidas. La formación de los planetesimales a partir del polvo de los discos es una de estas etapas (Blum & Wurm 2008; Williams



**Fig. 1.5:** Representación esquemática de lo que podría denominarse la etapa final del proceso de formación de planetas por acreción de planetesimales. En esta etapa se diferencia la formación de un planeta rocoso de tipo terrestre ubicado entre la estrella y la línea del hielo de la de un gigante gaseoso que debe formarse más allá de la línea de hielo donde el disco mantiene una cantidad apropiada de gas para que éste pueda acretar su atmósfera (esquema adaptado del sitio <http://www.planet.sci.kobe-u.ac.jp/study/list/astrophysics/index.e.html>).

& Cieza 2011). No resulta completamente conocido cómo se originan los planetesimales sin embargo, se piensa que el proceso de coagulación del polvo debe ser algo muy rápido es decir, algunos pocos millones de años, ya que los planetesimales deben crecer antes que la fricción con el gas del disco los haga caer a la estrella y sean destruidos ( $\sim 10^4$  años, Dullemond & Dominik 2005).

Por otro lado, las observaciones muestran que los discos parecen perder la mayor parte del gas que los compone en un intervalo de tiempo de  $\sim 1-10^6$  años (Armitage et al. 2003). Esto impone una cota superior al tiempo que pueden demorar los procesos de formación de planetesimales, los núcleos de los planetas gaseosos y la posterior acreción del gas: todos ellos deben darse antes que la mayor parte del gas del disco se haya disipado.

No obstante los procesos que aún no se han logrado entender por comple-

to, la teoría de formación planetaria por acreción de planetesimales explica satisfactoriamente muchas de las características del sistema planetario mejor conocido hasta la fecha: el Sistema Solar. Algunos de los aspectos que se explican exitosamente con esta teoría son:

1 - Abundancia de entre 2 y 4 veces la solar de elementos pesados (metano, vapor de agua, amonio, carbono y oxígeno) de los núcleos de los planetas con respecto a la composición solar.

2 - Composición similar a la solar de las atmósferas de los planetas gigantes: ~90% de la masa de las atmósferas de los planetas gigantes se compone de H<sub>2</sub> y He.

Desde el punto de vista de los discos el proceso de formación planetaria produce una re-estructuración completa de los mismos. El material primigenio a partir del cual se formaron es totalmente procesado para dar lugar a la formación de los planetas. Las partículas de polvo crecen en tamaño en varios órdenes de magnitud para formar los planetas. El gas del disco es disipado o acretado por los embriones planetarios. Pero como se vio, este proceso no sólo produce la formación de los planetas sino que también da lugar a la formación de cuerpos de diversos tamaños (planetesimales), los cuales muchas veces no llegan a unirse para formar cuerpos más grandes, son estos sub-productos del proceso de formación planetaria los que más nos interesan para entender la naturaleza de los discos *debris*.

### **1.3. El Cinturón de Kuiper**

El escenario de formación planetaria propuesto por la teoría de acreción de planetesimales es totalmente compatible con la idea de que algunos planetesimales nunca lleguen a ser acretados por un cuerpo más grande para formar parte de un planeta. Dicho de otro modo, el proceso de formación planetaria puede dejar restos o “escombros,” cuerpos irregulares de tamaños del orden



de algunos pocos a cientos de kilómetros que nunca llegan a unirse debido a la influencia gravitacional de los cuerpos más grandes ya formados.

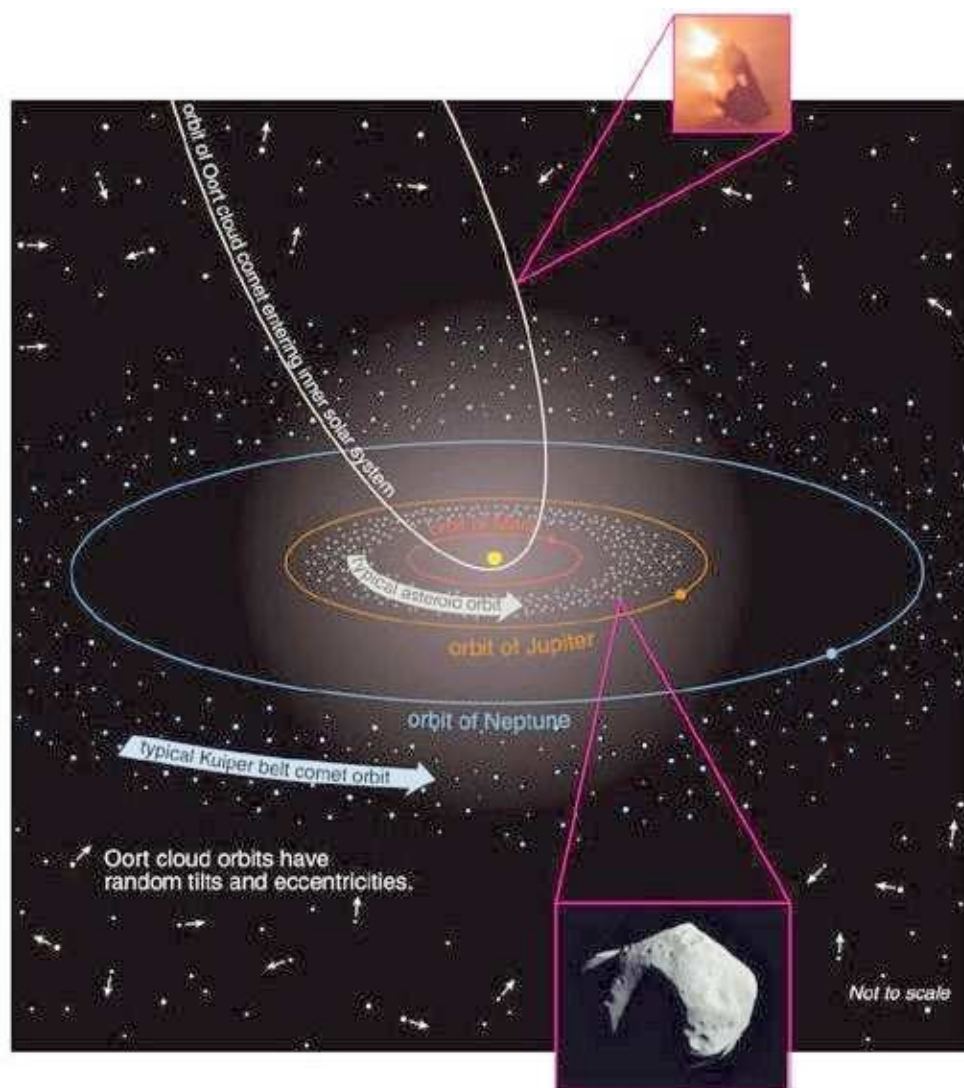
Dentro del Sistema Solar se conoce la existencia de diversos cuerpos con tamaños de algunos pocos a cientos de kilómetros, en particular, de dos grupos de objetos: el Cinturón de Asteroides, ubicado entre las órbitas de Marte y Júpiter, y el Cinturón de Kuiper ubicado más allá de la órbita de Neptuno entre 30 y 50 UA del Sol. En la Figura 1.6 se muestra un esquema de las posiciones de ambos cinturones en relación al Sol y las órbitas de Júpiter y Neptuno.

El Cinturón de Asteroides es un anillo de cuerpos rocosos de diversos tamaños y formas irregulares que se encuentran orbitando al Sol a una distancia entre las órbitas de Marte y Júpiter. Son mantenidos allí por la acción gravitacional de Júpiter. Los cuatro cuerpos más grandes que habitan este anillo son: Ceres, Vesta, Pallas e Hygeia. Entre ellos concentran más de la mitad de la masa contenida en el cinturón.

Por otro lado, el Cinturón de Kuiper es un anillo de objetos compuestos de volátiles helados como metano, amoníaco y agua (Luu & Jewitt 2002). Este cinturón tiene una extensión mayor que el Cinturón de Asteroides y su masa está estimada en el orden de  $0.1 M_{\oplus}$  (Kenyon & Bromley 2004b).

La existencia del Cinturón de Kuiper ya había sido propuesta en la década de 1950 por Gerald Kuiper, quien concibió la idea de un cinturón de objetos que funcionara como un reservorio para explicar el origen de los denominados cometas de corto período esto es, cometas con períodos menores de 20 años, cuyas órbitas yacen cerca del plano de la Eclíptica y la recorren en el mismo sentido que los planetas.

La idea de Kuiper recibió su confirmación más de 40 años después cuando Jewitt & Luu (1993) detectaron lo que puede considerarse el primer objeto observado del Cinturón de Kuiper (descartando a Plutón): 1992QB1. Hoy en día



**Fig. 1.6:** Presencia de cuerpos pequeños dentro del Sistema Solar como cometas y asteroides ubicados en dos cinturones: el cinturón de Asteroides entre las órbitas de Marte y Júpiter y, el Cinturón de Kuiper u objetos trans-neptunianos ubicados más allá de la órbita de Neptuno a 30 UA del Sol. Figura tomada del sitio web: <http://newfrontiers.nasa.gov/images/Kuiper-belt.jpg>.

se conocen algunos cientos de objetos de este cinturón (Luu & Jewitt 2002). La principal dificultad para detectar los cuerpos del Cinturón de Kuiper es que reflejan muy poca luz solar: la mayoría (a excepción de Plutón) no supera la magnitud  $R \sim 21$ . La Figura 1.7 muestra una concepción artística en la que se comparan los tamaños de algunos de los objetos más conocidos del Cinturón de Kuiper con respecto a la Tierra. En la Tabla 1.1 se listan las características de algunos objetos del cinturón.

**Tabla 1.1:** Características de los objetos de mayor tamaño del Cinturón de Kuiper

Nombre	$a$ [UA]	Período (años)	$e$	$i$ (°)	$R$	Diámetro (km)
Plutón	39.5	248	0.25	17	14	2302
1992QB1	44	292	0.07	2	22.8	283
1995QY9	39	247	0.24	5	21.5	-
2003UB313	97	5570	-	44	-	2398



**Fig. 1.7:** Concepción artística que muestra algunos de los objetos más conocidos del Cinturón de Kuiper en comparados con la Tierra. Figura tomada del sitio web: <http://solarsystem.nasa.gov/multimedia/display.cfm?Category=Planets&IM ID=10783>.

Dentro del contexto de la formación planetaria el origen tanto del Cinturón de Kuiper como del Cinturón de Asteroides tienen una explicación natural:

ambos son remanentes del proceso de formación planetaria que se dió en el Sistema Solar. Cuerpos que no lograron unirse o acretarse para formar objetos más grandes debido a que la influencia gravitatoria de los planetas gigantes ya formados, indujo velocidades relativas entre estos cuerpos tales que los encuentros o colisiones entre ellos resultaban demasiado violentas produciendo encuentros del tipo destructivo y no del tipo acumulativo.

Simulaciones numéricas como las de los trabajos de Kenyon & Luu (1999b) y Kenyon & Bromley (2004b) mostraron que cuerpos con tamaños de 100 a 1000 km pueden formarse en un tiempo de  $\sim 10$  a  $100 \times 10^6$  años en la parte externa del Sistema Solar y que luego debido a la influencia de los objetos más grandes (1000 a 3000 km), las colisiones entre los cuerpos más pequeños liberan polvo con tamaños  $< 1$  mm (Kenyon & Bromley 2002b, 2004a).

Si bien hoy en día el Sistema Solar ha tenido suficiente tiempo para evolucionar a un sistema planetario particularmente estable, durante su formación la situación pudo haber sido otra (Kenyon & Luu 1999a,b). En el Sistema Solar se observa lo que comúnmente se llama la “Luz Zodiacal”, un resplandor blanquecino que puede llegar a ser visible durante momentos antes del amanecer o momentos después de la puesta del Sol. Este resplandor es producido por partículas de polvo presentes en la región interna del Sistema Solar que reprocesan la luz del Sol. Se la denomina de esta manera porque el resplandor aparece sobre las constelaciones del zodiaco, por donde se ve proyectada la posición del Sol durante el año, lo que muestra que el polvo se encuentra en el plano que contiene las órbitas de los planetas del Sistema Solar.

Varios mecanismos afectan la permanencia del polvo en el Sistema Solar. Por ejemplo, el efecto Poynting-Robertson (ver sección 1.7.2) produce que partículas con tamaños del orden de  $\sim 10 \mu\text{m}$  caigan en espiral hacia el Sol en un tiempo de  $\sim 10^5$  años y sean destruidas (Fixsen & Dwek 2002). Debe existir, por lo tanto, un mecanismo que re-pueble con polvo la zona interna del Sistema Solar. Un proceso que puede explicar esto son las colisiones entre los objetos del Cinturón de Asteroides y del Cinturón de Kuiper. Hay varias

evidencias que apoyan esta idea. Por ejemplo, las simulaciones presentadas por Kenyon & Luu (1999a) y Kenyon & Bromley (2002b) muestran que las colisiones entre estos cuerpos pueden ocurrir y liberar polvo. Otro tipo de evidencia es la existencia las “familias de asteroides”: Asteroides en principio distintos pero que se ha mostrado que parecen haberse originado a partir de la destrucción de un cuerpo mayor, lo que podría denominarse un ancestro común. Los cráteres en la Luna al igual que la caída de meteoritos en la Tierra (Shoemaker 1983) o el impacto, por ejemplo, del cometa Shoemaker-Levy 9 con Júpiter en 1994 (Hernandez et al. 1997) son evidencias de que los “encuentros” entre diferentes objetos del sistema Solar se siguen produciendo. Esta idea de colisiones entre objetos del Cinturón de Kuiper así como, la liberación de partículas de polvo dentro del Sistema Solar, serán relevantes en la siguiente sección cuando se introduzcan los primeros discos *debris* detectados.

#### **1.4. Los primeros discos *debris*: Estrellas de tipo Vega**

En la década de 1980 el satélite infrarrojo IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) detectó un conjunto de estrellas brillantes de secuencia principal con edades del orden de  $10^8$ - $10^9$  años, que mostraban una emisión en el infrarrojo por encima de lo que se esperaría para la fotosfera de una estrella normal (Backman & Paresce 1993), lo que en general se llama un exceso de emisión en el infrarrojo. A este grupo de estrellas se lo denomina “Estrellas de Tipo Vega”. El nombre se debe a que la estrella Vega fue una de las primeras en las que se detectó esta característica (Aumann et al. 1984). Vega ( $\alpha$  Lyrae) conforma el grupo de estrellas prototipos de esta clase de objetos junto con  $\beta$  Pictoris, Fomalhaut ( $\alpha$  PsA) y  $\epsilon$  Eridani. La Tabla 1.2 lista algunas de las características de las estrellas prototipo. De acuerdo a los valores de la Tabla 1.2, las estrellas de tipo Vega son estrellas cercanas, brillantes de secuencia principal y de tipo espectral preferentemente A.

La Figura 1.8 muestra lo que se denominan distribuciones espectrales de

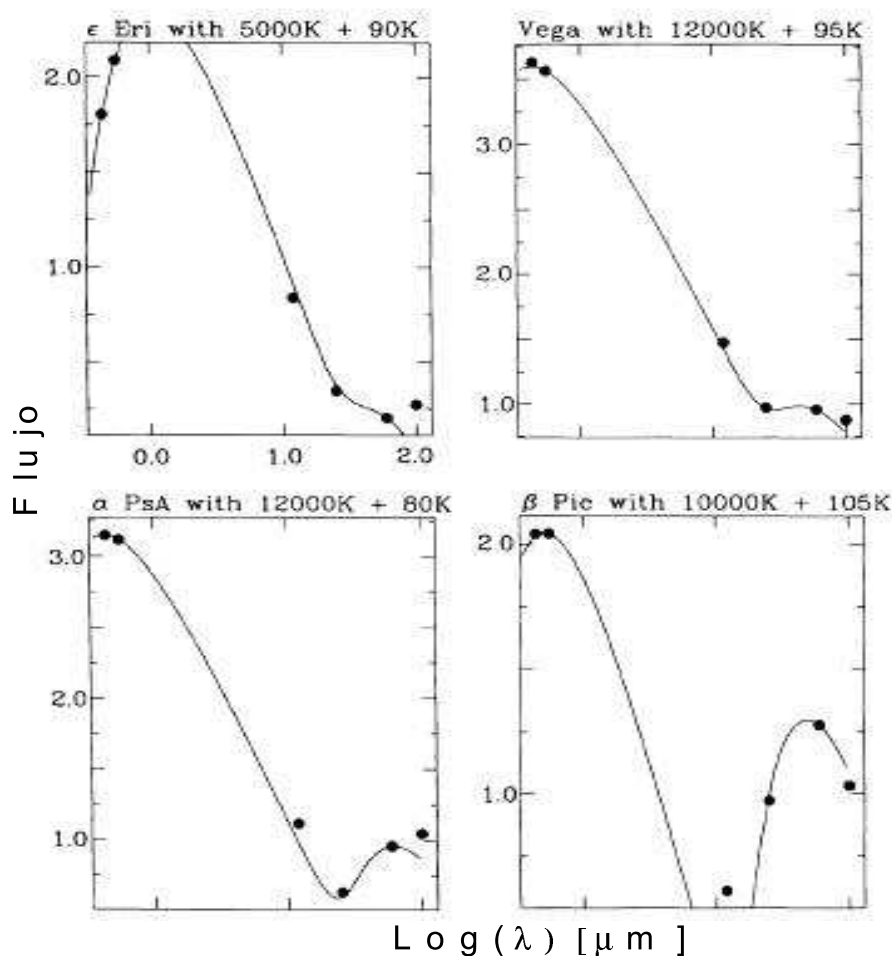
energía las cuales llamaremos de ahora en adelante simplemente SEDs (por su nombre en inglés *Spectral Energy Distributions*). Estos gráficos muestran flujo en función de la longitud de onda. Los cuatro puntos ubicados hacia las longitudes de onda más largas representan flujos medidos con IRAS en  $\lambda = 12, 25, 60$  y  $100 \mu\text{m}$ . La línea continua representa la emisión producida por un modelo de disco y estrella.

Lo que se puede apreciar en estas SEDs modeladas fue lo que llamó la atención cuando se detectaron estas estrellas: los puntos en el óptico son bien reproducidos por la emisión de la estrella representado por un cuerpo negro como era de esperarse; sin embargo, en longitudes de onda más larga ( $\lambda \geq 25 \mu\text{m}$ ), la emisión de la estrella decae rápidamente y las mediciones quedan bien por encima de lo que se esperaría para la estrella.

**Tabla 1.2:** Estrellas prototipo del grupo Vega

Nombre	d (pc)	T.E.	Edad ( $\times 10^6$ años)	$V$
Vega	8.0	A0 V	354	0.03
$\beta$ Pictoris	19.3	A5 V	20	3.9
Fomalhaut	7.7	A3 V	156	1.2
$\epsilon$ Eridani	3.2	K2 V	730	3.7

El hallazgo de IRAS sorprendió porque en la época del descubrimiento, los excesos en emisión en el infrarrojo se los asociaba usualmente con estrellas jóvenes en formación, ya que en ellas (edades de  $\sim 10^6$  años), el material de la nube en la que se encuentran embebidas reprocesa la radiación re-emitiéndola en el infrarrojo. Por otro lado, las estrellas de tipo Vega son estrellas de secuencia principal con edades del orden  $10^8$ - $10^9$  años. Al igual que sucede con el Sistema Solar, se piensa que ya ha transcurrido suficiente tiempo como para que diversos mecanismos se hayan encargado de eliminar el material que rodea a la estrella durante su etapa de formación. Dentro de ese contexto, no parecía razonable pensar que las estrella de tipo Vega tuvieran aún mate-



**Fig. 1.8:** Distribuciones espectrales de energía (SEDs) del grupo prototipo de las estrellas de tipo Vega. Las mediciones de IRAS en  $\lambda = 12, 25, 60$  y  $100 \mu\text{m}$  corresponden a los últimos 4 círculos negros hacia las longitudes de onda más largas. Éstas quedan por encima de emisión estelar representada por la de un cuerpo negro. Figura tomada del trabajo de Walker & Wolstencroft (1988).

rial de la nube primigenia a su alrededor que pudiera ser el responsable de producir los excesos infrarrojos. No obstante, fue posible dar una explicación natural a los hallazgos del satélite IRAS dentro del contexto de la formación planetaria, tomando como referencia al Sistema Solar.

#### 1.4.1. Los hallazgos por el satélite IRAS y los excesos infrarrojos

Vimos que las partículas de polvo que se detectan actualmente en el Sistema Solar deben ser originadas recientemente, pues su tiempo de permanencia

es menor que la edad del Sistema. Las observaciones muestran que en estrellas de tipo solar, los excesos en emisión en el infrarrojo cercano que detectan el polvo a distancias  $\ll 1$  UA de la estrella, decaen de  $\sim 100\%$  a  $0\%$  en aproximadamente  $10^7$  años (Haisch et al. 2001; Hernández et al. 2007). Los discos de estrellas más tempranas muestran tiempos de vidas más cortos ( $\sim 3-5 \times 10^6$  años Carpenter et al. 2006). Rieke et al. (2005) encuentran que la frecuencia de estrellas con excesos en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  disminuye significativamente para edades de  $\sim 150 \times 10^6$  años. Dicho de otra manera, los discos se encontrarían relativamente limpios de polvo a distancias  $\sim 1-5$  UA de la estrella. A edades de  $\sim 10^9$  años sólo el  $1\%$  de las estrellas de tipo solar muestran evidencia de discos a distancias de  $1-5$  UA mientras que alrededor del  $\sim 10\%$  tiene evidencias de disco a distancias  $> 10$  UA de la estrella (Bryden et al. 2006).

La evidencia observacional sugiere que, de manera análoga al Sistema Solar, los discos de las estrellas de tipo Vega deben haber agotado gran parte de su material original y eliminado cualquier vestigio del material de la nube primigenia (Backman & Paresce 1993; Lagrange et al. 2000; Zuckerman 2001). Por otro lado, también ha transcurrido suficiente tiempo como para que en el disco proto-planetario se haya producido o se esté produciendo, un proceso de formación planetaria como el que se describió en las secciones 1.2.1 y 1.2.2. Este procesamiento del material primigenio que compone el disco proto-planetario puede haber dado lugar a la formación de planetas y, junto con ellos, a la existencia de cuerpos rocosos de diversos tamaños desde algunos metros hasta cientos de kilómetros remanentes del proceso de formación planetaria, de manera análoga a lo que se observa en el Sistema Solar.

De la misma manera que sucede dentro del Sistema Solar, los objetos más pequeños pueden ser perturbados gravitacionalmente por la presencia de cuerpos más grandes y masivos ya formados. Tales cuerpos son capaces de inducir velocidades relativas entre los cuerpos más pequeños tales que, las interacciones o colisiones de unos con los otros resulten ser, en promedio, más bien del tipo destructivas que acumulativas en donde, uno o más de los cuerpos colisionantes resultan destruidos (Kenyon & Luu 1999b,a; Kenyon &



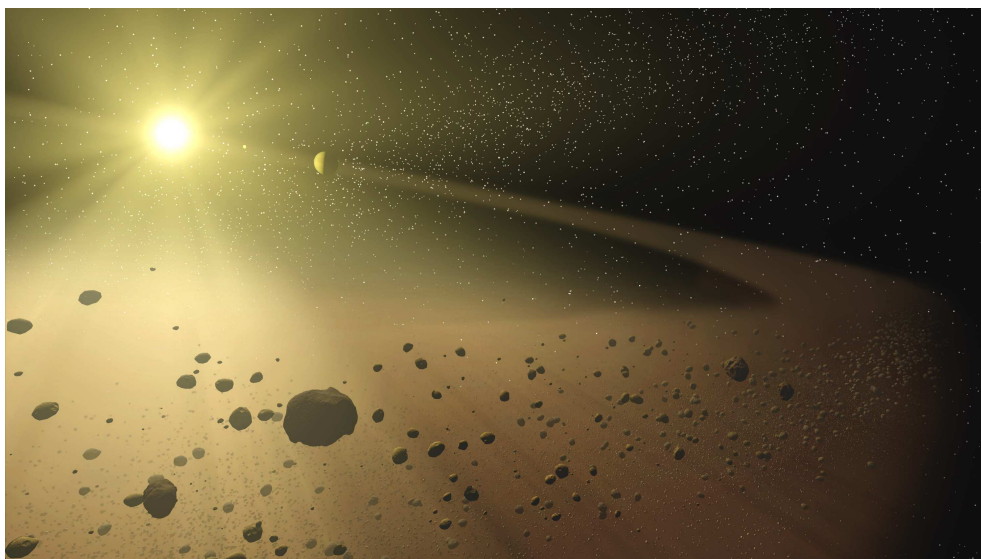
Bromley 2004a).

El resultado de estas colisiones es la destrucción de parte de los cuerpos colisionantes y la liberación de granos de polvo dentro del sistema. Estas partículas de polvo de segunda generación serían las responsables de re-procesar la radiación de la estrella central produciendo los excesos en emisión en el infrarrojo observados en la estrellas de tipo Vega (Backman & Paresce 1993; Lagrange et al. 2000; Zuckerman 2001; Wyatt 2008).

Surgió así la idea de los discos *debris* o de “escombros” como una explicación a los excesos infrarrojos observados en la estrellas de tipo Vega. La descripción anterior sugiere que la apariencia de los discos *debris* podría ser como la que se muestra en la concepción artística de la Figura 1.9: un anillo de objetos remanentes del proceso de formación planetaria (o “escombros”), en la parte más externa del sistema los que colisionan entre sí liberando polvo y, la posible presencia de uno o más cuerpos masivos, como planetas por ejemplo, perturbando a estos planetesimales más pequeños e induciendo las colisiones entre ellos. El hecho de que los discos *debris* estén poblados por estos remanentes del proceso de formación planetaria es lo que les ha dado su nombre.

En casi la totalidad de alrededor del centenar de estrellas con discos *debris* conocidos, los excesos en emisión infrarrojos se producen en el infrarrojo medio y lejano ( $\lambda \geq 70 \mu\text{m}$ ), por lo tanto el polvo que los produce debe estar relativamente frío y alejado de la estrella central (ver por ejemplo, los trabajos de Bryden et al. 2006; Trilling et al. 2008; Hillenbrand et al. 2008; Carpenter et al. 2008; Bryden et al. 2009). De esta manera, desde el descubrimiento de los primeros sistemas, se habló de análogos al Cinturón de Kuiper del Sistema Solar. Sin embargo, la analogía no es total ya que estos exo-cinturones de Kuiper pueden tener masas de algunas pocas masas lunares y exceder la masa del Cinturón de Kuiper.

Para resumir las ideas presentadas hasta aquí podemos decir que, los dis-

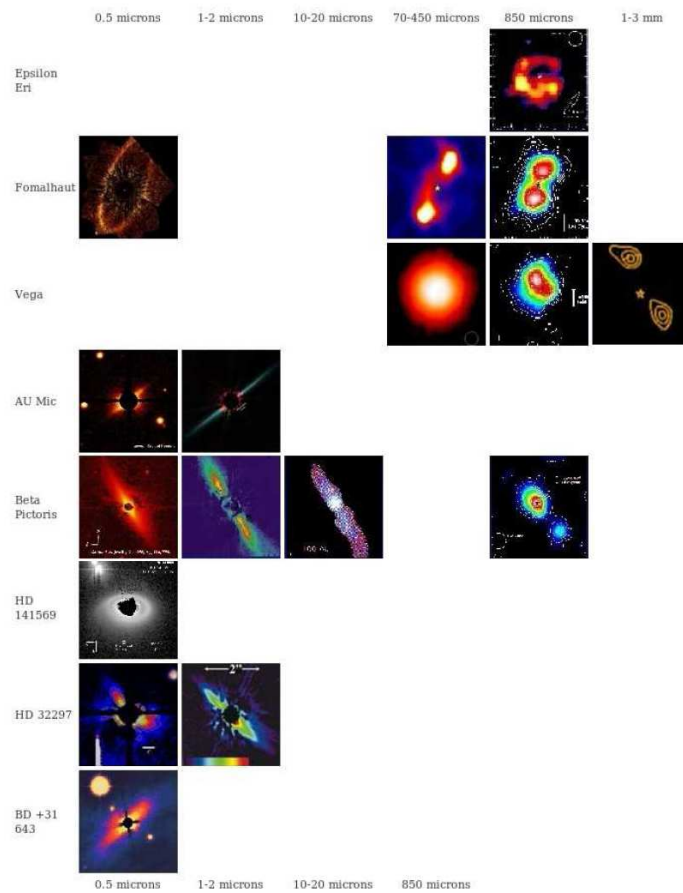


**Fig. 1.9:** Concepción artística acerca de la apariencia que mostraría un disco *debris* visto desde fuera del sistema. En la parte externa se encuentra un anillo de cuerpos de tamaños y formas irregulares que colisiona entre sí liberando polvo al sistema. Estos serían perturbados por un planeta que podría haberse formado ya en la parte más interna de sistema. Imagen extraída del sitio web: <http://www.spitzer.caltech.edu/>.

cos *debris* son discos asociados a estrellas relativamente evolucionadas y se los piensa compuestos por partículas de polvo (responsable de producir los excesos en emisión en el infrarrojo medio y lejano) que se originarían mediante colisiones entre cuerpos similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar. Las características de las estrellas asociadas a los discos *debris* permiten que sea posible que se haya producido un proceso de formación planetaria en ellas. Dicho proceso explica de manera natural la presencia de remanentes o “escombros” alrededor de la estrella: cuerpos que no lograron unirse. Las perturbaciones gravitatorias inducen colisiones entre los mismos repoblando de polvo los discos.

### 1.5. Imágenes de discos *debris*: Confirmación del origen de los excesos

Tiempo después de la detección de los primeros discos *debris* se comenzaron a tomar imágenes de algunos de ellos. El primero fue  $\beta$  Pictoris (Smith & Terile 1984) y hoy en día, se tienen imágenes de los discos de unos 20



**Fig. 1.10:** Imágenes de discos *debris* en distintas longitudes de onda. Algunos de ellos muestran estructuras tales como: alabeos en  $\beta$  Pictoris, o desplazamiento del centro del disco respecto de la posición de la estrella como Fomalhaut. Las imágenes fueron tomadas del sitio web: <http://astro.berkeley.edu/kalas/disksite/pages/gallery.html>.

sistemas (Wyatt 2008), inclusive en múltiples longitudes de onda. Algunos ejemplos se muestran en la Figura 1.10. Las imágenes son de gran utilidad por diferentes motivos empezando por constituir una confirmación que no deja lugar a dudas acerca de la existencia de los discos.

Hasta la detección de la primera imagen del disco de  $\beta$  Pictoris, la evidencia sobre la existencia de los discos *debris* era indirecta: provenía totalmente de los excesos detectados con IRAS de un grupo de estrellas que iba creciendo en número. La confirmación de la existencia de los discos mediante las imágenes dio también confianza en la interpretación que se le había asignado

a los excesos observados en la estrellas tipo Vega.

Si bien hoy en día se tienen diversas imágenes de discos *debris* en diferentes longitudes de onda, obtenerlas resulta un desafío básicamente por dos factores: resolución angular y sensibilidad. Si suponemos una distancia típica para una estrella con disco *debris* de  $\sim 30$  pc y una extensión típica para su disco de  $\sim 100$  UA esto quiere decir que el disco tendrá una extensión máxima de  $\sim 3''$  en el cielo. Por lo tanto, si se quiere distinguir a este disco se necesitará un instrumento con una resolución angular del orden o por debajo de  $1''$ . En el óptico es posible alcanzar este tipo de resoluciones fácilmente, pero en esas longitudes de onda aparece una limitante muy importante que es el contraste entre la estrella y el disco: la estrella es mucho más brillante que el disco. Esta diferencia de brillos disminuye hacia el infrarrojo donde la estrella emite mucho menos y el disco emite la mayor parte de la radiación que reprocessa. Sin embargo, pocos instrumentos son capaces de alcanzar las resoluciones necesarias en el infrarrojo para resolver los discos. Por otra parte, estos discos son menos masivos que, por ejemplo, un disco proto-planetario; por lo tanto, tienen mucho menos material disponible que reprocessa la luz estelar y los haga más brillantes.

En los últimos años el avance de la tecnología está permitiendo construir instrumentos con mayor resolución angular y sensibilidad a la radiación infrarroja. En el Capítulo 4 se discutirán las técnicas aplicadas a la detección de discos con especial atención en las características del instrumento NICI (*Near-Infrared Coronagraphic Imager*) del observatorio Gemini Sur utilizado en este trabajo para obtener imágenes coronográficas de 7 estrellas con discos *debris* detectados mediante excesos en emisión, las cuales se tratan en el Capítulo 5.

### **1.5.1. Estructuras en las imágenes: Los ejemplos de Fomalhaut y $\beta$ Pictoris**

Mas allá de las dificultades que supone obtener imágenes de discos *debris*, en la actualidad se han conseguido imágenes de  $\sim 20$  de ellos que proporcio-

nan datos muy valiosos que de otra manera no podrían haberse recabado. Desde un punto de vista general las imágenes han revelado la presencia de distintos tipos de estructuras en los discos *debris*: alabeos en el caso de  $\beta$  Pictoris (Heap et al. 2000), “grumos” como en  $\epsilon$  Eridani (Greaves et al. 2005), desplazamiento del centro geométrico del disco respecto de la posición de la estrella como en Fomalhaut (Kalas et al. 2005), estructuras espirales en el caso HD 141569A (Clampin et al. 2003) y, asimetrías como en HR 4796A (Telesco et al. 2000). Precisamente este tipo de estructuras son las que se esperan si la estrella tiene un planeta orbitando a su alrededor. Distintas configuraciones orbitales pueden dar lugar a distintos tipos de estructuras: un planeta en una órbita inclinada puede ser capaz de producir un alabeo del disco (Augereau et al. 2001), un planeta en una órbita excéntrica puede inducir brazos espirales (Wyatt 2005a).

Por otro lado, aquellos discos con imágenes en múltiples longitudes de onda muestran que los discos tienen una apariencia muy diferente en una y otra longitud de onda. Esto pone en relieve que los mecanismos que afectan a las partículas de polvo en los discos *debris* son dependientes de la longitud de onda y del tamaño del polvo, algo que se discutirá en las siguientes secciones. En los últimos años se ha puesto mucho esfuerzo en construir un modelo que sea capaz de reproducir esta característica de los discos *debris* (Wyatt 2008).

### $\beta$ Pictoris

Los casos de  $\beta$  Pictoris y Fomalhaut constituyen dos ejemplos particularmente interesantes de discos *debris* por las características de los mismos que las imágenes revelan. Además, la detección de planetas alrededor de ambas estrellas pone en relieve la estrecha relación que debe existir entre los discos *debris* y los planetas extrasolares.

La Figura 1.11 muestra dos imágenes del disco de  $\beta$  Pictoris. En la parte inferior la obtenida con el instrumento STIS (*Space Telescope Imaging Spectrograph*) del telescopio espacial *Hubble* (Heap et al. 2000) y en la parte superior,

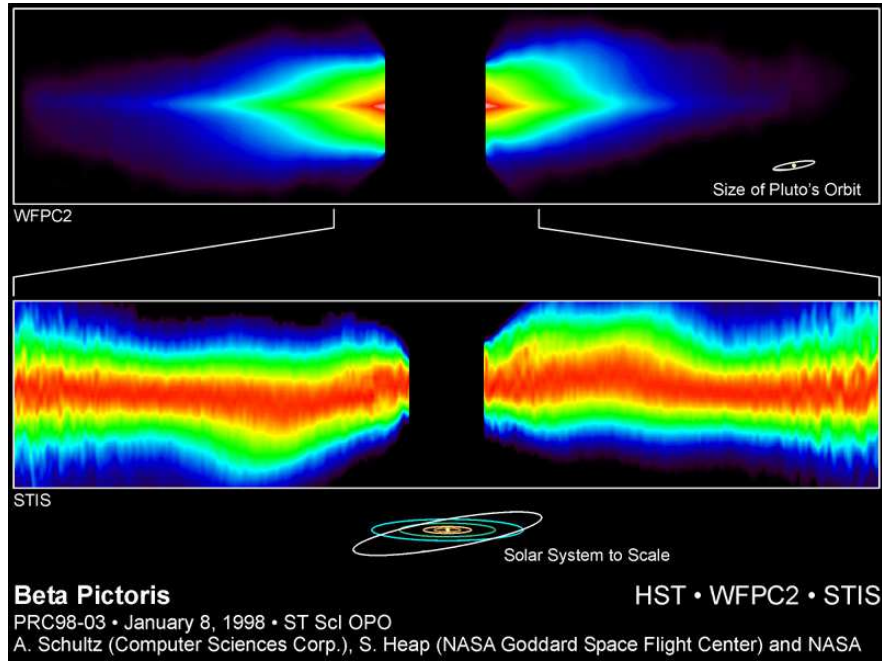
la obtenida con el instrumento WFPC2 (*Wide Field Planetary Camera 2*) también de *Hubble* (Bruhweiler et al. 1997). Ambas imágenes fueron tomadas en el óptico mediante la técnica coronográfica por lo que la estrella se encuentra en el centro de ambas imágenes oculta por una máscara opaca. En particular, la imagen con WFPC2 con un campo mayor muestra que el disco tiene una extensión de  $\sim 750$  UA lo que convierte al disco *debris* de  $\beta$  Pictoris en el más extenso de los conocidos hasta hoy.

En la imagen inferior (que muestra la parte más central del disco), se puede apreciar que el disco no es exactamente plano, sino que presenta un alabeo que lo aparta de la forma recta. Este alabeo detectado a unas  $\sim 50$  UA de la estrella llevó a sugerir existía un cuerpo masivo (un planeta) embebido en el disco y responsable de producir la estructura (Heap et al. 2000; Augereau et al. 2001). Heap et al. (2000) estimaron qué tipo de cuerpo podría inducir la clase de perturbaciones observadas. La Tabla 1.3 muestra las masas calculadas de los perturbadores para distintas distancias y para sistemas con tres edades diferentes.

**Tabla 1.3:** Tabla adaptada del trabajo de (Heap et al. 2000) que lista las masas (en masas de Júpiter) de perturbadores que podrían inducir el alabeo observado en el disco de  $\beta$  Pictoris

$a$ (UA)	Edad( $\times 10^6$ años)		
	20	50	100
3	48	19.4	9.7
5	17.4	7.0	3.5
10	4.4	1.7	0.87
15	1.9	0.77	0.39
20	1.09	0.44	0.22
30	0.48	0.19	0.10
50	0.17	0.07	0.035

La estructura detectada en el disco de  $\beta$  Pictoris incentivó fuertemente la

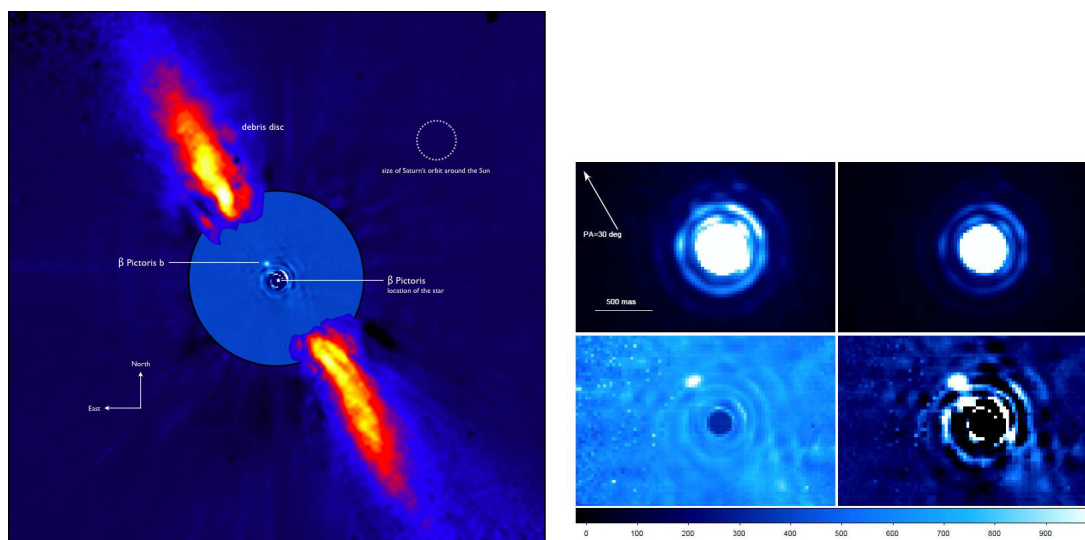


**Fig. 1.11:** Imágenes tomadas con el telescopio espacial Hubble del disco de  $\beta$  Pictoris. La imagen superior del instrumento WFPC2 tiene un campo mayor que la imagen inferior y muestra que el disco se extiende hasta  $\sim 750$  UA (Bruhweiler et al. 1997). La imagen inferior del trabajo de Heap et al. (2000) muestra la región más central del disco. Para comparación se ha representado la órbita de Plutón a la derecha. La imagen inferior evidencia la presencia del alabeo del disco.

búsqueda de planetas alrededor de esta estrella. Recién en 2009 Lagrange y colaboradores (Lagrange et al. 2009) reportaron la presencia de una fuente puntual ubicada a  $\sim 8$  UA de  $\beta$  Pictoris en una imagen tomada en la banda  $L'$  ( $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$ ).

En el panel de la izquierda de la Figura 1.12 se muestra la imagen obtenida por Lagrange et al. (2009) superpuesta al disco de  $\beta$  Pictoris en la banda  $J$  ( $\lambda = 1.25 \mu\text{m}$ ). Se indica la posición de la estrella junto con la posición de la fuente puntual. Nótese lo pequeña que es la región donde se encuentra el planeta en comparación con las dimensiones del disco. Las dos imágenes superiores de panel derecho corresponden a la estrella HR 2435 usada como estrella de calibración. Debajo se encuentran las que corresponden a  $\beta$  Pictoris en  $L'$ . Allí puede verse la fuente puntual ubicada a  $0.41''$  de la estrella hacia el noreste. Los autores determinan que la distancia proyectada es de 8

UA de la estrella y su masa podría ser del orden de  $8 M_{\text{Júpiter}}$ . No está claro aún si este objeto es el responsable de la estructura del disco de  $\beta$  Pictoris; sin embargo, es relevante cómo la presencia de estructuras en el disco impulsó la búsqueda de planetas tanto en este sistema como en otros discos *debris*.



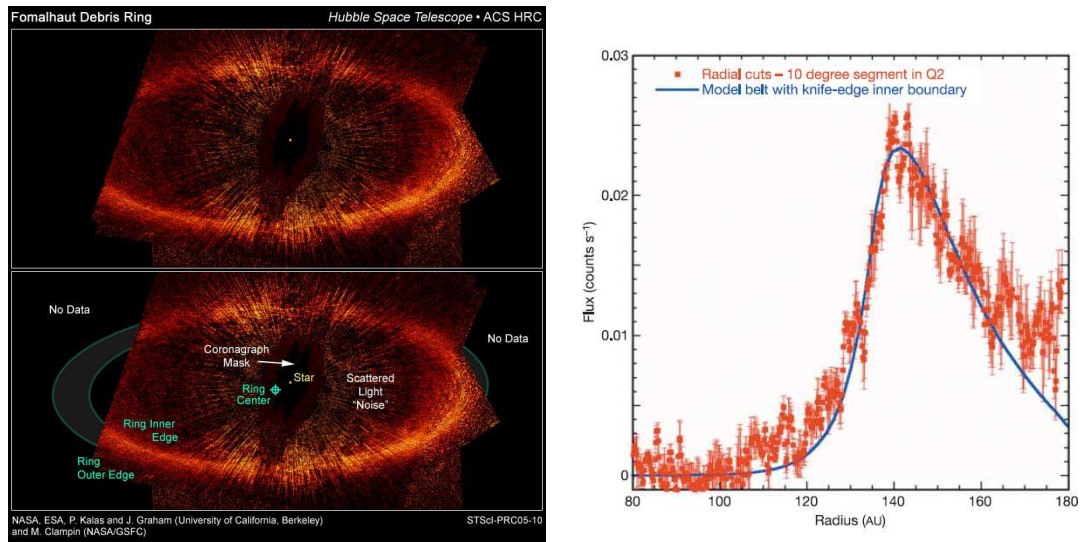
**Fig. 1.12:** Izquierda: Imagen que muestra al disco de  $\beta$  Pictoris en la banda J. En la parte central se ha superpuesto la imagen en la banda L' donde se indica la posición de la estrella junto con la posición de la fuente puntual identificada por Lagrange et al. (2009) denominada  $\beta$  Pictoris b. Nótese lo pequeña que resulta la zona donde se obtuvo la imagen en la banda L' en comparación con la extensión del disco. Imagen adaptada del sitio web: <http://www.eso.org/public/images/eso0842b/>. Derecha: Imagen tomada del trabajo de Lagrange et al. (2009) que muestra en la parte inferior dos imágenes de  $\beta$  Pictoris junto con la fuente puntual detectada. La fuente se encontraría a 8 UA de la estrella y tendría una masa de  $8 M_{\text{Júpiter}}$ .

## Fomalhaut

Fomalhaut es otro caso muy interesante de disco *debris* debido a las características que presenta. A la izquierda de la Figura 1.13 se muestran un par de imágenes del disco adquiridas por Kalas et al. (2005) en  $\lambda = 0.6 \mu\text{m}$  con el telescopio *Hubble*. Al igual que  $\beta$  Pictoris ya se conocía la existencia del disco *debris* de Fomalhaut por la presencia de los excesos en emisión en el infrarrojo. Se puede identificar claramente la estructura con forma de anillo del disco alrededor de la estrella (en la parte central), oculta por una máscara coronográfica. Los autores estiman que el radio interno del anillo es de 133



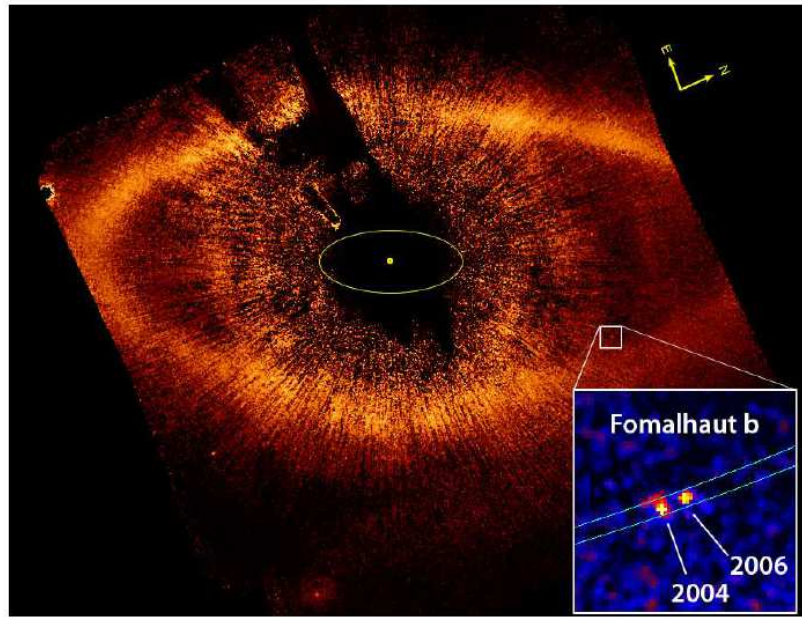
UA, y tiene un ancho de 25 UA.



**Fig. 1.13:** Izquierda: Imagen del disco de Fomalhaut en  $\lambda = 0.6 \mu\text{m}$  obtenida por Kalas et al. (2005). Claramente se puede identificar la estructura en forma de anillo del disco. En la parte central se encuentra la estrella oculta por una máscara coronográfica. El esquema del panel inferior indica las posiciones del centro del anillo y de la estrella. A diferencia de lo que se esperaría, las posiciones no coinciden. Derecha: Perfil radial del brillo del anillo identificado en la imagen de la izquierda. El brillo decrece abruptamente en la parte interna del anillo mientras que, la disminución es más gradual hacia la parte externa.

La imagen de la izquierda de la Figura 1.13 también presenta un esquema donde se indica la posición del centro del anillo junto con la posición de la estrella. Al contrario de lo que podría esperarse la posición del anillo está desplazado a  $\sim 15.3$  UA respecto de la posición de la estrella. A la derecha de la misma figura un perfil radial de brillo del anillo evidencia que la caída del brillo del anillo es más abrupto al acercarse a la estrella que respecto a la variación que se produce alejándose de la estrella. La variación más abrupta hacia la parte interna es evidencia de un borde bien definido y que la cantidad de material parece disminuir abruptamente. Debido a esto Kalas et al. (2005) propusieron la presencia de un planeta en la parte interna del anillo para explicar las dos características observadas: el corrimiento en la posición del centro del anillo y el borde bien definido en la parte interna.

Posteriormente, Kalas et al. (2008) publican nuevas imágenes de Fomal-



**Fig. 1.14:** Imagen coronográfica de Fomalhaut extraída del trabajo de Kalas et al. (2008). Se muestra el anillo alrededor de Fomalhaut en el centro junto con el planeta detectado alrededor de la estrella. La elipse del centro tiene un semieje mayor de  $3.9''$  que a la distancia de Fomalhaut equivale a la órbita de Neptuno. Ésta es la extensión de la máscara utilizada para ocultar la estrella. El recuadro más pequeño destaca la posición del planeta a  $12.7''$  de la estrella. La ampliación de esa zona muestra una imagen compuesta de la fuente detectada en dos posiciones en los años 2004 y 2006.

haut donde reportan la detección de un planeta asociado a la estrella. Éstas se presentan en la Figura 1.14. La asociación de la fuente con la estrella se confirmó mediante la determinación de movimientos propios. Dado que Fomalhaut es una estrella cercana ( $d= 7.7$  pc) sus movimientos propios son relativamente altos ( $\mu_{\alpha}\cos(\delta)= 328.9$  mas/año,  $\mu_{\delta}= -164.7$  mas/año) lo que reduce el intervalo de tiempo necesario para confirmar la asociación de la fuente con la estrella.

La fuente se ubica a  $\sim 115$  UA de la estrella, por dentro del anillo de Fomalhaut. Los autores estiman un límite superior para la masa de este objeto de  $3 M_{\text{Júpiter}}$  y una excentricidad para su órbita de  $e = 0.11$ . Al igual que en el caso de  $\beta$  Pictoris, aún no es claro que este objeto sea el responsable de las características observadas en el disco de Fomalhaut.

### **1.5.2. Importancia de las imágenes**

Si bien aún no es claro si los planetas detectados en los casos de  $\beta$  Pictoris y Fomalhaut son los responsables de esculpir las características observadas en los discos, es necesario destacar el gran impacto que tienen este tipo de imágenes en el conocimiento actual de los discos *debris*. Las imágenes constituyen una evidencia definitiva acerca de la presencia de los discos y como se mostró nos enseñan que los discos *debris* poseen diferentes tipos de estructuras dentro de ellos.

Nuestra concepción actual de los discos *debris* también se ve tremendamente reforzada por las imágenes, no sólo porque confirman la interpretación que se le asignó a los hallazgos del satélite IRAS (luego ampliados por otras misiones como *Spitzer*) sino porque las estructuras detectadas en las imágenes concuerdan con la idea de que deben existir perturbadores (como planetas) en los discos que inciten las colisiones entre cuerpos de menor tamaño y así liberar las partículas de polvo responsables de producir los excesos infrarrojos observados.

Por otra parte, los casos  $\beta$  Pictoris y Fomalhaut han reforzado la relación entre los discos *debris* y los planetas extrasolares. Esos ejemplos, junto con la evidencia de estructuras en otros discos *debris*, han incentivado la búsqueda de planetas en este tipo de sistemas. Si bien aún no se ha logrado establecer de manera definitiva la relación entre planetas y discos *debris* (ver por ejemplo, Moro-Martín et al. 2007; Kóspál et al. 2009), casos como el de  $\beta$  Pictoris y Fomalhaut son realmente muy alentadores.

### **1.6. Características de discos *debris* en estrellas de tipo solar**

Los primeros discos *debris* se hallaban generalmente asociados a estrellas de tipos espectrales A-F siendo pocos los ejemplos que se conocían en estre-

llas de tipos espectrales más tardíos en particular, similar al solar. La razón de esta aparente “deficiencia” de discos *debris* en los tipos espectrales más tardíos se debía a que la sensibilidad de la instrumentación con que se los detectaba (como el satélite IRAS) sólo permitía la detección de los ejemplos más brillantes o aquéllos (más débiles) que se encontraban más cercanos.

Recién con la llegada del satélite *Spitzer* la sensibilidad instrumental fue suficiente para incrementar el número de discos *debris* en estrellas de tipos espectrales FGK. Diversos trabajos con observaciones de este instrumento han aportado información sobre las características de los discos *debris* en estrellas de tipo solar (Beichman et al. 2005b, 2006a,b; Hillenbrand et al. 2008; Trilling et al. 2008; Chen et al. 2009; Lawler et al. 2009) incluso en estrellas con planetas (Beichman et al. 2005b, 2006b; Bryden et al. 2009) y en sistemas binarios (Trilling et al. 2007). En la siguiente sección se discuten las observaciones de *Spitzer* de estrellas de tipo solar y las características de los discos *debris* detectados en ellas.

### **1.6.1. Observaciones en $\lambda \leq 24 \mu\text{m}$ y $\lambda \geq 70 \mu\text{m}$**

Las observaciones de *Spitzer* para  $\lambda \leq 24 \mu\text{m}$  dan cuenta de la zona más interna del discos ( $< 10$  UA). Para edades del orden  $5 \times 10^9$  años, Trilling et al. (2008) encuentran que sólo el 4% presenta excesos en  $24 \mu\text{m}$ . Beichman et al. (2006b) y Bryden et al. (2006) determinan una frecuencia de excesos de 1-2% en estrellas con edades del mismo orden que las observadas por Trilling et al. (2008). Lawler et al. (2009) estiman una frecuencia similar del  $\sim 1\%$  a la presencia de excesos en emisión en  $\lambda \sim 8.5 \mu\text{m}$  en una muestra de 154 estrellas con edades también de  $10^9$  años. En estrellas más jóvenes la frecuencia de excesos en  $\lambda = 4-8 \mu\text{m}$  resulta algo mayor:  $\sim 13\%$  para estrellas con edades de  $3-10 \times 10^6$  años (Silverstone et al. 2006). La presencia de disco a distancias  $< 10$  UA parece extremadamente rara en estrellas de tipo solar con edades de  $\sim 10^9$  años. No obstante existen casos particulares.

HD 69830 es una estrella brillante ( $V = 5.9$ ) de secuencia principal de tipo

espectral K0 a  $\sim 12$  pc del Sol con una edad de 0.6 a  $2 \times 10^9$  años. Beichman et al. (2005a) detectaron la presencia de excesos en emisión muy intensos en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  sin excesos en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ , lo que sugiere la presencia de un anillo a  $\sim 1$  UA de la estrella análogo al Cinturón de Asteroides. Como se ha visto, este tipo de caso es extremadamente raro. Se piensa que la limpieza del material en los discos a esas distancias debe ser rápida, de allí la baja frecuencia detectada. Los pocos casos conocidos, como el de HD 69830, podrían ser eventos esporádicos como colisiones catastróficas entre dos cuerpos grandes del disco que se destruyen liberando grandes cantidades de polvo (Beichman et al. 2005b). Esta estrella también es conocida por albergar tres planetas con masas del orden de la de Neptuno ( $M_{\text{Neptuno}} \sim 30 M_{\oplus}$ ), ubicados a menos de 1 UA de la estrella huésped (Lovis et al. 2006).

Las observaciones en  $\lambda \geq 70 \mu\text{m}$  caracterizan los discos más allá de 10 UA de la estrella. La fracción de estrellas de tipo solar con edades  $\sim 10^9$  años que presentan excesos en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  varía del 10% al 16% (Beichman et al. 2006a,b; Bryden et al. 2006; Trilling et al. 2008; Hillenbrand et al. 2008).

El panorama que surge de las observaciones de *Spitzer* es que las estrellas de tipo solar parecen tener sus discos limpios de material a  $< 10$  UA de la estrella en  $10^7$ - $10^8$  años. Para cuando alcanzan una edad del orden de  $10^9$  años los discos parecen consistir sólo en un anillo en la parte más externa del sistema. Modelos simples de discos y estrella donde se utiliza un cuerpo negro para reproducir la emisión del disco (como se viera en la sección 1.2.1) indican que las temperaturas del material que componen esos anillos son del orden de 60-400 K y se encuentran de 10 a 100 UA de la estrella.

### **1.6.2. Contenido de gas en los discos**

Una de las características distintivas de los discos *debris* es que se encuentran relativamente limpios de gas: mientras que para un disco protoplanetario asociado a una estrella joven el cociente de la masa de gas ( $M_{\text{gas}}$ ) y la masa de polvo ( $M_{\text{polvo}}$ ) es  $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}} \sim 100$ , para un disco *debris* este co-

ciente es  $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}} \sim 0.1$  (Wolf & Hillenbrand 2003). Diversos mecanismos actúan en la evolución de los discos que van limpiando el gas de los mismos. Los principales son: la acreción del gas a la estrella y la fotoevaporación (Williams & Cieza 2011).

Estimar la presencia de gas en los discos es una tarea difícil porque el gas emite sólo en longitudes de ondas discretas y requiere espectroscopía de alta resolución. Además, no existe un único trazador que represente la masa de gas total presente en toda la extensión del disco. En general, se utilizan indicadores de acreción por ejemplo, los perfiles de velocidad y el ancho de las líneas de  $H_{\alpha}$  como evidencia de la presencia de gas. Cuando no son detectados, es indicación de que la tasa de acreción se detuvo o que está por debajo del límite de detección debido a que la masa de gas disponible ha disminuido (Williams & Cieza 2011). De esta manera el tiempo de acreción de los discos permite dar un orden de magnitud al tiempo de vida del gas en los discos. A pesar de las incertezas involucradas en este tipo de determinaciones, los estudios realizados en este campo proponen  $10^6$  años como un tiempo confiable para la disipación del gas en los discos circunestelares (Williams & Cieza 2011).

No obstante, se han encontrado ejemplos de sistemas con discos *debris* que muestran la presencia de gas:  $\beta$  Pictoris (Brandeker et al. 2004), 49 Ceti (Dent et al. 2005) y HD 21997 (Moór et al. 2011). Actualmente hay mucho debate sobre el origen del gas en estos sistemas. Uno de los escenarios posibles para explicar su existencia es que, al igual que el polvo, el gas sea de segunda generación producido a través de la sublimación de planetesimales, vaporización de partículas colisionantes, etc. El otro escenario posible es que este gas sea un remanente del disco proto-planetario. Este segundo escenario parece más plausible en los sistemas más jóvenes que podrían representar un estadio intermedio entre la evolución de un disco proto-planetario y un disco *debris* (Wyatt 2008).

En el caso del Sistema Solar (sistema limpio de gas) los tiempos de vida

de las partículas de polvo son del orden de  $10^5$  años (Fixsen & Dwek 2002) mientras que la edad del Sistema Solar es del orden de  $10^9$  años. Como consecuencia, para que se detecten los excesos en emisión observados actualmente en los discos *debris*, éstos deben ser constantemente repoblados con nuevas partículas de polvo ya que diversos mecanismos limitan su tiempo de permanencia en los discos. En la siguiente sección se describen cuáles son los mecanismos más importantes que operan en los discos *debris* responsables de esculpir sus características más sobresalientes.

### **1.7. Mecanismos que afectan a los granos de polvo en los discos *debris***

Si la relación  $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}}$  es mayor que 0.1, la dinámica del polvo en los discos comienza a ser afectada por interacción con el gas (Takeuchi & Artymowicz 2001). La masa baja de gas que caracteriza a los discos *debris* tiene consecuencias directas en la dinámica de las partículas de polvo y en particular, sobre sus tiempos de vida. La fricción con el gas tiende a circularizar las órbitas reduciendo las velocidades relativas entre partículas y también produciendo una migración del lugar donde fueron generadas (Kenyon & Bromley 2002a, 2004a) o, por otro lado, en aquellos sistemas con  $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvo}} \sim 100$ , “congelándolos” en el lugar donde fueron generados (Takeuchi & Artymowicz 2001).

Sin la cobertura del gas los granos de polvo están a merced de la radiación estelar que incide directamente sobre ellos (Moro-Martín & Malhotra 2002; Wolf & Hillenbrand 2003; Moro-Martín et al. 2005). Las características y la dinámica de las partículas de polvo quedan gobernadas por tres entidades principales: la gravedad y la radiación estelar y las interacciones o colisiones entre las partículas de polvo. A su vez, la radiación estelar se puede reconocer como la responsable de dos efectos distintos que actúan sobre las partículas: la presión de radiación y el denominado efecto Poynting-Robertson o simplemente efecto P-R.

### 1.7.1. Colisiones: Distribución de tamaños de los granos de polvo

Las colisiones entre planetesimales son las responsables de producir el polvo que se encuentra en los discos *debris* y son las que determinan la distribución de tamaños que resulta para las mismas. Las colisiones se producen entre cuerpos que han sido lo suficientemente agitados para que sus velocidades relativas ocasionen encuentros de tipo destructivos. De esta manera, cuando colisionan al menos uno de ellos resulta destruido y su masa es redistribuida en un número mayor de cuerpos de menor tamaño y masa. Eventualmente, estos cuerpos más pequeños también pueden interactuar con otros y ser destruidos, lo que a su vez genera otros cuerpos aún más pequeños y así sucesivamente. Como consecuencia se produce una “cascada colisional”. Al conjunto de partículas que se generaron a partir de un ancestro común se dice que constituyen una familia de partículas.

Se sabe poco acerca de la tasa de producción de polvo en colisiones de cometas o asteroides ya que esto va a depender en algún grado de la composición y estructura interna de los cuerpos colisionantes. Si los cuerpos han sido fracturados varias veces en colisiones anteriores básicamente son una “bolsa de arena” y cualquier colisión podría producir una gran cantidad de polvo. Por otro lado, si el cuerpo mantiene aún cierta fortaleza interna una colisión masiva producirá una serie de fragmentos (Dominik & Decin 2003). Por lo tanto, para modelar la situación descrita en el párrafo anterior y determinar los tamaños se asume que las partículas de polvo en los discos *debris* son esféricas y se producen a través de una cascada colisional infinita. En ese caso, la distribución de partículas de polvo que se generan de esta manera es:

$$N(D) = D^{2-3q}, \quad (1.1)$$

donde  $N(D)$  es el número de partículas de tamaño  $D$  que hay en el disco. Cuando la distribución resultante es independiente del tamaño de los cuerpos colisionantes (es decir, las partículas colisionantes son de igual tamaño) el parámetro  $q = 11/6$ . Se asume una distribución de este tipo porque resulta



independiente de las propiedades del material que colisiona. Reemplazando  $q$ , la distribución de tamaños de las partículas de polvo que componen los discos *debris* viene descrita por la ecuación:

$$N(D) = D^{-3,5}. \quad (1.2)$$

La ecuación (1.2) dice que a medida que se consideran partículas de menor tamaño la cantidad de ellas que hay en el disco es mayor. Además, un disco con esta distribución de tamaños tiene la mayor parte de la masa  $m(D) = N(D)m$  concentrada en las partículas más grandes mientras que su sección eficaz  $\sigma(D) = N(D)\sigma$ , está concentrada en las partículas más pequeñas.

Simulaciones numéricas de Kenyon & Luu (1999b) muestran que objetos tipo Plutón pueden formarse en una región entre 30-50 UA del Sol (junto con otros cuerpos de tamaños  $\sim 50$  km), en un escala de tiempo de  $10-100 \times 10^6$  años si la masa inicial disponible es 1-3 veces la masa mínima de la nebulosa solar. Cuando cuerpos con tamaños de  $\sim 1000$  km han logrado formarse, la acreción se auto limita ya que comienzan a perturbar a los planetesimales más pequeños aumentando la frecuencia de colisiones destructivas y produciendo copiosas cantidades de polvo ( $0.1-1 M_{\oplus}$  Kenyon & Luu 1999a). Kenyon & Bromley (2008) realizan otras simulaciones para estrellas con masas 1-3  $M_{\odot}$ . Para estrellas con masas  $\sim 1 M_{\odot}$  luego de  $10^6$  de años los cuerpos más grandes comienzan a inducir cascadas colisionales. En estrellas de 2-3  $M_{\odot}$  la formación de cuerpos con tamaños de  $\sim 1000$  km se produce 5 veces más rápido y las cascadas colisionales tienen lugar antes. Este último trabajo de Kenyon & Bromley (2008) incluye también los efectos producidos por la radiación estelar, los cuales se verán a continuación.

### **1.7.2. Radiación y gravedad estelar: Distribución radial del polvo**

Si los tiempos de vida de las partículas generadas en las colisiones son cortos, o más precisamente, si el tiempo transcurrido entre colisiones de una partícula es pequeño, ésta va a permanecer en las inmediaciones de la región donde los cuerpos que colisionaron la produjeron, sin la posibilidad de viajar distancias considerables, esto es, las partículas permanecen confinadas en la región (por ejemplo, un anillo) donde fueron originadas (Wyatt 2005b). Por otro lado, si el tiempo entre colisiones es largo, la partícula va a tener más chances de ser afectada por otros mecanismos.

En el modelo simplificado considerado aquí, la distribución radial del polvo, además de ser afectada por las colisiones, también está determinada por la radiación y la gravedad estelar. A su vez, la radiación estelar es la fuente de dos efectos distintos: la componente radial que produce la presión de radiación y la componente tangencial que produce el efecto Poynting-Robertson. Es la competencia entre todos estos mecanismos (colisiones, radiación y gravedad) la que determina la distribución radial de las partículas de polvo en los discos *debris*.

#### **La presión de radiación**

Desde el punto de vista de una partícula de polvo que esté orbitando alrededor de una estrella en órbita circular, la radiación estelar parece formar un ángulo pequeño (dado que las velocidades orbitales son pequeñas respecto de la velocidad de la luz) con la dirección partícula-estrella. Debido a esto, la radiación produce dos fuerzas sobre la partícula: una radial en la dirección estrella-partícula y otra tangencial en la dirección del vector velocidad de la partícula (ver esquema de la Figura 1.16).

Mientras que la gravedad estelar es la responsable de mantener a las partículas ligadas al sistema, la presión de radiación produce una fuerza que tiende a expulsarlas fuera en órbitas hiperbólicas. La competencia entre es-

tas dos fuerzas determina, en parte, como queda distribuido radialmente el material. Además, cada una de estas fuerzas actúa de manera distinta para partículas de distinto tamaño. La presión de radiación comienza a actuar inmediatamente luego que la partícula es creada. En general, los tiempos involucrados para que este efecto elimine el polvo del sistema son menores que los tiempos involucrados en el efecto Poynting-Robertson ( $\sim 10^5$  años para el Sol) y afecta partículas con tamaños  $D \leq 1 \mu\text{m}$  (Moro-Martín et al. 2005) aunque este tamaño es mayor para estrellas de tipos espectrales más tempranos ( $D \sim 5 \mu\text{m}$  en estrellas de tipo AV).

Dado que ambas fuerzas varían de manera inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la estrella ( $a$ ), para eliminar  $a$  y estimar la competencia entre la presión de radiación y la fuerza gravitatoria se define el parámetro  $\beta$  que es el cociente entre la fuerza de la presión de radiación ( $F_{\text{rad}}$ ) y la fuerza gravitatoria ( $F_{\text{grav}}$ ):

$$\beta = \frac{F_{\text{rad}}}{F_{\text{grav}}} = C_r \langle Q_{pr} \rangle_{T_*} \left( \frac{\sigma}{m} \right) \left( \frac{L_*}{L_{\odot}} \right) \left( \frac{M_{\odot}}{M_*} \right), \quad (1.3)$$

donde  $C_r = 7,65 \times 10^{-4} \text{ kg m}^{-2}$ ,  $(\sigma/m)$  es el cociente entre la sección eficaz de la partícula  $\sigma$  y su masa  $m$ , y  $\langle Q_{pr} \rangle_{T_*}$  es la eficiencia de la presión de radiación de la partícula promediada por el espectro de la estrella central (Wyatt et al. 1999). Si se asume que las partículas de polvo son esferas de densidad  $\rho$ , la ecuación (1.3) puede reescribirse así:

$$\beta = \frac{F_{\text{rad}}}{F_{\text{grav}}} = C_r \langle Q_{pr} \rangle_{T_*} \left( \frac{1,5}{\rho D} \right) \left( \frac{L_*}{L_{\odot}} \right) \left( \frac{M_{\odot}}{M_*} \right), \quad (1.4)$$

donde  $D$  es el radio de la partícula de polvo medido en  $\mu\text{m}$  y aquí  $\rho$  tiene unidades de  $\text{kg m}^{-3}$ . Si además se asume que las partículas son grandes (en el caso del Sistema Solar esto quiere decir  $D \geq 20 \mu\text{m}$ ), se puede hacer la aproximación  $\langle Q_{pr} \rangle_{T_*} \approx 1$  luego:

$$\beta = \frac{F_{\text{rad}}}{F_{\text{grav}}} = \left( \frac{0,4 \mu\text{m}}{D} \right) \left( \frac{2,7 \text{ g cm}^{-3}}{\rho} \right) \left( \frac{L_*}{L_{\odot}} \right) \left( \frac{M_{\odot}}{M_*} \right). \quad (1.5)$$

Las ecuaciones (1.4) o (1.5) muestran que el cociente entre la fuerza de la presión de radiación y la fuerza gravitatoria es inversamente proporcional al tamaño  $D$  de las partículas de polvo. Para aquellas partículas de polvo cuyo tamaño es tal que  $\beta \approx 1$ , no actúa ninguna fuerza neta sobre ellas. Además, muestran explícitamente que a medida que el tamaño de la partícula disminuye ésta tiene una probabilidad mayor de ser “soplada” fuera del sistema por la presión. Por otro lado, la fuerza de atracción gravitatoria domina por sobre la presión de radiación en las partículas más grandes. Esto permite definir un tamaño crítico  $D_c$  tal que, las partículas con  $D \leq D_c$  son expulsadas fuera del sistema por la presión de radiación ni bien son creadas.

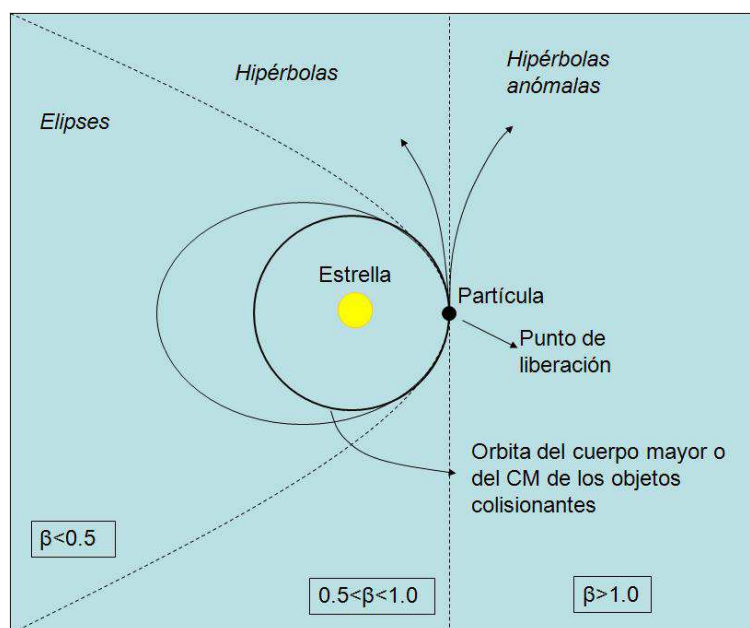
En términos del parámetro  $\beta$  se puede mostrar que aquellas partículas con  $\beta > 0.5$  son expulsadas fuera del sistema. Aquellas con  $\beta < 0.5$  se mantienen ligadas gravitacionalmente al sistema. Estas situaciones se representan en la Figura 1.15.

Si en la ecuación (1.5) se reemplaza  $\beta = 0.5$  se obtiene una expresión para el tamaño crítico de partículas para estrellas con distintas características:

$$D_c = \left(\frac{4}{5}\right) \left(\frac{2,7 \text{gcm}^{-3}}{\rho}\right) \left(\frac{L_*}{M_*}\right), \quad (1.6)$$

donde  $L_*$  y  $M_*$  están en luminosidades y masas solares, respectivamente. Para una estrella como el Sol esta expresión da valores de  $D_c \leq 1 \mu\text{m}$ . Por otro lado, las estrellas de tipos espectrales más tempranos son capaces de expulsar fuera partículas de polvo más grande y  $D_c \leq 5-6 \mu\text{m}$  para estrellas de tipo A-F.

Como se ve de la expresión (1.4) las partículas de polvo de distintos tamaños son afectadas de distinta manera y cada tamaño se agrupa a distancias distintas de la estrella. Por ejemplo, las partículas cuyo tamaño es tal que  $\beta = 1$  (no hay fuerza neta sobre ellas) tienen una distribución radial que es proporcional a  $1/a$  (suponiendo que no existe ningún otro mecanismo, Meyer



**Fig. 1.15:** El esquema representa un cuerpo que inicialmente se encuentra en una órbita circular alrededor de una estrella el cual es destruido (no importa cómo) en el "Punto de Liberación". A partir de allí, dependiendo del tamaño de las partículas liberadas, pueden concebirse 3 situaciones:  $\beta < 0.5$  partículas con  $D > D_c$  donde la atracción gravitatoria las mantiene ligadas al sistema,  $0.5 < \beta < 1.0$  partículas con  $D < D_c$  que son expulsadas fuera del sistema y, finalmente, partículas donde la presión de radiación es muy dominante sobre la gravedad ( $\beta > 1$ ) y las mismas son expulsadas fuera en una hipérbola anómala. Este esquema está basado en la Figura 1 del trabajo de Wyatt et al. (1999).

et al. 2007).

La presión de radiación también afecta el tamaño de partículas de polvo que se encuentran en los discos. Dado que existe un tamaño crítico tal que por debajo de ese tamaño las partículas son expulsadas fuera, la presión de radiación impone un límite inferior al tamaño de partículas que pueden permanecer de manera estable en el sistema y la distribución de tamaños en la ecuación (1.2) es válida para aquellas partículas tal que  $D > D_c$ .

### Efecto Poynting-Robertson

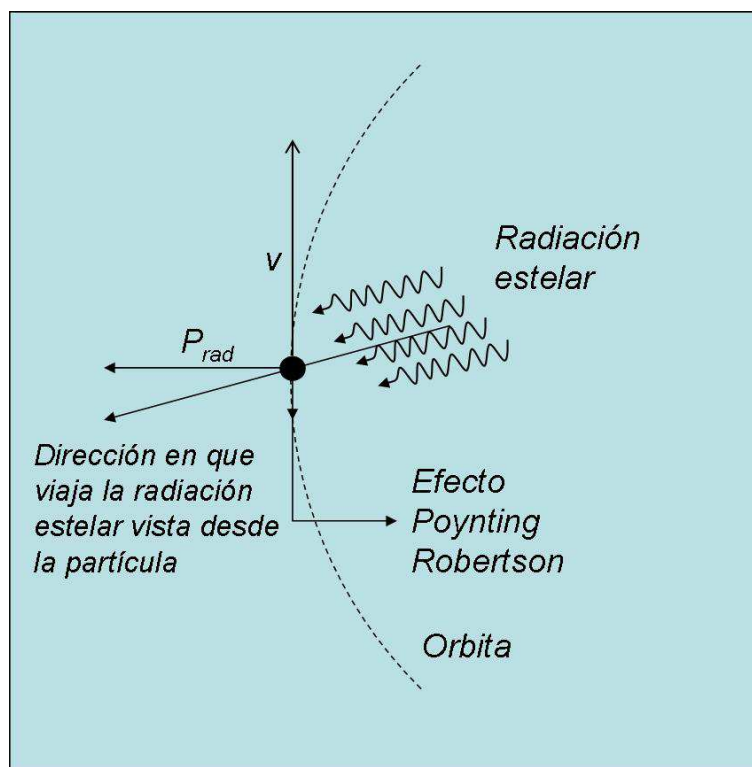
El otro efecto producido por la radiación estelar es el efecto Poynting-Robertson o efecto P-R. Para describir de qué se trata este efecto se muestra

un esquema en la Figura 1.16. Allí se grafica una partícula de polvo en órbita circular alrededor de la estrella central. Desde un sistema referencial subido a la partícula la radiación estelar aparenta incidir con un pequeño ángulo respecto de la dirección estrella-partícula (dirección radial), este ángulo va a depender de la velocidad de traslación de la partícula. Dichas velocidades son siempre muy pequeñas respecto de la velocidad de la luz y el ángulo resulta también pequeño. De esta manera aparece además de una componente radial, una pequeña fuerza tangencial a la órbita de la partícula en sentido opuesto a la velocidad a la que se traslada. Esta fuerza frena a la partícula causando su lento traslado hacia órbitas de menor radio por la conservación de momento angular. Si bien la fuerza es pequeña, el efecto es acumulativo, y produce una lenta caída en espiral hacia la estrella hasta que ésta alcanza la distancia de sublimación y es destruída (Burns et al. 1979).

Una manera de medir cuán importante resulta este efecto es, comparar el tiempo que demora la partícula en migrar desde la órbita donde fue creada hasta que es destruída ( $t_{pr}$ ), con el tiempo de vida medio entre colisiones ( $t_{col}$ ):

$$\eta_0 = \frac{t_{pr}}{t_{col}}. \quad (1.7)$$

Del cociente (1.7) se distinguen dos situaciones: si  $\eta_0 \gg 1$  quiere decir que  $t_{col} \ll t_{pr}$  y las partículas de polvo sufren una colisión tras otra antes de que el efecto P-R tenga oportunidad de hacerlas migrar una distancia significativa. El disco está en régimen colisional. La otra situación es cuando  $\eta_0 \ll 1$ . Bajo esas circunstancias  $t_{col} \ll t_{pr}$  lo que significa que como el tiempo entre colisiones de partículas es mucho mayor que el tiempo que demoran en migrar por el efecto P-R, las partículas comienzan a migrar hacia la estrella sin sufrir interacciones antes de llegar a ella, por lo que resultan destruídas. Este tipo de discos están bajo un régimen dominado por el efecto Pointing-Robertson y es bajo el cual se encuentran las partículas de polvo en el Sistema Solar que son detectadas a distancias de  $\sim 1$  UA.



**Fig. 1.16:** Representación del efecto Poynting-Robertson. En un sistema de referencia que se mueve con la partícula de polvo en órbita circular alrededor de una estrella, la radiación estelar parece provenir con un pequeño ángulo respecto de la dirección radial. La componente radial produce la presión de radiación. La componente tangencial a la órbita produce una fuerza pequeña de sentido opuesto a la velocidad a la que se traslada la partícula. Esta fuerza frena progresivamente a la partícula lo que produce una lenta disminución del radio de la órbita. Eventualmente, ésta puede caer a la estrella y ser destruida.

Para que la tasa de colisiones sea alta, los discos deben ser masivos pero, sobre todo densos (Wyatt 2005b). Por otro lado, en discos menos masivos y más dispersos la tasa de colisiones es menor, los tiempos de vida del polvo entre interacciones es mayor, y el efecto P-R puede resultar dominante. Wyatt (2005b) mostró mediante simulaciones que la gran mayoría los discos *debris* que la instrumentación ha permitido detectar hasta ahora se encuentran en un régimen colisional. Conclusiones similares fueron obtenidas previamente por Dominik & Decin (2003). Este resultado puede entenderse si se piensa que aquellos discos donde el efecto P-R es dominante serían demasiado tenues para detectarlos con la instrumentación actual. Los discos densos y masivos son más fáciles de detectar y producen una mayor tasa de colisiones. De esta manera, en general, el efecto Poynting-Robertson puede despreciarse

en la mayoría de los discos *debris* conocidos.

Por otro lado, el Sistema Solar es un ejemplo de un sistema dominado por el efecto Poynting-Robertson (Krivov et al. 2000). Si este efecto domina por sobre las colisiones es capaz de afectar partículas de tamaños del orden de  $\sim 10 \mu\text{m}$  en estrellas como el Sol eliminándolas del sistema. Ignorando cualquier otro tipo de mecanismo, el efecto P-R produce una distribución radial de material continua con una densidad superficial uniforme (Wyatt 2005b).

### **1.7.3. Descripción general**

Viendo que las mayoría de los discos *debris* detectados hasta hoy posiblemente se encuentren en un régimen dominado por las colisiones y que el Sistema Solar está dominado por el efecto Poynting-Robertson, es interesante describir los escenarios donde uno y otro efecto dominan y cómo podrían evolucionar de un régimen a otro. Una posible descripción se presenta en el trabajo de Kenyon & Bromley (2008) y es la que se describe a continuación.

Una vez que los cuerpos más grandes se han formado, comienzan a establecerse las colisiones entre los planetesimales más pequeños. Las partículas de polvo con  $D \ll 1 \text{ mm}$  son eliminadas por la presión de radiación. Para un disco entre 30-150 UA, este mecanismo es el responsable de remover del 65-70% de la masa que se pierde durante un tiempo  $< 10^9$  años. El efecto Poynting-Robertson remueve 30-35%. En ese intervalo de tiempo durante el cual las colisiones dominan, el efecto P-R sólo puede afectar las partículas con  $D = 1-100 \mu\text{m}$ . Las partículas con tamaños  $D \leq 1 \mu\text{m}$  son eliminadas por la presión de radiación. Posteriormente, cuando la tasa de colisiones comienza a caer, pues quedan cada vez menos cuerpos en condiciones de colisionar, el efecto P-R comienza a ser dominante pudiendo eliminar partículas de polvo con  $D \sim 1 \text{ mm}$ .



#### **1.7.4. Otros procesos**

Hay otros procesos físicos que podrían llegar a estar actuando sobre las partículas de polvo de los discos *debris*, pero que en general son ignorados pues se los considera menos intensos que los citados antes. Uno de ellos es el “arrastre” que puede producir el gas. Otro efecto que puede llegar a ser importante es el viento estelar. Este viento produce un efecto similar al efecto Poynting-Robertson, pero que puede llegar a ser 10-1000 veces más intenso particularmente en estrellas jóvenes o tardías, por ejemplo, de tipo M (Plavchan et al. 2005).

Un mecanismo particularmente interesante que se espera que podría tener lugar en los discos *debris* es la captura de material en anillos de resonancias de movimientos medios con planetas que pudieran existir en el disco. Al migrar las partículas de polvo podrían ser capturadas en esas regiones definidas, lo que puede crear una estructura de anillos en el disco (Moro-Martín & Malhotra 2002). Esos mismos planetas pueden abrir *gaps* o “zonas de vaciamiento” en la zona inmediata a su órbita (ver por ejemplo las simulaciones de Kenyon & Bromley 2004a). De hecho, como se mencionara en la sección 1.5, las imágenes de discos *debris* muestran diferentes tipos de estructuras.

Esto indica que la distribución radial del material de los discos *debris* puede ser difícil de determinar, pues puede ser el resultado de varios mecanismos operando simultáneamente. En el Capítulo 2 se volverá a este tema cuando consideremos un modelo para reproducir las distribuciones espectrales de energía observadas de estrellas con discos *debris*.

#### **1.8. Importancia del estudio de discos *debris***

En este capítulo se introdujeron los discos *debris* y sus características. Se revisó la teoría de formación planetaria más aceptada hasta la fecha dentro del contexto de evolución de los discos circunestelares. Se vio que la teoría de acreción de planetesimales permite explicar de manera natural la existencia

de los discos *debris* en las etapas finales del proceso de formación planetaria.

Una motivación inmediata para estudiar este tipo de discos es establecer su frecuencia dentro de las estrellas de tipo solar de la Galaxia: estimar si la misma estructura que se encuentra en el Sistema Solar de cinturones de objetos remanentes de la formación planetaria es frecuente entre las estrellas. Si bien desde el descubrimiento de los discos *debris* el número de sistemas conocidos se ha ido incrementando a unos cientos, recién con la llegada del satélite *Spitzer* en 2003 se pudo comenzar a estudiar la frecuencia de este tipo de discos en estrellas de tipos F, G y K.

Caracterizar los discos *debris* detectados por *Spitzer* en estrellas F, G y K es fundamental para comenzar a comprender si la estructura observada en el Sistema Solar es una configuración típica para aquellas estrellas en un estado evolutivo similar al Sol o si, por otro lado, diferentes mecanismos que actúen en mayor o menor medida pueden dar lugar a que los sistemas estrella-disco-planeta alcancen configuraciones distintas y variadas. Como se vio en este capítulo, varios trabajos se han hecho (y se están haciendo) para intentar responder estas cuestiones; No obstante, los resultados aún no son concluyentes. Es ese sentido se vuelve relevante caracterizar los discos detectados en estrellas simples como el Sol.

Un aspecto interesante de las estrellas de tipo solar es que más de la mitad de ellas se las encuentra formando parte de sistemas binarios (Duquennoy & Mayor 1991). El estudio de los discos circunestelares y sistemas planetarios se ha visto postergado para los sistemas binarios debido a la noción de que la presencia de la binaria limitaría muy severamente el tiempo de vida de los discos. Sin embargo, las observaciones de *Spitzer* (Trilling et al. 2007) y la detección de unos 30 sistemas binarios con planetas (ver por ejemplo, Bonavita & Desidera 2007; Desidera & Barbieri 2007; Mugrauer et al. 2007) parecen indicar que la formación planetaria también podría avanzar lo suficiente en binarias como para dar lugar a la formación de discos *debris* y planetas. Estos hallazgos resaltan la necesidad de comenzar a estudiar los discos *debris* en

binarias. En el Capítulo 2 de esta tesis se aborda la caracterización de discos *debris* en estrellas simples y binarias de tipo solar mediante el modelado de las distribuciones espectrales de energía. Eso va a permitir comparar las características de ambas muestras y establecer sus diferencias y similitudes y qué mecanismos podrían estar operando en uno y otro grupo de objetos que puedan explicar los resultados de la comparación.

La naturaleza de los discos *debris* hace que se los asocie estrechamente con la presencia de planetas y la evolución de los sistemas planetarios. Su estudio puede complementar el estudio de los planetas extrasolares aportando información que otros tipos de análisis no permiten. Como se mostrara en la sección 1.5, la presencia de estructuras en las imágenes de los discos ha sido largamente interpretada como evidencia de la presencia de cuerpos masivos no visibles encargados de esculpir la fisonomía del disco. Se evidencia que el estudio de los discos *debris* mediante imágenes puede ayudar a inferir la existencia de sistemas planetarios alrededor de otras estrellas y determinar sus características. Además, el estudio de los discos *debris* permite analizar las regiones más alejadas de la estrella huésped a las cuales otras técnicas de detección de planetas extrasolares (como medición de velocidades radiales o tránsitos planetarios) tienen un acceso limitado. Desde el punto de vista observacional aún no es clara la relación entre la presencia de planetas y discos *debris* (Moro-Martín et al. 2007; Kóspál et al. 2009) pero imágenes como las de los sistemas  $\beta$  Pictoris, Fomalhaut entre otros, son resultados alentadores. En este aspecto, las imágenes pueden aportar significativamente a establecer la conexión entre planetas y discos *debris*.

Dado que los discos *debris* están asociados a estrellas relativamente evolucionadas, ofrecen la posibilidad de analizar los cambios que sufre el material que compone los discos circunestelares al comparar las características que muestran sus espectros en el infrarrojo con los de los discos proto-planetarios en estrellas jóvenes. Hoy en día, si bien se conocen los aspectos generales de cómo evoluciona dicho material y las transformaciones que debe sufrir, hay etapas de ese proceso que aún no se comprenden. Establecer una base sólida

da sobre las características de los espectros infrarrojos de discos *debris* va a aportar valiosa información sobre las propiedades del material en esas etapas y sobre los procesos que podrían operar para producir dichas características. El análisis de espectros infrarrojos de discos *debris* se aborda en el Capítulo 6.

Todo esto muestra la relevancia del estudio de los discos *debris*, particularmente en estrellas de tipo solar. Su caracterización mediante técnicas distintas aporta diferentes tipos de información que sirven para complementar y confirmar los resultados obtenidos por otros métodos, todos ellos dirigidos a determinar cuáles son los mecanismos que esculpen las características de los discos *debris* y así establecer cuán común o, por el contrario, cuán particular resulta el Sistema Solar entre las estrellas de la Galaxia.

## Capítulo 2

# ***Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos debris***

### 2.1. Introducción

El estudio de los discos *debris* y el proceso de formación planetaria en sistemas binarios son temas que no han sido tratados tan extensamente como en el caso de las estrellas individuales en parte, debido a la noción de que las binarias serían ambientes hostiles para la supervivencia de los discos. La mayoría de los relevamientos del satélite *Spitzer* se han concentrado en la búsqueda de discos *debris* en estrellas individuales (por ejemplo, Beichman et al. 2006a; Bryden et al. 2006).

Suponiendo un sistema donde la componente primaria tenga un disco a su alrededor, la acción gravitatoria de la estrella secundaria es capaz de perturbar el material del disco de tal manera que, las velocidades inducidas en él podrían resultar en que el material sea expulsado fuera del sistema (en un tiempo mucho menor que la edad del sistema), o que las altas velocidades entre planetesimales produzcan colisiones destructivas inhibiendo su crecimiento. Por ejemplo, las simulaciones de Kenyon & Bromley (2002a) muestran que el pasaje de una estrella puede inducir colisiones destructivas entre cuerpos con tamaños de  $\sim 10$  km. Por otra parte, la presencia de la estrella compañera podría truncar la extensión del disco (Holman & Wiegert 1999) lo que limitaría la cantidad de material disponible para el proceso de formación planetaria.

Sin embargo, las observaciones de los últimos 15 años, parecen indicar que la realidad sería que los sistemas binarios son capaces de mantener discos el tiempo suficiente, como para permitir la formación de planetas:  $\sim 20\%$  de los sistemas planetarios extrasolares conocidos están en sistemas binarios (Raghavan et al. 2006; Desidera & Barbieri 2007), aunque éste podría ser sólo un límite inferior. Los primeros relevamientos en la búsqueda de planetas extrasolares mediante la técnica de velocidades radiales, excluían intencionalmente aquellas estrellas conocidas con anterioridad como binarias (Bonavita & Desidera 2007), debido a las precisiones requeridas en la determinación de las velocidades y la noción de que los planetas no podían existir en estre-

llas dobles. Como consecuencia, el porcentaje de binarias cuyos discos hayan permanecido lo suficiente como para permitir la formación planetaria podría ser mayor.

Los sistemas binarios son particularmente importantes entre las estrellas con características similares a las del Sol: más de la mitad de las estrellas de campo de tipo solar están en sistemas binarios (Duquennoy & Mayor 1991). Esto sumado a que la técnica de medición de velocidades radiales tiene su máximo de eficiencia de detección en las estrellas de tipo solar, refuerza la idea de que el valor de  $\sim 20\%$  sería un límite inferior al porcentaje de sistemas planetarios en binarias al menos, para aquéllas con componentes de tipo solar.

En cuanto a los discos circunestelares, la evidencia observacional está dando indicios de que la presencia y estructura de los discos en binarias podría diferir respecto de los discos en estrellas individuales. Sin embargo, los trabajos realizados aún están lejos de proporcionar resultados definitivos, sobre todo para binarias de secuencia principal.

Jensen et al. (1996) encuentran que binarias de pre-secuencia principal con separaciones  $A_{\text{bin}} < 150$  UA entre sus componentes, tienen una emisión menor en el submilimétrico en comparación con binarias de separaciones mayores. Más recientemente Cieza et al. (2009), utilizando observaciones de *Spitzer* en  $\lambda = 3.6\text{-}8.0$   $\mu\text{m}$ , encuentran (para una muestra de 125 binarias de pre-secuencia principal), que la distribución de separaciones proyectadas de aquellos sistemas con excesos, es significativamente diferente a la distribución correspondiente a sistemas sin excesos. Los sistemas con separaciones  $< 40$  UA son la mitad de propensos a mostrar evidencia de disco en comparación con binarias con separaciones entre 40 y 400 UA. Kraus et al. (2012) encuentran que  $2/3$  de las binarias de pre-secuencia principal con separaciones  $< 40$  UA parecen haber dispersado sus discos en  $\leq 1 \times 10^6$  años mientras que, entre el 80 y 90% de las binarias con separaciones mayores muestran evidencia de disco a edades de entre 2 y  $3 \times 10^6$  años.

Para las binarias de secuencia principal las observaciones con *Spitzer* han mostrado que los discos de tipo *debris* serían al menos, tan frecuentes como en estrellas individuales. Trilling et al. (2008) seleccionaron una muestra de 69 sistemas binarios de secuencia principal de tipos espectrales entre A3 y F8. Encuentran que alrededor del 40% tienen evidencia de excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  atribuibles a la presencia de discos. Es decir que, para estas binarias, el material del disco habría logrado permanecer lo suficiente como para permitir la formación de planetesimales, y cuerpos lo suficientemente masivos como para perturbar a esos planetesimales y tenga lugar una cascada de colisiones que libere el polvo responsable de los excesos de emisión observados.

Esta serie de resultados ha reavivado el interés en el estudio de la supervivencia de los discos circunestelares en binarias así como también, la formación de planetas. Varios trabajos han surgido que estudian las características que debería tener un sistema para permitir la formación planetaria o, dado un sistema binario, qué tipo de planetas o sistema planetario podría llegar a darse. Muchos de estos estudios intentan explicar cómo se podrían haber formado los planetas detectados en algunas binarias lo que en algunos casos, ha resultado ser un difícil desafío (por ejemplo el caso de  $\gamma$  *Cephei* Kley & Nelson 2008).

Debido a que las binarias serían una población importante entre las estrellas de tipo solar, que el  $\sim 20\%$  de los sistemas planetarios conocidos están en binarias, que el número de sistemas binarios de secuencia principal con evidencias de discos *debris* se ha incrementado en los últimos años, que estos podrían ser tan comunes como en estrellas individuales y que aún hay pocos trabajos abordando el tema de los discos *debris* en binarias de secuencia principal (en particular con componentes de características similares al Sol) es que se ha vuelto importante analizar las características de los discos *debris* asociados a este tipo de sistemas.



Este capítulo consta de dos partes. En la primera parte (secciones 2.2 y 2.3), se trata el modelado de las distribuciones espectrales de energía observadas, o simplemente SEDs, de un conjunto de 46 estrellas individuales y 26 sistemas binarios a los cuales, se les ha detectado excesos en emisión en el infrarrojo en su mayoría con el satélite *Spitzer*. El modelado permitió determinar una serie de parámetros de los discos *debris* de los  $\sim 70$  sistemas analizados. Habiendo caracterizado los discos de ambas muestras se compararon sus características. Para ese análisis no fue posible considerar mediciones de flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  en la construcción de las SEDs observadas. Las mediciones de flujo en el submilimétrico son pocas para estrellas individuales y prácticamente inexistentes para sistemas binarios. No resultaba coherente comparar modelos de SEDs de binarias sin flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  con aquellos de estrellas individuales con datos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Los modelos utilizados para la comparación de las características de discos en estrellas binarias e individuales caracterizan a la población de polvo con temperaturas  $> 50 \text{ K}$ .

Motivados por la influencia que podría tener la presencia de material frío ( $T < 50 \text{ K}$ ) en los discos, se consideró cual sería su impacto en los parámetros resultantes para los discos. Los flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  incorporan (a la población de polvo caliente) una población de polvo frío que no es detectado en longitudes de onda más corta. Este análisis se presenta en las secciones 2.4 y 2.5. Para ello se compararon los parámetros que resultan para los discos de 24 estrellas individuales cuando se consideran y se descartan los datos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . El interés sobre la influencia de los datos submilimétricos está enfocado en cómo podrían alterar las conclusiones de la comparación de las características de los discos *debris* en estrellas binarias e individuales.

## **2.2. Modelado de SEDs de binarias y estrellas individuales: Caracterización de sus discos *debris***

En esta sección se discute el modelado de las SEDs observadas de estrellas individuales y binarias asociadas a discos *debris*. Se describen las muestras

analizadas y los criterios de selección. Luego se presenta el modelo utilizado para reproducir las SEDs observadas y, finalmente, el proceso de modelado. Posteriormente, en la sección 2.3, se presenta la comparación de los discos en binarias y estrellas individuales.

### **2.2.1. Selección de las muestras y construcción de las SEDs observadas**

Para comparar las características de los discos *debris* de binarias y estrellas individuales, se realizó un relevamiento en la bibliografía (Meyer et al. 2004; Carpenter et al. 2005; Kim et al. 2005; Beichman et al. 2006b; Bryden et al. 2006; Hillenbrand et al. 2008; Trilling et al. 2007, 2008) de estrellas con características similares al Sol que hubieran sido observadas con *Spitzer* y que tuvieran evidencias de excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ . Este criterio no descarta que algunos de los sistemas tengan excesos en emisión también en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$ . No se incluyeron sistemas donde la existencia del exceso en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  no fuera lo suficientemente intensa como para estar claramente confirmado. De este relevamiento resultaron 46 estrellas individuales y 26 sistemas binarios. Las Tablas 2.1 y 2.2 listan los sistemas de las muestras de binarias y de estrellas individuales, respectivamente.

Para cada objeto se recopilaron distancias, magnitudes en  $V$  y en  $K$ , tipos espectrales, luminosidades, metalicidades y edades. En el caso de las binarias, también se recopilaron separaciones proyectadas entre las componentes. Todos estos parámetros se listan en las Tablas 2.1 y 2.2.

En general, se trata de objetos relativamente cercanos ( $d < 30 \text{ pc}$ ), teniendo las binarias distancias promedios entre 1 y 2 pc menores. En el panel de izquierda de la Figura 2.1 se muestran las distribuciones de distancia. Los tipos espectrales están en el rango A-M, sin embargo, la mayoría de las estrellas tienen un tipo espectral F con las binarias agrupadas alrededor del tipo F2 y las estrellas individuales alrededor del tipo F8. En el panel de la derecha en la Figura 2.1 se presentan las distribuciones de magnitudes en  $K$ . Las

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*

**Tabla 2.1:** Características de las binarias con excesos en emisión para  $\lambda \sim 70 \mu m$

HD #	d ( <i>pc</i> )	<i>V</i>	<i>K</i>	Tipo Espectral	<i>L</i> ( $L_{\odot}$ )	[Fe/H]	Edad [ $\times 10^9$ años]	Separación (")
166	13.7	6.1	4.3	K0 V	0.6	0.15	0.3	158.6
6963	26.8	7.7	5.9	K0 V	0.5	-0.15	1-5	154.4
13161	38.1	3.0	2.7	A5 IV	78.0	-0.09	-	<0.01
16628	71.6	5.3	5.1	A3 V	32.0	-	-	28.60
17094	25.8	4.2	3.5	F1 V	9.8	0.04	-	0.10
20320	39.8	4.8	4.2	A5m	13.0	0.04	0.8	<0.01
20631	36.6	5.8	4.2	F2 V	5.0	-0.05	1.5	7.20
20807	12.1	5.2	3.9	G0 V	1.0	-0.16	0.1	310.0
41700	26.7	6.3	5.0	F9 V	1.6	-0.01	4.0	4.8
46273	51.7	5.2	4.3	F2 V	15.0	-0.03	1.7	0.5
48682	16.5	5.2	4.1	G0 V	1.8	0.16	1.8	36.2
51199	29.2	4.7	3.9	F2 V	9.0	-0.13	1.5	11.60
92855	35.7	7.3	5.9	F9 V	1.3	-0.11	3.2	286.9
95698	53.1	6.2	5.4	F1 V	8.0	-0.11	-	0.1
99211	25.2	4.1	3.6	A7 V	11.5	-0.11	-	5.3
105211	19.7	4.1	3.2	F2 V	6.6	-0.18	1.9	44.0
115617	8.5	4.7	2.9	G7 V	0.9	0.00	0.1	231.5
119124	25.2	6.3	5.0	F8 V	1.7	-0.16	0.4	17.60
127726	71.3	9.6	5.4	A7 V	17.0	-0.11	-	0.2
139813	21.7	7.3	5.4	G5 V	0.6	0.14	5.6	31.7
142908	41.5	5.4	4.5	F0 IV	9.0	-0.02	1.7	94.3
150682	29.2	5.9	4.8	F2 V	3.0	-0.13	2.1	<0.01
161897	28.9	7.6	5.9	K0 V	0.6	0.01	-	90.0
206860	18.4	6.0	4.6	G0 V	1.2	-0.20	0.1	56.1
207129	15.6	5.6	4.2	G0 V	1.3	-0.06	1.6	55.0
217792	28.6	5.1	4.5	A9 V	5.5	0.12	-	0.02

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*

**Tabla 2.2:** Propiedades de la muestra de estrellas individuales con excesos en  $\lambda \sim 70 \mu m$

HD #	d (pc)	V	K	Tipo Espectral	L [ $L_{\odot}$ ]	[Fe/H]	Edad [ $\times 10^9$ años]
105	40.2	7.5	6.1	G0 V	1.3	-0.03	0.2
377	38.8	7.6	6.1	G2 V	1.2	0.12	5.2
2262	23.5	3.9	3.6	A5 IV	12	-0.04	0.7
3126	41.5	6.9	5.7	F2 V	2.6	-0.25	1.3
3296	47.2	6.6	5.6	F5	3.5	0.02	2.0
8907	34.2	6.7	5.4	F8 V	2.0	-0.09	2.6
10008	23.6	7.7	5.7	G5 V	0.5	0.08	0.1
17925	10.4	6.0	4.2	K1 V	0.4	0.21	2.2
22179	100	8.9	7.4	G0	2.4	-0.09	0.1
25457	19.2	5.4	4.2	F5 V	2.0	-0.04	1.4
25998	21.3	5.5	4.3	F7 V	2.3	0.08	1.2
30495	13.3	5.5	3.4	G1 V	1.0	0.04	0.1
31392	26.0	7.6	5.8	G9 V	0.6	0.10	0.9
33636	29.0	7.1	5.6	G0 V	1.1	-0.15	1.1
35850	26.8	6.3	4.9	F8 V	3.0	-0.09	3.5
37484	59.5	7.2	6.3	F3 V	3.5	-0.09	0.1
38207	127	8.5	7.5	F2 V	5.5	0.19	0.3
38858	15.6	5.9	4.4	G4 V	0.8	-0.27	0.2
57703	44.1	6.8	5.7	F2 V	3.3	-0.11	1.3
61005	34.5	8.2	6.5	G8 V	0.6	-0.13	0.1
72905	14.3	5.6	4.2	G2 V	1.0	-0.02	1.0
75616	35.6	7.0	5.7	F5 V	1.8	-0.26	0.2
76151	17.1	6.0	4.4	G3 V	1.0	0.23	2.0
85301	32.2	7.7	6.1	G5 V	0.7	0.03	0.3
104860	47.9	7.9	6.5	F8 V	1.5	-0.21	1.9
105912	60.2	6.9	5.9	F5 V	5.0	-0.01	0.9
107146	28.5	7.0	5.5	G2 V	1.0	-0.07	0.7
109085	18.2	4.3	3.4	F2 V	5.6	-0.02	1.4
110897	17.4	6.0	4.5	G0 V	1.0	-0.53	2.3
112429	28.8	5.2	4.4	F0 V	5.0	-	0.05
118972	15.6	6.9	4.9	K0 V	0.4	-0.11	2.0

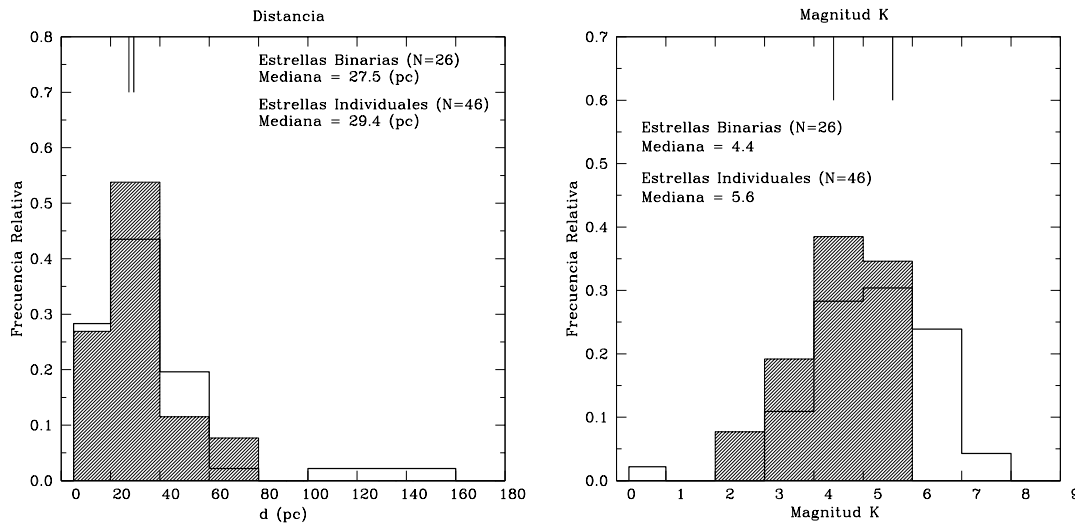
§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*

---

**Tabla 2.2:** Continuación. Propiedades de la muestra de estrellas individuales con excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$

HD #	d (pc)	V	K	Tipo Espectral	L [ $L_{\odot}$ ]	[Fe/H]	Edad [ $\times 10^9$ años]
122652	37.2	7.2	5.9	F8 V	1.5	-0.02	0.5
128167	15.5	4.5	3.3	F2 V	3.4	-0.39	1.6
139664	17.5	4.6	3.8	F4 V	3.5	-0.05	1.2
145229	33.0	7.5	6.0	G0 V	1.0	-0.26	1.0
172167	7.8	0.03	0.1	A0 V	53.0	-0.54	0.4
187897	33.4	7.1	5.7	G5 V	1.2	0.00	4.5
191089	53.5	7.2	6.1	F5 V	3.1	-0.09	1.7
197481	9.9	8.6	4.5	M1 V	0.1	-	0.02
199260	21.0	5.7	4.5	F6 V	1.7	-0.11	1.5
201219	35.9	8.0	6.4	G5 V	0.7	0.09	0.1
202917	45.8	8.7	6.9	G5 V	0.8	0.03	0.03
209253	30.1	6.6	5.4	F6 V	1.7	-0.03	1.1
212695	51.1	6.9	5.8	F5 V	3.2	-0.02	1.4
219482	20.6	5.7	4.4	F6 V	1.9	-0.15	1.4
219498	150	9.1	6.4	G5	5.0	0.04	1.3

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



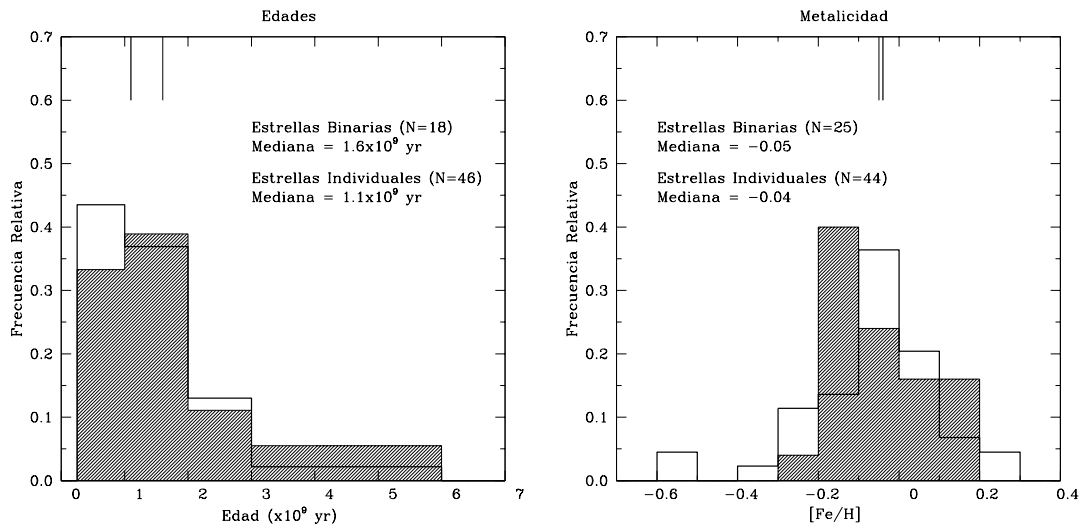
**Fig. 2.1:** Distribuciones de distancias (izquierda) y magnitud  $K$  (derecha) para las muestras de estrellas individuales y binarias (histogramas vacío y sombreado, respectivamente). En los gráficos se dan los valores de las medianas de cada distribución (representadas por las líneas verticales en la parte superior) y la cantidad de objetos con valores disponibles en la literatura.

binarias resultan, en promedio, más brillantes que las estrellas individuales. Se encuentra una tendencia similar para las magnitudes en  $V$ . La diferencia de brillos puede ser consecuencia de que las binarias de la muestra resultan intrínsecamente más brillantes y se encuentran, en promedio, más cercanas. En la Figura 2.2 se presentan las distribuciones de edades y metalicidades. No se hallaron diferencias que resulten significativas para las edades de ambas muestras. En el panel de la izquierda se presentan las distribuciones de metalicidades (relación  $[Fe/H]$  respecto de la abundancia solar). Los valores promedio de ambas muestras confirman las tendencias halladas anteriormente por otros autores: los sistemas con discos *debris* tienen, en general, metalicidades solares, a diferencia de los sistemas con planetas detectados por velocidades radiales los cuales, aparecen con abundancias de elementos pesados, mayores a la solar (ver por ejemplo, Maldonado et al. 2012, y referencias allí).

Para la construcción de las SEDs observadas de cada sistema, se recopilaron magnitudes<sup>1</sup>  $UBVRI$  de la base de datos SIMBAD y, en  $JHK$  del catálogo

<sup>1</sup>La conversión de magnitudes a flujos se hizo con la herramienta disponible en

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.2:** Distribuciones de edades (izquierda) y metalicidades (respecto de la solar, panel de la derecha) para las muestras de estrellas individuales y binarias (histogramas vacío y sombreado, respectivamente). En los gráficos se dan los valores de la mediana de cada distribución (representadas por las líneas verticales en la parte superior) y la cantidad de objetos con valores disponibles en la literatura.

2MASS (*Two Micron All Sky Survey*). En la región  $\lambda = 3.6\text{-}8.0 \mu\text{m}$  se incluyeron mediciones de flujos del instrumento IRAC (*Infrared Array Camera*) y en  $\lambda = 24\text{-}160 \mu\text{m}$  del instrumento MIPS (*Multiband Imaging Photometer for Spitzer*) ambos del satélite *Spitzer*.

También se hizo un relevamiento de mediciones de flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y se encontraron pocos datos de este tipo para la muestra de binarias. Para mantener una coherencia entre los datos utilizados para construir las SEDs observadas de estrellas binarias e individuales no se incluyeron las mediciones en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  en los modelos de la sección 2.2.3, ni en los resultados presentados en la sección 2.3.

<http://ssc.spitzer.caltech.edu/warmmission/propkit/pet/magtoiy/index.html>.

### 2.2.2. Descripción del modelo

El modelado de las SEDs se realizó mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003)<sup>2</sup>. Este programa calcula la radiación estelar que es dispersada, absorbida y reemitida, por partículas de polvo que se suponen como esferas homogéneas de una dada composición química. La masa de gas en los discos se asume lo suficientemente baja como para despreciar cualquier tipo de interacción de las partículas de polvo, o de la radiación estelar con él.

La emisión de la estrella (el continuo) se lo modela con la emisión de un cuerpo negro con la luminosidad y temperatura efectiva apropiada para cada estrella. Llamando  $R_s$  al radio estelar y  $T_{\text{eff}}$  a la temperatura efectiva, la luminosidad estelar  $L_{\lambda;s}$  monocromática de la estrella puede ser expresada de la siguiente manera:

$$L_{\lambda;s} = 4\pi R_s^2 B_\lambda(T_{\text{eff}}), \quad (2.1)$$

donde  $B_\lambda(T_{\text{eff}})$  representa a la función de Planck evaluada en la temperatura efectiva de la estrella para la longitud de onda considerada.

Bajo la suposición de que la presencia del gas es despreciable, los granos de polvo son calentados únicamente por la radiación directa de la estrella. Los procesos de dispersión múltiple y calentamiento del polvo por re-emisiones de las mismas partículas se desprecian (el disco es ópticamente delgado). Bajo esas condiciones, los únicos procesos que contribuyen a la SED emergente son, la dispersión, la absorción y la posterior re-emisión de la radiación estelar (Wolf & Hillenbrand 2003).

La contribución de cada uno de estos procesos puede expresarse analíticamente como sigue. La energía absorbida por una única partícula de polvo por unidad de tiempo en la longitud de onda  $\lambda$ ,  $L_{\lambda,g}^{\text{abs}}$  será:

---

<sup>2</sup>Una versión en línea de este programa puede encontrarse en: <http://www1.astrophysik.uni-kiel.de/dds/>.



$$L_{\lambda,g}^{\text{abs}} = L_{\lambda,s} Q_{\lambda}^{\text{abs}} \frac{\pi D^2}{4\pi a^2}, \quad (2.2)$$

donde  $D$  es el radio de la partícula,  $a$  es la distancia a la estrella y  $Q_{\lambda}^{\text{abs}}$  es un coeficiente que da cuenta de la capacidad de la partícula de absorber la radiación de longitud de onda  $\lambda$ . A este coeficiente se lo denomina “coeficiente de eficiencia de absorción”. Además de la longitud de onda, depende de la composición química y del tamaño de los granos de polvo.

Suponiendo que las partículas de polvo emiten como cuerpos negros, la energía por unidad de tiempo que es re-emitada por una única partícula de polvo  $L_{\lambda,g}^{\text{emi}}$  puede expresarse de la siguiente manera:

$$L_{\lambda,g}^{\text{emi}} = 4\pi D^2 Q_{\lambda}^{\text{abs}} \pi B_{\lambda}(T_g), \quad (2.3)$$

donde  $T_g$  es la temperatura de la partícula la cual depende de la distancia a la estrella.

La energía total que una partícula de polvo absorbe en todas las longitudes de onda, debe ser igual a la energía total que luego re-emite en todas las longitudes de onda (la energía debe conservarse pues los granos de polvo no tienen una fuente de energía interna propia), por lo tanto debe cumplirse que:

$$\int_0^{\infty} L_{\lambda,g}^{\text{emi}} d\lambda = \int_0^{\infty} L_{\lambda,g}^{\text{abs}} d\lambda. \quad (2.4)$$

Además de absorber y re-emitar la radiación estelar, los granos de polvo también son capaces de dispersarla. La energía dispersada por unidad de tiempo por un único grano de polvo ( $L_{\lambda,g}^{\text{sca}}$ ) será:

$$L_{\lambda,g}^{\text{sca}} = L_{\lambda,s} A Q_{\lambda}^{\text{sca}} \left(\frac{D}{2a}\right)^2, \quad (2.5)$$

donde  $A$  es el albedo de la partícula y  $Q_{\lambda}^{\text{sca}}$  es un coeficiente que mide la capacidad de la partícula de polvo para dispersar la radiación de la longitud de onda considerada llamado “coeficiente de eficiencia de dispersión”. Al igual que  $Q_{\lambda}^{\text{abs}}$ , depende del tamaño del polvo y de su composición química. Ambos coeficientes se encuentran tabulados para diferentes composiciones químicas y tamaños de partícula.

El código calcula las expresiones (2.1), (2.2), (2.3) y (2.5) para cada uno de los granos de polvo de los diferentes tamaños y composición química considerados en el intervalo de longitudes de onda de interés. La SED emergente es la suma de cada una de esas contribuciones en cada longitud de onda.

### **2.2.3. Procedimiento de modelado**

El modelo de Wolf & Hillenbrand (2003) cuenta con un conjunto de parámetros que se pueden clasificar en tres grupos: parámetros de la estrella, parámetros del disco y observables.

Los parámetros estelares son la luminosidad y temperatura efectiva. Estos se mantuvieron fijos para cada objeto a partir de los datos de la literatura. Para pasar de tipos espectrales a temperaturas efectivas se utilizó la calibración de Kenyon & Hartmann (1995).

El conjunto de parámetros observables son: la distancia, el intervalo de longitudes de onda a considerar en el modelo y los valores de mediciones de flujos que constituyen las SEDs observadas. El intervalo de longitudes de onda se fijó en  $\lambda = 0.1\text{-}150 \mu\text{m}$ , excepto cuando se incorporaron los datos submilimétricos (ver sección 2.4). Las distancias y las SEDs observadas de cada sistema se tomaron a partir de los datos publicados en la bibliografía.

El conjunto de parámetros del disco son: radios interno ( $a_{\text{in}}$ ) y externo ( $a_{\text{ex}}$ ), masa de polvo contenida en el mismo ( $M_{\text{polvo}}$ ), distribución radial de las partículas de polvo en el disco ( $\rho(a)$ ), distribución de tamaños de las partículas

( $N(D)$ ), composición química y tamaños mínimo ( $D_{\min}$ ) y máximo ( $D_{\max}$ ) de los granos de polvo. Los parámetros que se ajustaron fueron:  $a_{\text{in}}$ ,  $a_{\text{ex}}$ ,  $M_{\text{polvo}}$ ,  $D_{\min}$  y  $D_{\max}$ . La distribución radial del material ( $\rho(a)$ ), la distribución de tamaños de los granos de polvo ( $N(D)$ ) y la composición química fueron mantenidos fijos de acuerdo a los criterios que se describen a continuación.

En el código de Wolf & Hillenbrand (2003), la distribución radial del polvo ( $\rho(a)$ ) viene descrita por una ley de potencias de la forma:

$$\rho(a) = a^{-q}, \quad (2.6)$$

donde  $q$  es un índice que, en principio, se puede variar. La distribución radial del material es un parámetro muy difícil de determinar, no obstante es uno de los más importantes para el modelado. La dificultad yace en que puede ser afectado por diversos mecanismos como así también por la historia evolutiva del disco y sus circunstancias particulares, sin embargo, algunos de estos mecanismos no son entendidos completamente aún como para describir cuál es su influencia en el material de los discos.

Los mecanismos que se estiman más importantes en los discos *debris*, y que actúan sobre el polvo para determinar su distribución radial, ya fueron tratados en la sección 1.7 del Capítulo 1 (el efecto Pointing-Robertson, las colisiones y la presión de radiación). También existen otros efectos que podrían ser importantes pero que no serían necesariamente comunes a todos los sistemas, como por ejemplo, la presencia de uno o más cuerpos masivos en el disco, una estrella compañera cercana o, gas dentro del disco. Todos estos mecanismos pueden cambiar severamente la manera en que el polvo se distribuye. Un cuerpo inmerso en el disco que esté orbitando la estrella entre otras cosas, es capaz de limpiar de material la zona inmediata a él a medida que recorre su órbita. Las imágenes presentadas en la sección 1.5 del Capítulo 1 (ver Figura 1.10), muestran la variedad y lo complejas que pueden resultar las distribuciones radiales del material para sistemas particulares: presencia de anillos, alabeos, grumos, estructuras espirales, etc.

Algunas imágenes también muestran que la distribución radial no quedaría descrita por una única relación de la forma de la ecuación (2.6) sino que el índice podría depender de la distancia a la estrella (HD 32297, Schneider et al. 2005; Fomalhaut, Kalas et al. 2005). En los casos donde se ha logrado ajustar una distribución de ese tipo se encuentra que el índice  $q$  varía de  $q = 1$  a  $q = 3$  (HD 32297, Maness et al. 2008; Schneider et al. 2006), aunque hay casos fuera de ese rango (HD 141569, Augereau et al. 1999; HD 139664, Kalas et al. 2006). Sin embargo, sin la información adicional para cada sistema, por ejemplo, imágenes, no es posible identificar tales estructuras para cada caso particular.

En las estrellas de tipo T-Tauri (progenitoras de las estrellas de baja masa y de las que se están estudiando en este trabajo) se ha observado que el índice  $q$  yace en el rango 1.9-2.4 (Kenyon & Hartmann 1987; Chiang & Goldreich 1999; D' Alessio et al. 1999). A diferencia de los discos proto-planetarios, los discos *debris*, tienen una masa de gas dos órdenes menor sin embargo, se espera que  $q$  caiga dentro del mismo rango de valores (Wolf & Hillenbrand 2003). En el caso del Sistema Solar, se ha mostrado que la distribución radial del polvo puede describirse mediante una función como la de la ecuación (2.6) con  $q = 1.0$ -2.4 dependiendo de la distancia al Sol (Gor'kavyi et al. 1997; Kelsall et al. 1998).

En este trabajo se adoptó una distribución radial del material como la de la ecuación (2.6), manteniendo fijo el valor de  $q = 1.5$  para todos los modelos en un intento de seleccionar un valor lo más representativo posible para la mayoría de los sistemas.

La distribución de tamaños de las partículas de polvo ( $N(D)$ ) adoptada en este modelado es la resultante de una cascada colisional infinita:

$$N(D) = D^{-3.5}, \quad (2.7)$$

en donde  $N(D)$  representa la cantidad de partículas de polvo de tamaño  $D$  en el disco dentro del rango definido por  $D_{\min}$ - $D_{\max}$ . Ésta es una aproximación razonable, como se explicara en la sección 1.7 del Capítulo 1, dado que las partículas de polvo en los discos *debris* se originan mediante colisiones de cuerpos similares a los que constituyen, por ejemplo, el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar.

El tercer parámetro del disco que se mantuvo fijo en los modelos fue la composición química de los granos de polvo. Se asumió que se encuentran compuestos únicamente por silicatos astronómicos (Draine & Lee 1984a; Weingartner & Draine 2001). Si bien las observaciones de algunos sistemas muestran que el material de los discos *debris* no estaría compuesto exclusivamente de silicatos astronómicos (por ejemplo, HD 69830 Beichman et al. 2005a;  $\beta$  Pictoris, Chen et al. 2007; o incluso en el Sistema Solar Greenberg 1998; Reach et al. 2003) y que la composición no es exactamente la misma en todos los sistemas, es probable que el constituyente principal del polvo de la mayoría de los discos *debris* sean los silicatos astronómicos (Pollack et al. 1994). De hecho, este tipo de silicatos son los utilizados para reproducir los perfiles observados de los espectros en el infrarrojo medio, como se discute en el Capítulo 6.

Los parámetros de los discos resultantes del modelado de las SEDs, se listan en las Tablas 2.3 y 2.4 para los sistemas binarios y estrellas individuales, respectivamente. En las tablas también se listan los valores del parámetro  $\chi^2$  definido de la siguiente manera:

$$\chi^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \left( \frac{F_{\text{obs}}(\lambda_i) - F_{\text{mod}}(\lambda_i)}{\sigma(F_{\text{obs}}(\lambda_i))} \right)^2, \quad (2.8)$$

donde  $N$  es la cantidad de mediciones de flujo que componen la SED observada,  $F_{\text{obs}}(\lambda_i)$  y  $F_{\text{mod}}(\lambda_i)$  son, respectivamente, los flujos observados y los calculados por el modelo en  $\lambda_i$  que corresponde a la longitud de onda donde fue medido el flujo  $F_{\text{obs}}(\lambda_i)$ , y  $\sigma(F_{\text{mod}}(\lambda_i))$  representa el error asociado a la medición de  $F_{\text{obs}}(\lambda_i)$ . Este parámetro se calculó mediante una rutina escri-

ta en FORTRAN (*FORmula TRANslation*) como una medida de cuán bien se asemejaban los flujos calculados por el modelo ( $F_{\text{mod}}(\lambda_i)$ ) con los observados ( $F_{\text{obs}}(\lambda_i)$ ) dentro del error ( $\sigma(F_{\text{obs}}(\lambda_i))$ ). En las Figuras 2.3 y 2.4 se presentan la totalidad de las SEDs modeladas para las estrellas binarias e individuales, respectivamente.

### **2.3. Comparación de parámetros de discos *debris* en estrellas binarias e individuales**

Para la comparación de los parámetros de discos en estrellas binarias e individuales se construyeron los histogramas de cada parámetro para cada conjunto y se calcularon las medianas de cada distribución. Para determinar cuán similares o distintas resultaban, se aplicó el test estadístico Kolmogorov - Smirnov (test K-S, Press et al. 1992). A continuación se presentan los resultados de la comparación de cada uno de los parámetros modelados de los discos *debris* de binarias y estrellas individuales.

#### **2.3.1. Radios interno y externo**

En el panel izquierdo de la Figura 2.5 se presentan las distribuciones de radios interno. El histograma sombreado corresponde a los discos en la muestra de binarias y el histograma liso a los discos de la muestra de estrellas individuales. El test K-S da una probabilidad de 0.07 de que las distribuciones de radios interno representen a una misma población de objetos o, dicho de otra manera, ambas distribuciones son diferentes con un grado de confianza del 93%. La mediana de la distribución de los discos de binarias es de 8 UA mientras que la correspondiente a la distribución de los discos en estrellas individuales es 11 UA. En general, los discos en binarias tienden a mostrar radios internos menores que los discos en estrellas individuales. Dicho de otra manera, las binarias muestran la presencia de material más cercano a la estrella.

**Tabla 2.3:** *Parámetros del modelado para los discos de la muestra de binarias. La última columna de la derecha lista la clasificación de los discos en circunestelares (alrededor de la componente primaria) o circumbinario (alrededor de ambas componentes)*

HD (#)	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$a_{\text{med}}$ (UA)	$A_{\text{bin}}/a_{\text{med}}$	$A_{\text{bin}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$	Clasificación
166	5	110	57	38	2172	0.01	4	50	4.4	Circunestelar
6963	11	240	125	33	4135	0.32	10	130	20.2	Circunestelar
13161	30	400	215	0.002	0.4	0.19	8	80	1.9	Circumbinario
16628	15	400	207	9.9	2047	0.04	4	40	16.2	Circunestelar
17094	5	80	42	0.06	2.6	0.002	5	100	4.6	Circumbinario
20320	10	200	105	0.002	0.2	0.023	5	50	7.3	Circumbinario
20631	5	130	67	3.9	264	0.003	3	40	4.5	Circunestelar
20807	1	200	100	48.5	4876	0.002	1	40	0.7	Circunestelar
41700	8	190	99	1.3	128	0.004	2	12	39.4	Circunestelar
46273	5	60	32	0.5	25.9	0.002	5	100	13.8	?
48682	9	150	79	7	598	0.03	4	30	4.7	Circunestelar
51199	0.01 <sup>a</sup>	100	50	7	339	0.0005	5	50	1.8	Circunestelar
92855	9	150	79	128	10242	0.006	3	15	79.4	Circunestelar
95698	18	150	84	0.06	5.3	0.108	10	50	13.0	Circumbinario
99211	5	130	67	2	136	0.001	4	40	5.5	Circunestelar

<sup>a</sup>Para este sistema  $a_{\text{in}}$  corresponde a la distancia de sublimación del polvo.

**Tabla 2.3:** Continuación. Parámetros del modelado para los discos de la muestra de binarias. La última columna de la derecha lista la clasificación de los discos en circunestelares (alrededor de la componente primaria) o circumbinario (alrededor de ambas componentes)

HD (#)	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$a_{\text{med}}$ (UA)	$A_{\text{bin}}/a_{\text{med}}$	$A_{\text{bin}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$	Clasificación
105211	15	120	67	13	866	0.026	6	30	1.9	Circunestelar
115617	4	100	52	0.1	4.3	0.005	5	50	5.3	Circumbinario
119124	6	130	68	6.5	444	0.016	5	40	6.2	Circunestelar
127726	10	350	180	0.08	14.3	0.013	5	40	7.7	Circumbinario
139813	8	140	74	9	687.9	0.003	4	6	97.7	Circunestelar
142908	20	110	65	60.1	3910	0.005	2	50	8.8	Circunestelar
150682	8	150	79	0.0005	0.04	0.007	3	50	16.8	Circumbinario
161897	9	170	89	29	2601	0.011	4	6	95965.7	Circunestelar
206860	2	250	136	7.6	1033	0.004	1	40	9.2	Circunestelar
207129	10	150	80	11	860	0.184	10	140	15.1	Circunestelar
217792	5	100	52	0.01	0.6	0.002	1	100	10.5	Circumbinario



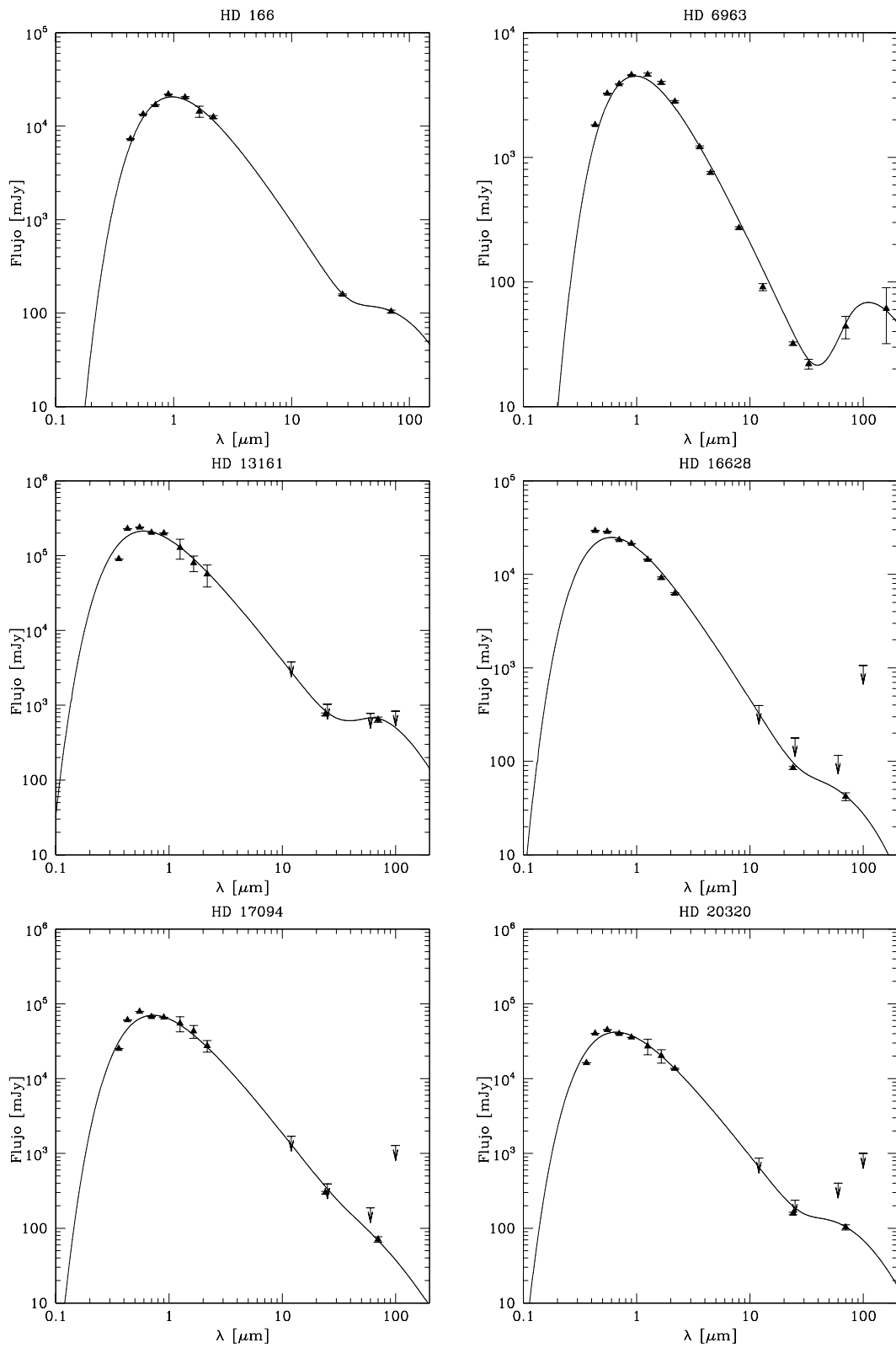
§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*

---

**Tabla 2.4:** *Parámetros del modelado de las SEDs para los discos en estrellas individuales*

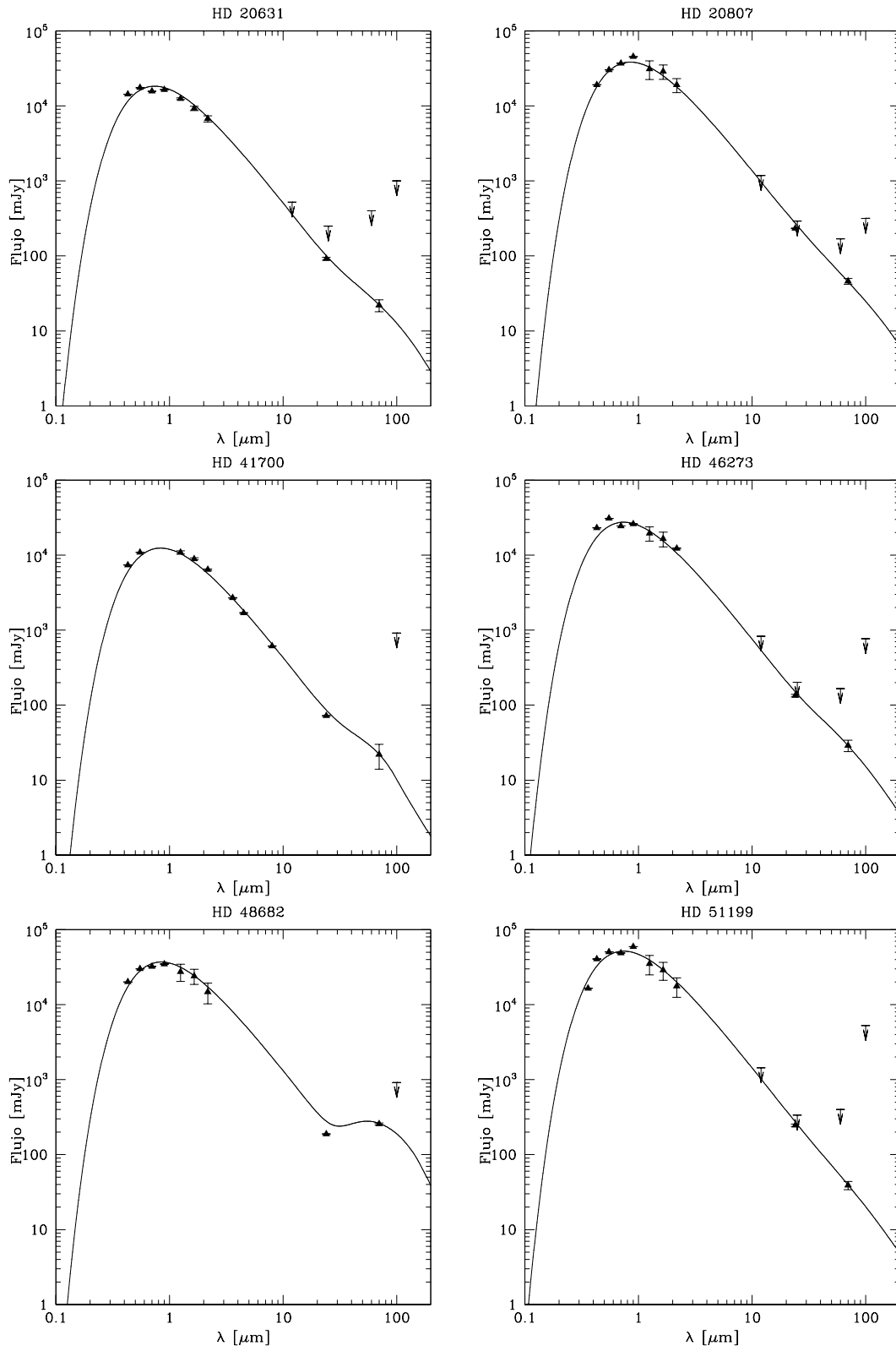
HD (#)	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$
105	40	120	1.083	11	50	10.5
377	18	150	0.352	7	100	16.8
2262	15	190	0.003	6	30	8.3
3126	20	100	0.070	5	50	14.5
3296	10	100	0.009	5	50	12.4
8907	40	250	0.677	6	40	11.7
10008	4	150	0.009	4	25	46.5
17925	4	250	0.162	4	50	1.1
22179	30	100	0.189	5	50	11.8
25457	14	150	0.103	5	80	5.8
25998	6	110	0.004	4	30	5.6
30945	10	100	0.009	5	50	2.2
31392	45	120	0.189	6	50	14.1
33636	5	110	0.012	5	50	18.5
35850	40	250	0.514	8	50	7.4
37484	7	110	0.089	5	50	5.4
38207	23	130	0.947	8	50	4.3
38858	6	140	0.022	5	25	37.8
57703	15	120	0.021	5	50	17.8
61005	7.5	200	2.301	8	60	11.2
72905	1	250	0.003	4	15	143.5
75616	8	100	0.016	6	50	19.1
76151	8	150	0.002	2	7	11.3
85301	4	170	0.025	6	20	14.8
104860	30	200	1.353	8	80	8.8
105912	8	150	0.029	5	60	4.0
107146	13	160	1.516	10	90	22.9
109085	3	100	0.005	3	30	0.1
110897	3	160	0.006	4	18	15.1
112429	5	150	0.005	5	25	10.4
118972	4	220	0.007	3	15	7.4
122652	38	150	0.127	5	28	7.2
128167	40	150	0.017	10	70	35.6

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



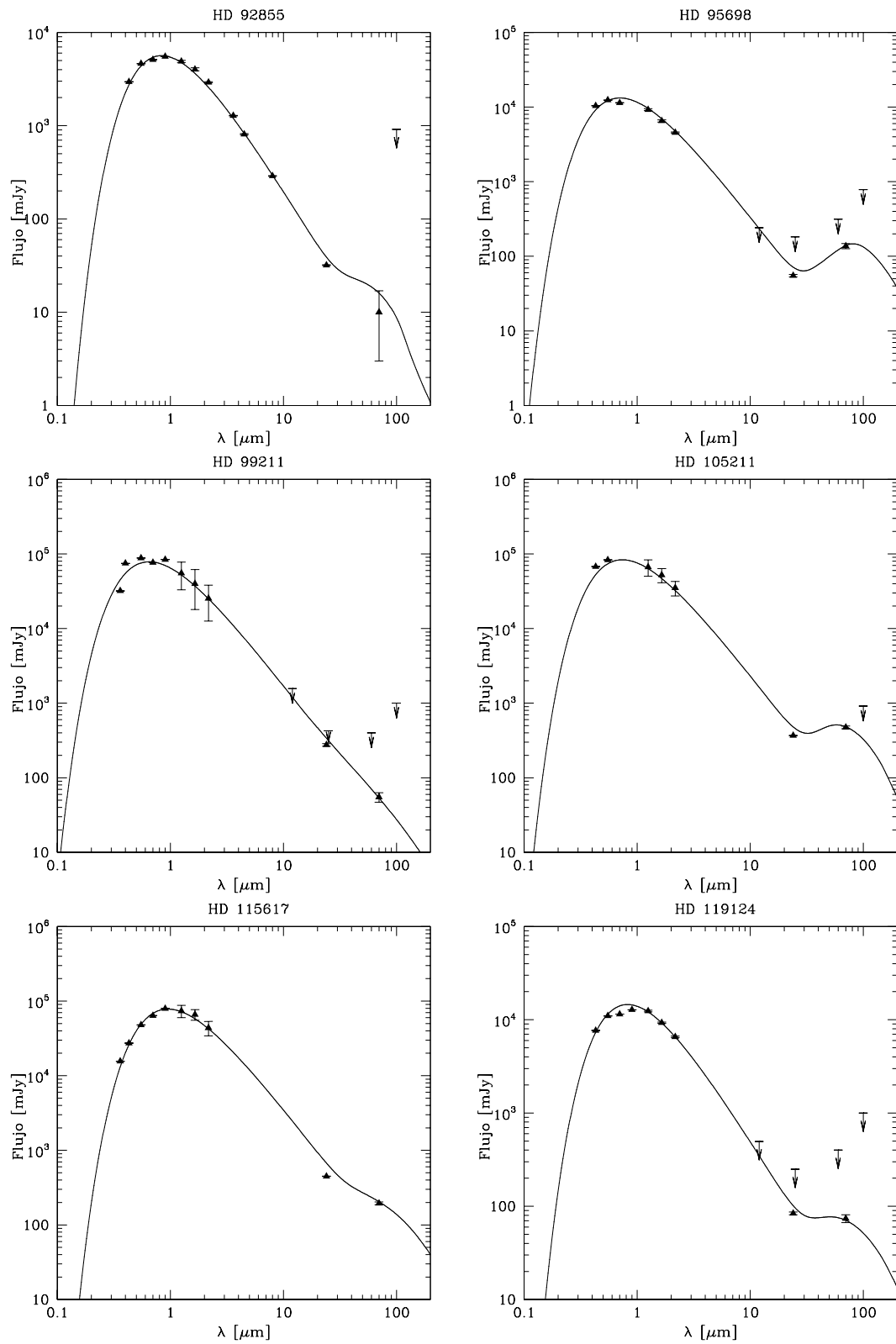
**Fig. 2.3:** SEDs modeladas para la muestra de sistemas binarios. Los triángulos representan las mediciones de flujo con sus respectivas barras de error. Las flechas corresponden a límites superiores medidos con IRAS. La línea continua representa la SED modelada.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



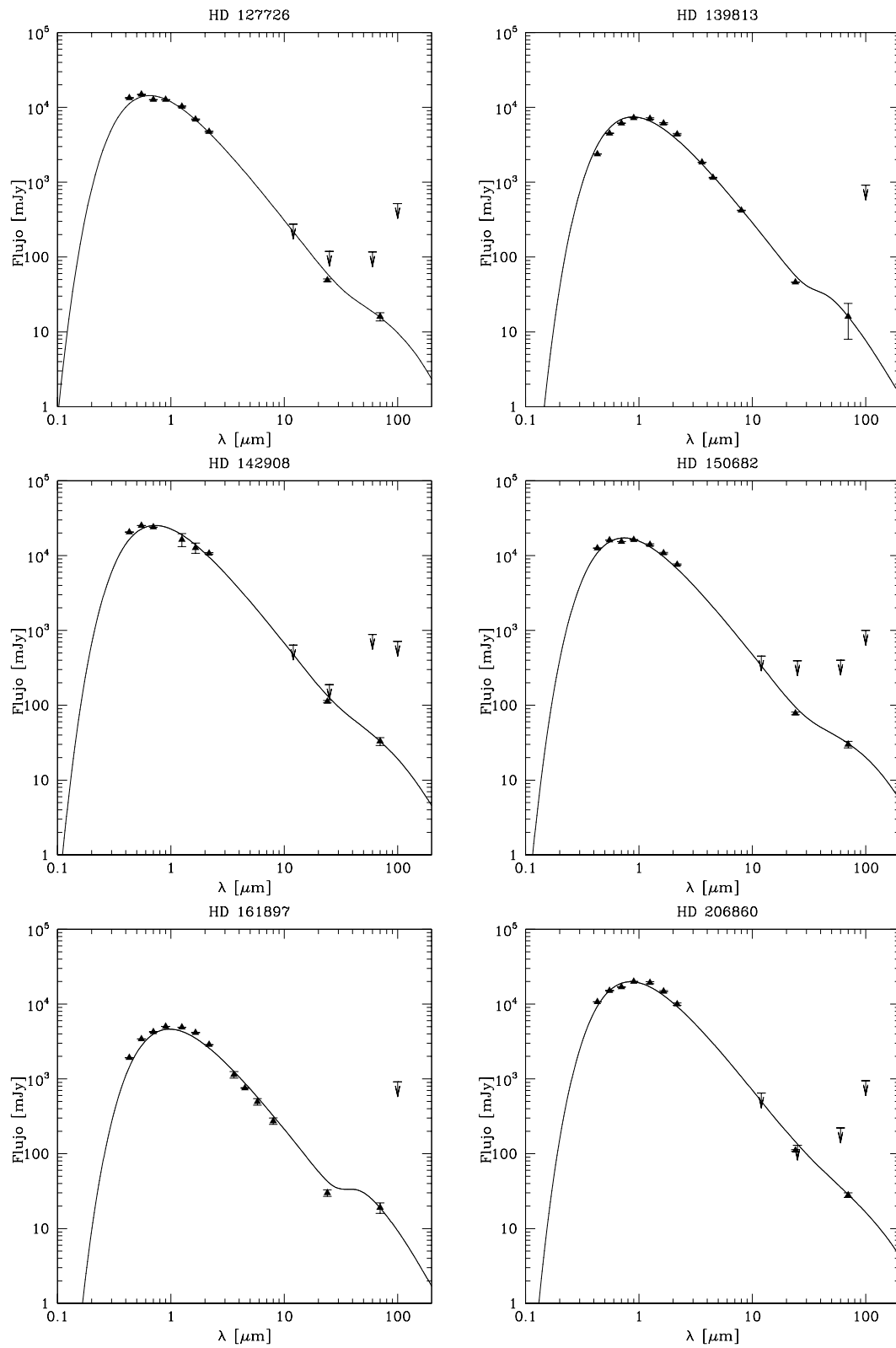
**Fig. 2.3:** Continuación. SEDs modeladas para la muestra de sistemas binarios.

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.3:** Continuación. SEDs modeladas para la muestra de sistemas binarios.

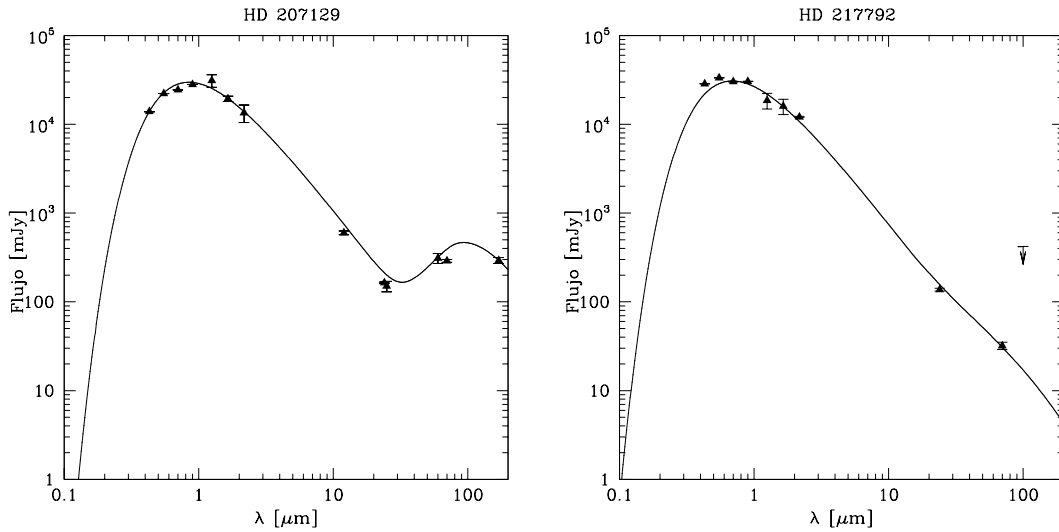
## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.3:** Continación. SEDs modeladas para la muestra de sistemas binarios.

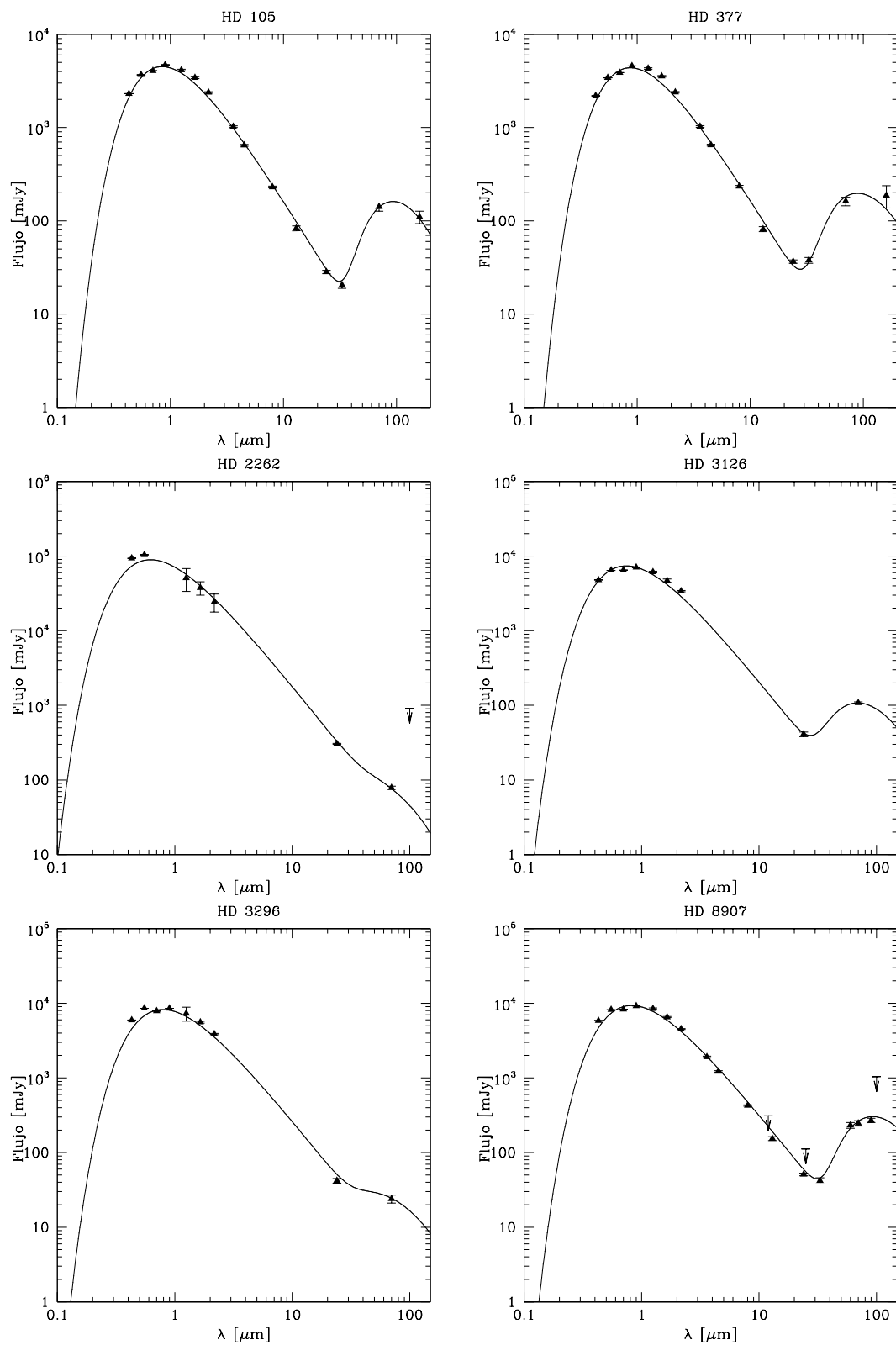
**Tabla 2.4:** Continuación. Parámetros del modelado de las SEDs para los discos en estrellas individuales

HD (#)	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$
139664	13	150	0.046	5	30	3.2
145229	18	200	0.116	6	35	8.8
172167	15	150	0.054	11	105	5.6
187897	30	120	0.084	6	50	19.1
191089	4	210	0.812	6	50	8.7
197481	30	100	1.083	11	100	41.8
199260	4	125	0.003	3	24	6.4
201219	15	290	1.164	14	230	10.2
202917	6	100	0.046	5	50	8.9
209253	10	160	0.043	6	45	6.2
212695	15	110	0.027	5	50	18.5
219482	5	140	0.007	4	28	4.1
219498	13	180	0.162	10	30	22.2



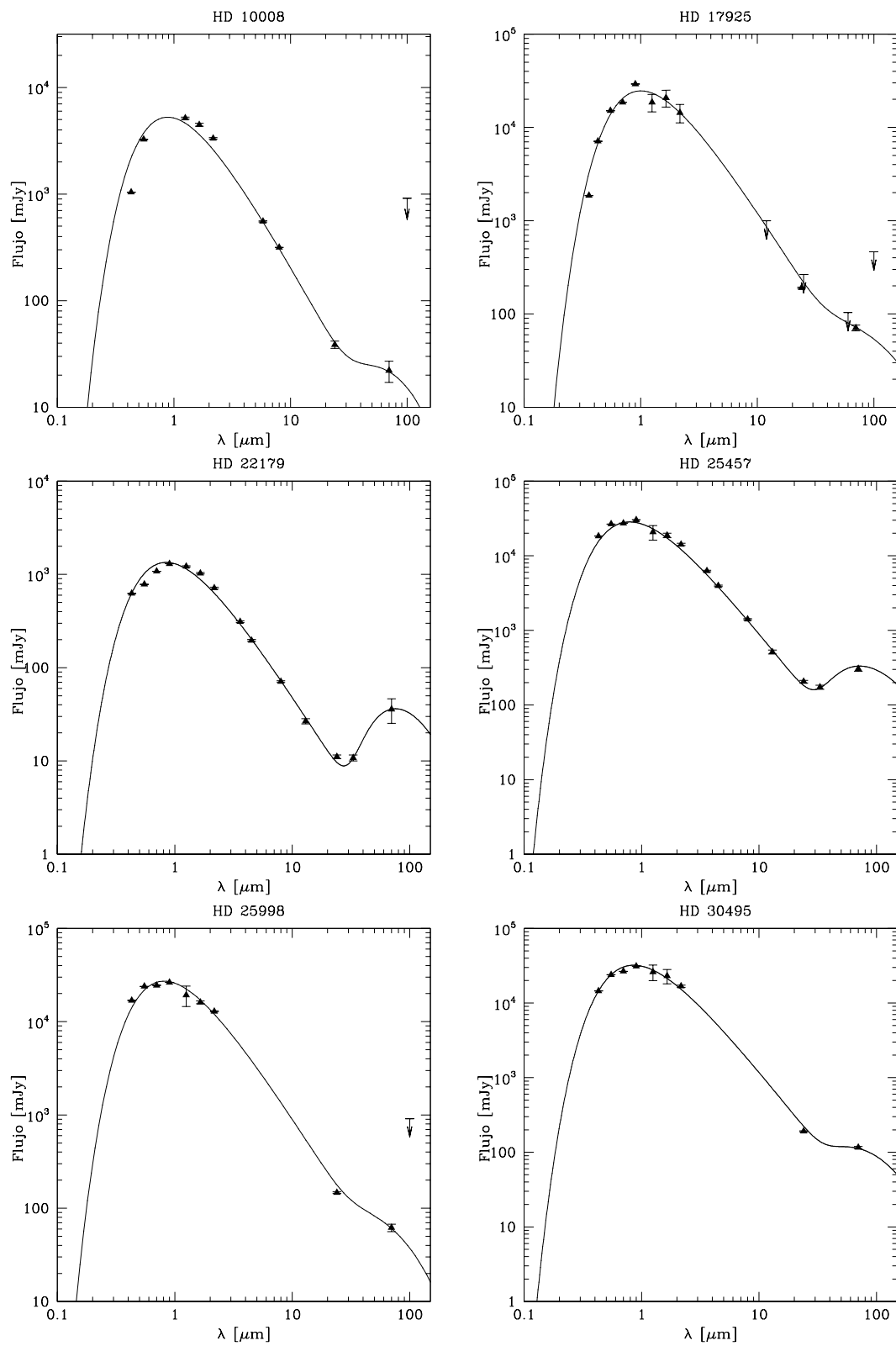
**Fig. 2.3:** Continuación. SEDs modeladas para la muestra de sistemas binarios.

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.4:** SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales. Los triángulos representan las mediciones de flujos para las diferentes longitudes de onda. Las flechas indican límites superiores de flujos. La línea continua representa la SED modelada.

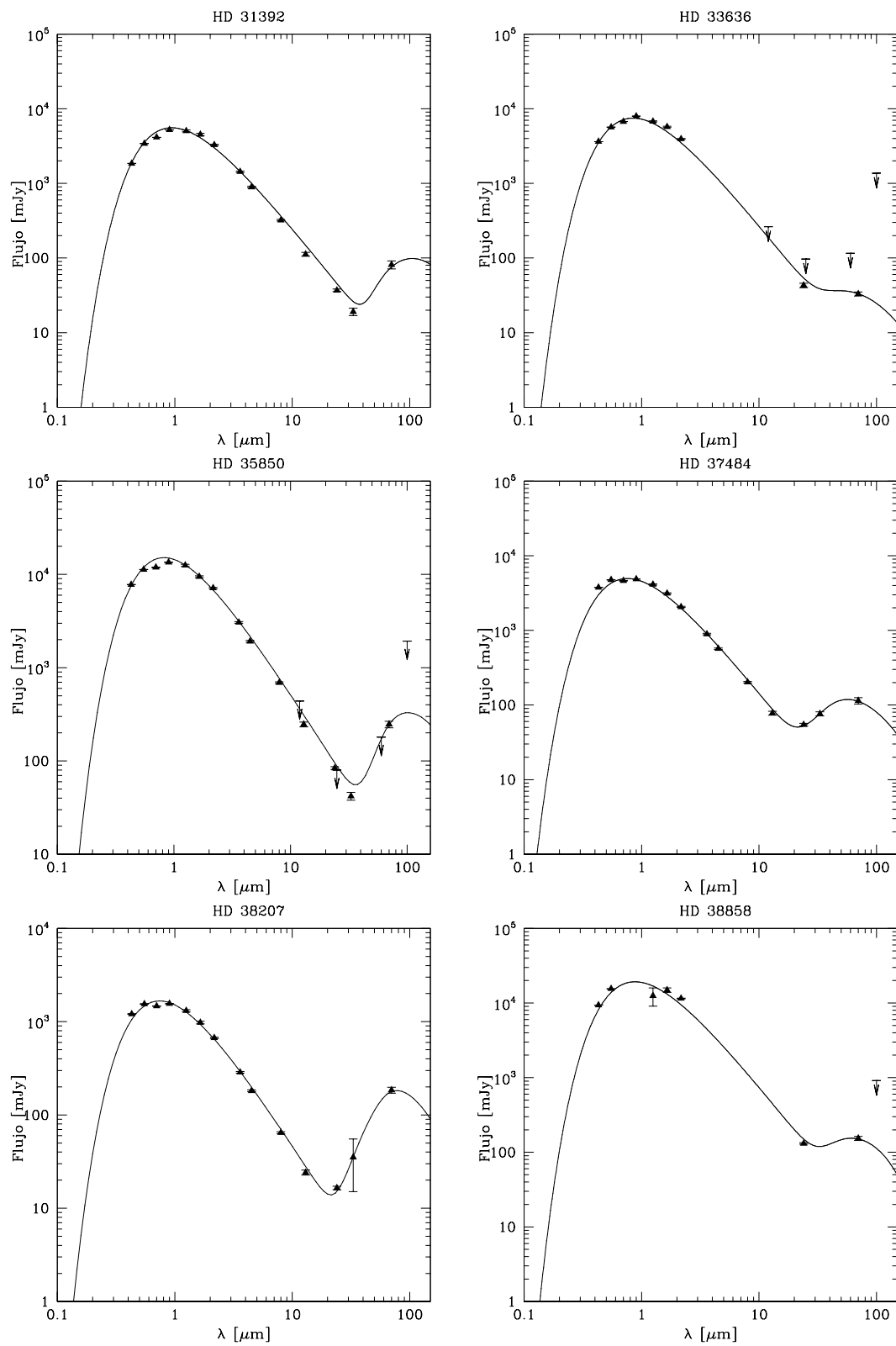
## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.4:** Continúación. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

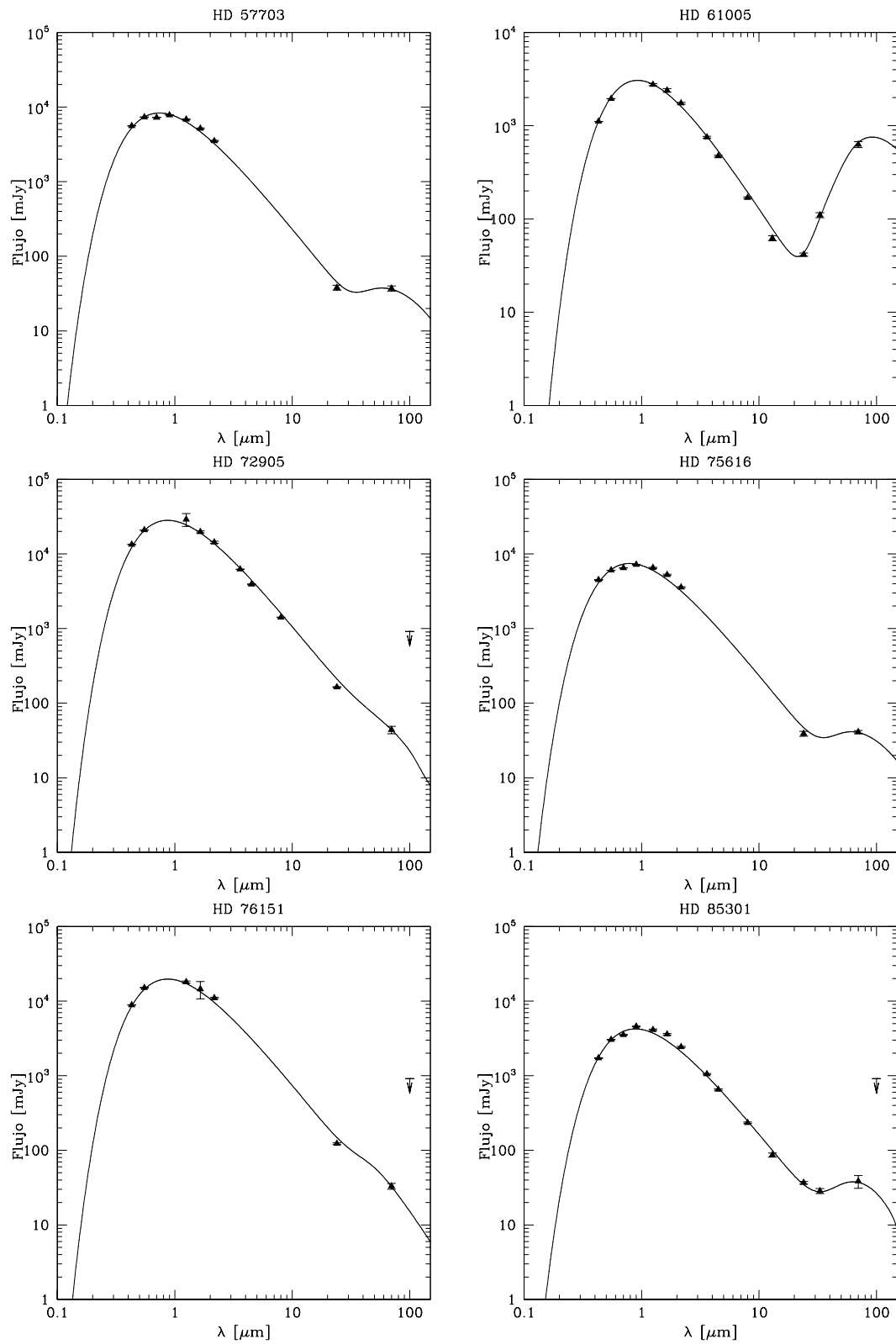


## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



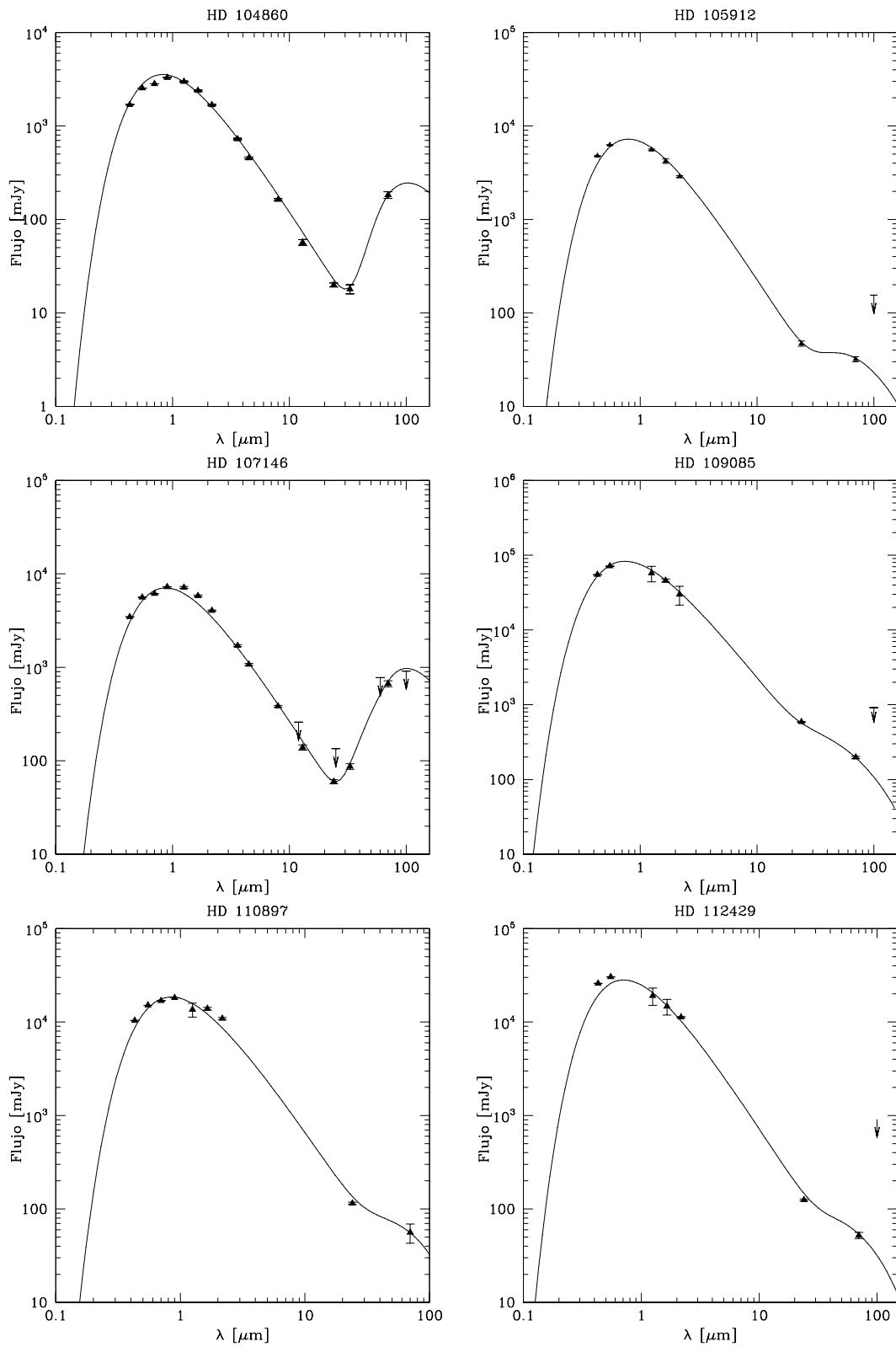
**Fig. 2.4:** Continúa. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



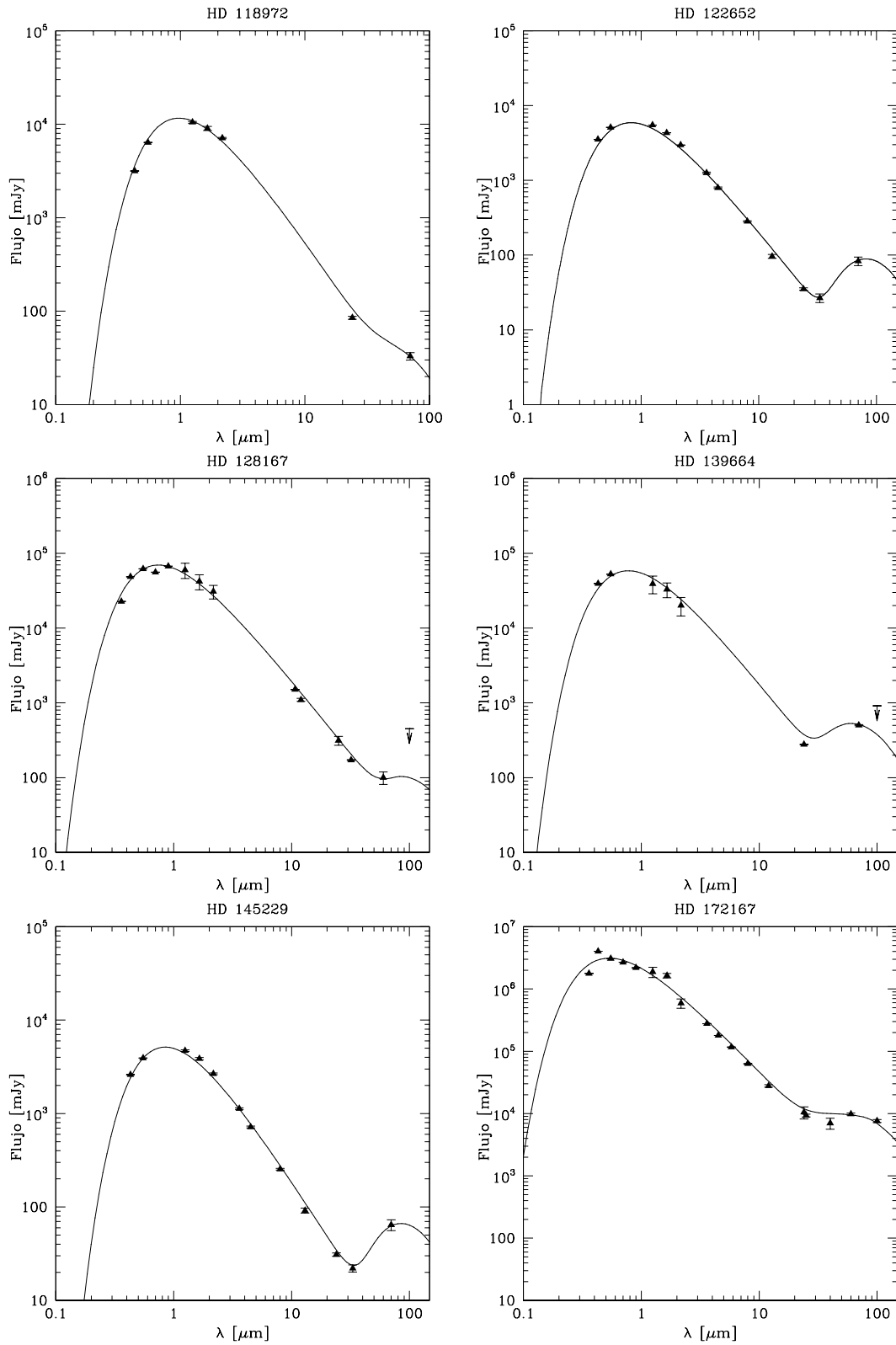
**Fig. 2.4:** Continación. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



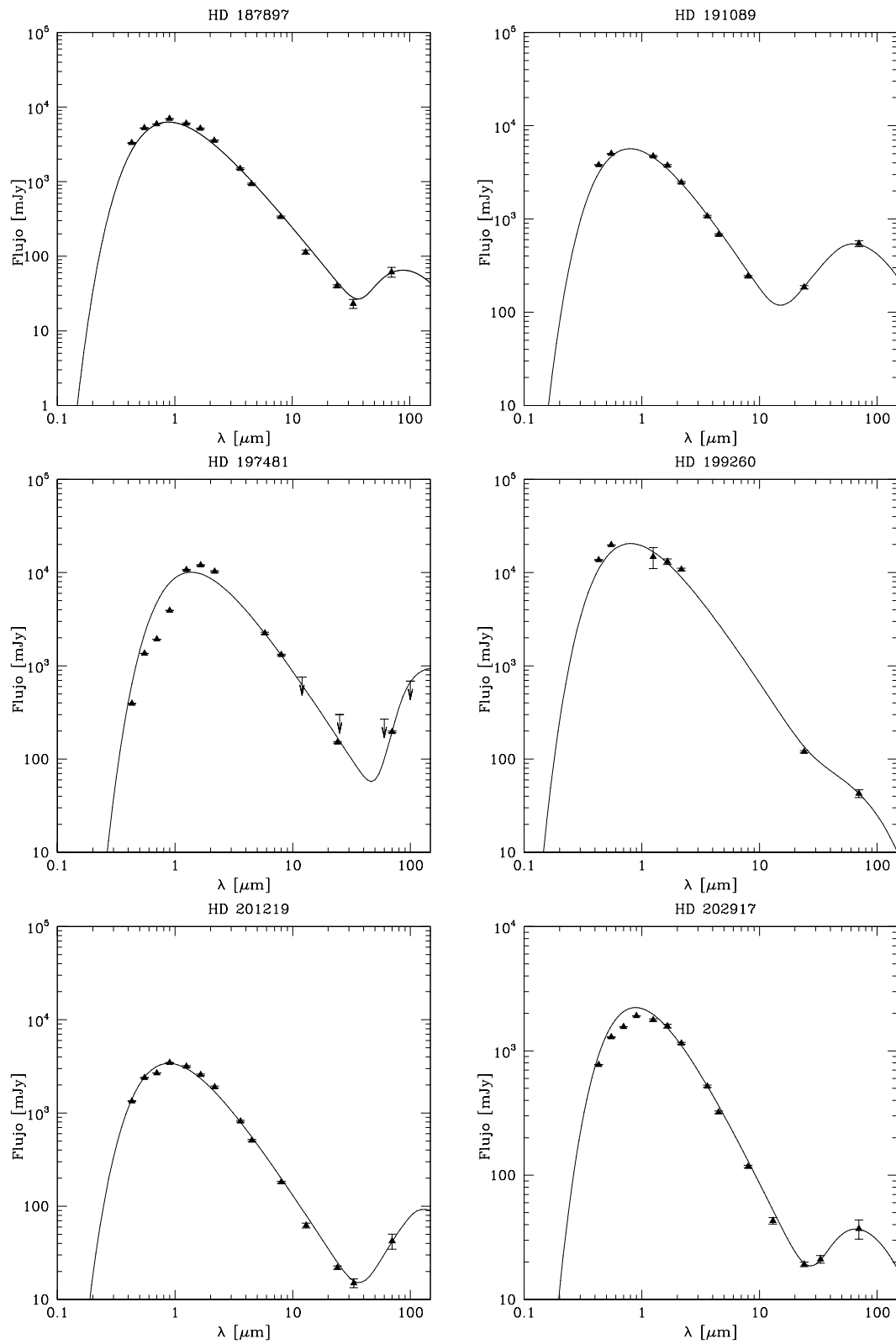
**Fig. 2.4:** Continación. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



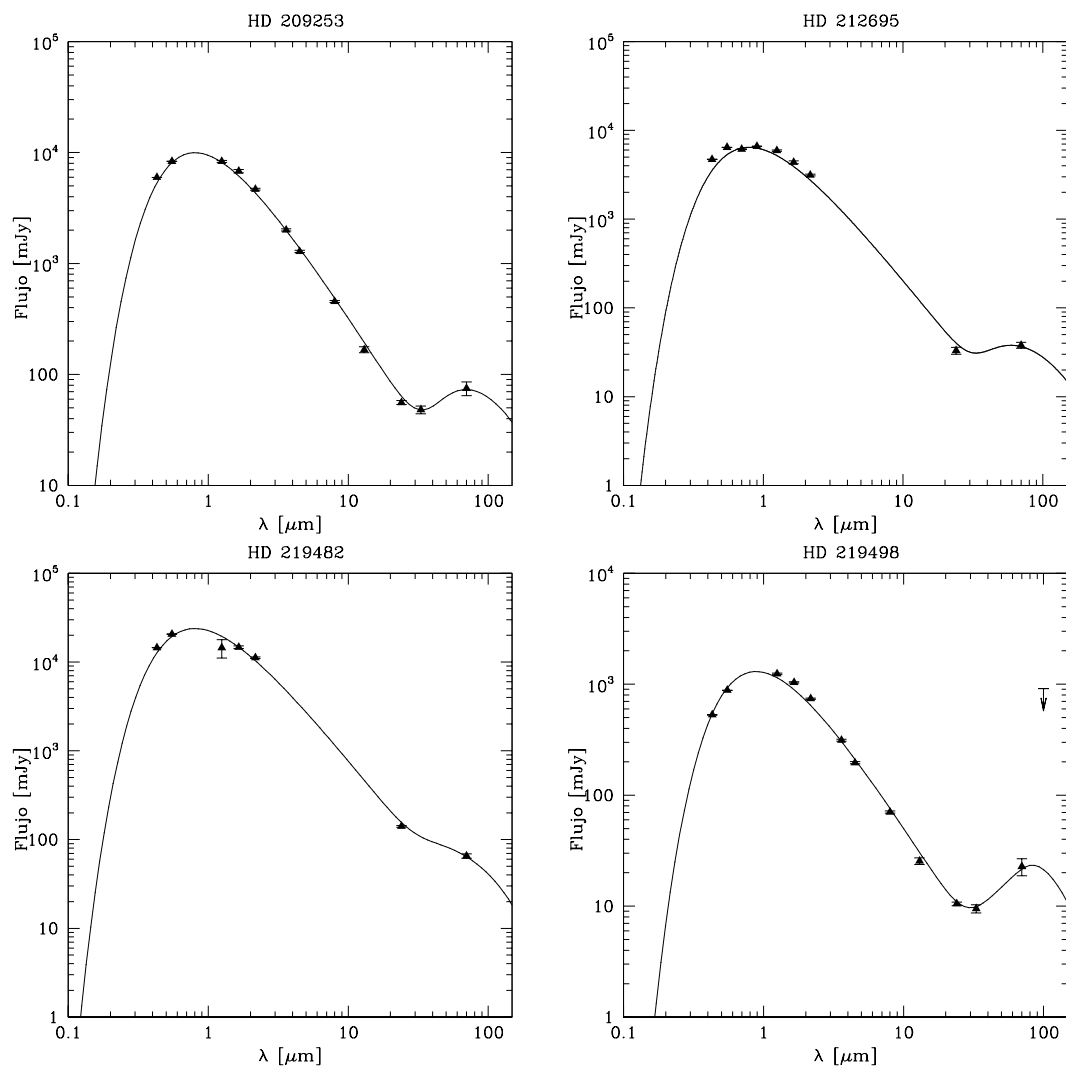
**Fig. 2.4:** Continúación. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.4:** Continuation. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



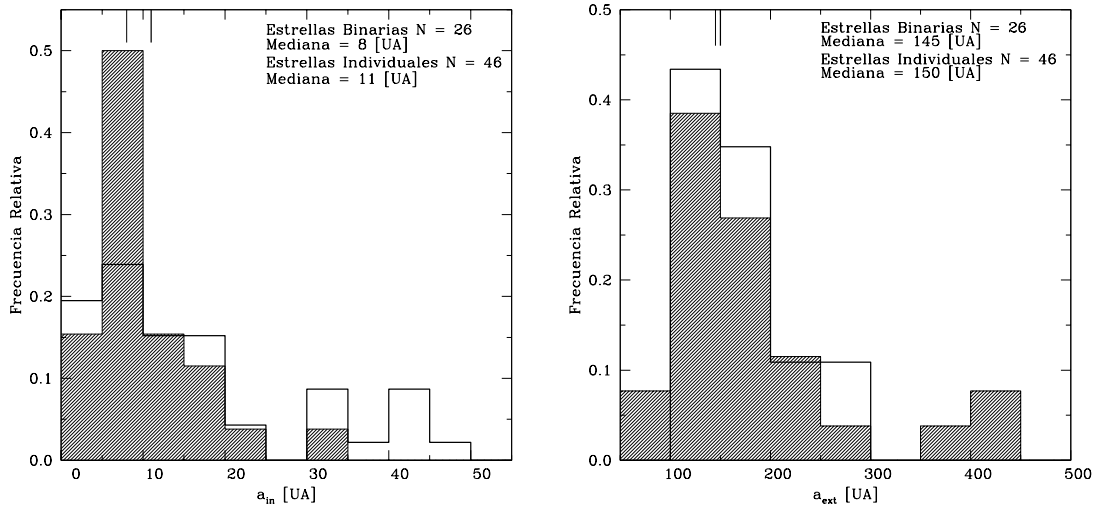
**Fig. 2.4:** Continación. SEDs modeladas para la muestra de estrellas individuales.

La mayor parte de los estudios realizados sobre discos *debris* proviene del modelado de las SEDs de estrellas individuales con excesos de emisión en el infrarrojo medio. Dichos trabajos muestran (de manera sistemática) que la mayoría de los discos *debris* tienen la región a  $< 10$  UA relativamente libre de material (Sheret et al. 2004; Kim et al. 2005; Hillenbrand et al. 2008; Roccatagliata et al. 2009). Esto podría evidenciar que lo usual en las estrellas individuales con edades dentro del rango considerado en este trabajo ( $10^8$ - $10^9$  años) es tener limpia la región dentro de las 10 UA.

La presencia de un cuerpo masivo embebido en el disco es capaz de crear *gaps* o “zonas de vaciamiento” (Bryden et al. 1999; Takeuchi et al. 1996; Ozernoy et al. 2000; Kenyon & Bromley 2004a; Moro-Martín et al. 2005). Estos resultados sumado a las edades típicas de las estrellas con disco *debris*, han llevado a proponer que el responsable de mantener limpia la región dentro de las 10 UA sea un cuerpo masivo como un planeta (por ejemplo, el caso de Fomalhaut, Kalas et al. 2005). Si bien aún no es clara la relación entre discos *debris* y planetas (Moro-Martín et al. 2007), las observaciones de los últimos años han incrementado el número de estrellas con evidencias de discos *debris* y de planetas a más de 20 (Bryden et al. 2009; Kóspál et al. 2009; Dodson-Robinson et al. 2011).

El hallazgo de planetas extrasolares en sistemas binarios, ha llevado a que en el último tiempo numerosos trabajos traten (mediante simulaciones numéricas) el tema del proceso de formación planetaria, y la evolución de los planetesimales embebidos en discos alrededor de la componente primaria. Si bien los resultados actuales en esa área no son definitivos, algunos indicios preliminares permiten delinear lo que sucedería con el material de los discos, particularmente con los planetesimales, cuando se encuentran bajo las perturbaciones de un objeto masivo como una estrella cercana. Los resultados sugieren que la presencia de la estrella compañera podría producir una migración acelerada de los planetesimales desde la parte externa de los discos hacia la parte interna.

Kley (2000) muestra que un planeta de la masa de Júpiter embebido en un disco circunestelar alrededor de la componente primaria de un sistema con  $e_{\text{bin}} = 0.5$  y  $A_{\text{bin}} = 50\text{-}100$  UA tiene una migración más rápida cuando se considera la presencia de la estrella secundaria. Esta tendencia es confirmada por Kley & Nelson (2008) para la evolución de un planeta con una masa de  $30 M_{\oplus}$  en un disco alrededor de la componente primaria de un sistema con  $e_{\text{bin}} = 0.4$  y  $A_{\text{bin}} = 18$  UA. Xie et al. (2011) argumentan que en sistemas con separaciones 30-40 UA el plano de la órbita del planeta y de la binaria podrían no ser coplanares y formar ángulos  $\geq 30^\circ$ . Estos autores obtienen que los planetesimales migran o “saltan” rápidamente a la zona más interna del disco alrededor de la primaria. Marzari et al. (2008) encuentran que planetesimales con tamaños de  $\sim 100$  m tienen una migración rápida hacia el borde interno de un disco circumbinario con  $e_{\text{bin}} = 0.2\text{-}0.6$  y  $A_{\text{bin}} = 0.2$  UA, aunque las condiciones en este tipo de discos pueden ser diferentes a los discos alrededor de la componente primaria.



**Fig. 2.5:** Distribuciones de radios interno (izquierda) y externo (derecha) resultantes del modelado. Los histograma sombreados corresponden a las distribuciones de los discos en binarias, y los histogramas vacíos a los discos en estrellas individuales. Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.

Si efectivamente el proceso de migración de planetesimales embebidos en un disco alrededor de la componente primaria está favorecido en las bina-



rias, esto podría explicar por qué muestran la presencia de polvo a distancias  $< 10$  UA de la estrella más frecuentemente que las estrellas individuales: una migración más rápida puede producir una densidad mayor hacia el borde interno del disco (Marzari et al. 2008). Estos resultados también concuerdan con la tendencia de que planetas masivos cercanos a su estrella huésped sean encontrados con mayor frecuencia en binarias que en estrellas individuales (Desidera & Barbieri 2007).

Las distribuciones de radio externo se muestran a la derecha de la Figura 2.5. El test K-S da un probabilidad de 0.93 de que ambas distribuciones representen a una única población de objetos. Las medianas de las distribuciones son de 145 UA para las binarias y 150 UA para las estrellas individuales. Si bien la diferencia no resulta significativa, las binarias tienen radios externos para sus discos ligeramente menores que los discos de estrellas individuales.

Hemos clasificado los discos de las binarias de la muestra en circunestelares (alrededor de la componente primaria) y circumbinarios (alrededor de ambas componentes) comparando un radio medio del disco ( $a_{\text{med}}$ ) con la separación proyectada entre las componentes ( $A_{\text{bin}}/a_{\text{med}}$ , ver Tabla 2.3). De esta manera se clasificaron 17 discos que posiblemente sean circunestelares y 8 posiblemente circumbinarios. Un disco no pudo ser clasificado (HD 46273) debido a que su extensión resultaba comparable a la separación entre las componentes del sistema. La mayoría de los discos en nuestra muestra de binarias están posiblemente alrededor de la componente primaria del sistema.

La presencia de la componente secundaria puede producir dos efectos principales sobre el disco de la de componente primaria: incrementar las velocidades relativas de las partículas de polvo y limitar su extensión. Estudios realizados mediante simulaciones numéricas han encontrado que el radio externo de un disco alrededor de la componente primaria se extiende hasta  $0.4-0.5A_{\text{bin}}$  (Artymowicz & Lubow 1994), dependiendo de la excentricidad y el cociente de masas del sistema. Holman & Wiegert (1999) encuentran un

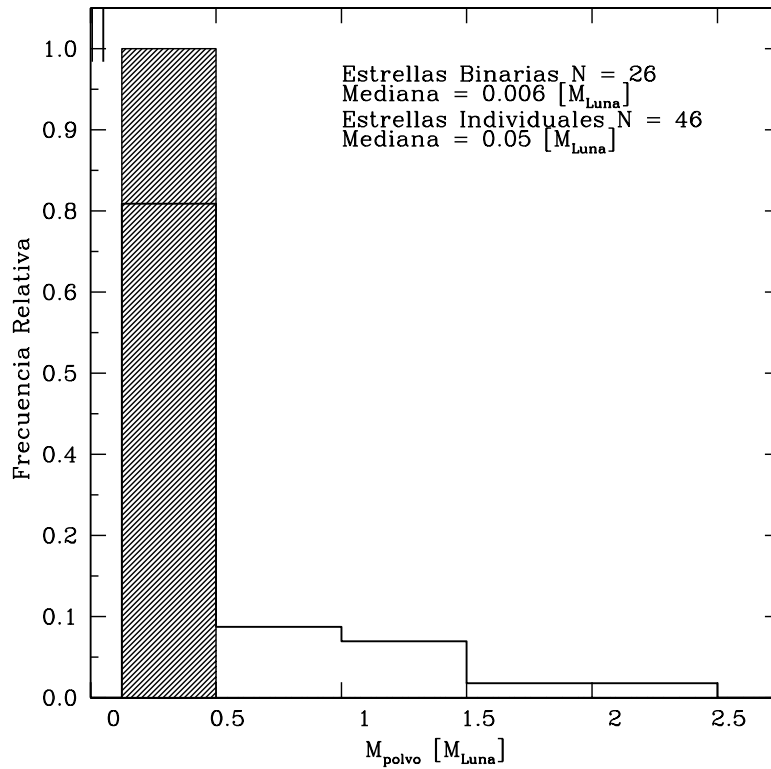
rango más limitado  $0.1-0.2A_{\text{bin}}$ . Mas allá de las diferencias entre los valores exactos a los cuales se debería truncar el disco, lo importante es que todos concuerdan en que efectivamente la estrella compañera puede afectar su extensión, resultando en discos menos extensos para las binarias. Aunque, la tendencia hallada para el radio externo no es significativa, el resultado concuerda con lo dicho previamente.

### **2.3.2. Masa de los discos**

Los histogramas de las distribuciones de masa de los discos en binarias y estrellas individuales se muestran en la Figura 2.6. El test K-S da una probabilidad de  $10^{-2}$  de que ambas distribuciones representen la misma población de objetos. Las medianas son de  $0.006 M_{\text{Luna}}$  para el conjunto de discos en binarias y  $0.05 M_{\text{Luna}}$  para el conjunto de discos de estrellas individuales. En promedio, los discos en las estrellas individuales resultan un orden de magnitud más masivos que los discos en binarias.

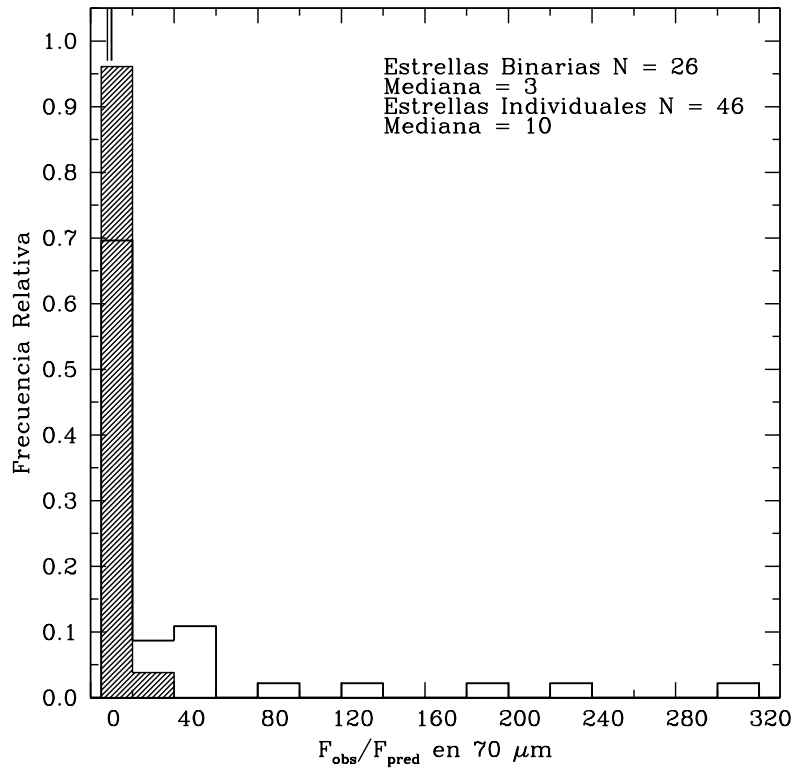
Una explicación que surge para la diferencia en masas es que pueda deberse a la influencia de la estrella compañera ya sea porque limita la extensión de los discos o bien, porque su influencia gravitacional expulsa material fuera del disco.

Observaciones en el submilimétrico han mostrado que binarias de presecuencia principal con separaciones entre 1-100 UA tienen menos excesos en emisión que aquéllas con separaciones menores o mayores que las mencionadas (Jensen et al. 1996; Mathieu et al. 2000). Más recientemente, Cieza et al. (2009) mediante observaciones de *Spitzer*, encontraron que las distribución de separaciones proyectadas de binarias con evidencia de disco es significativamente diferente de aquélla correspondiente a binarias sin evidencia de discos. Estas observaciones refuerzan el hecho de que la cercanía de una estrella compañera podría afectar al disco alrededor de la otra estrella del sistema binario, produciendo la expulsión de material y reduciendo la frecuencia de detección de los excesos infrarrojos.



**Fig. 2.6:** Distribuciones de masas de los discos de binarias y estrellas individuales. El histograma sombreado corresponde a las masas de los discos en binarias y el histograma vacío a las masas de los discos en estrellas individuales. Las medianas de  $0.006 M_{Luna}$  para los discos de binarias y de  $0.05 M_{Luna}$  para los discos de estrellas individuales, se indican con líneas verticales en la parte superior de la figura.

Quisimos investigar si la diferencia de masas podía deberse a la diferencia de extensión de los discos. Dado que el monto de los excesos se relaciona directamente con la cantidad de masa que los produce, construimos las distribuciones de los cocientes de flujos observados ( $F_{obs}$ ) y estelar ( $F_{pred}$ ) en  $\lambda = 70 \mu m$ . Éstas se muestran en la Figura 2.7. El test K-S da una probabilidad de  $10^{-3}$  de que las distribuciones de cocientes de flujos representen a una misma población de objetos. La mediana de la distribución para las binarias es de 3 y para las estrellas individuales es de 10. Esto muestra que efectivamente las estrellas individuales tienen en general, excesos en emisión más grandes en  $\lambda = 70 \mu m$  que los sistemas binarios.



**Fig. 2.7:** Distribuciones de cocientes de flujos observados ( $F_{obs}$ ), y estelar ( $F_{pred}$ ) en  $\lambda = 70 \mu m$ . El histograma sombreado corresponde a las binarias y el histograma vacío a las estrellas individuales. El test K-S da una probabilidad de  $10^{-3}$  de que ambas distribuciones representen a una misma población de objetos.

Rieke et al. (2005) analizaron los excesos en emisión de una muestra de 266 estrellas con tipos espectrales A de secuencia principal dentro de las cuales se incluían alrededor de una docena de sistemas binarios. Estos autores destacan que las binarias dentro de su muestra tienen excesos en  $\lambda = 24 \mu m$  en general, menores las estrellas individuales dentro de su muestra. En un trabajo más reciente, Rodríguez & Zuckerman (2012) comparan los cocientes de luminosidad  $L_{IR}/L_*$  de una muestra de 28 binarias y 84 estrellas individuales (ambas con discos *debris*) y encuentran que en general, las binarias tienen cocientes menores que las estrellas individuales sugiriendo discos menos masivos para las binarias.

La tendencia de las estrellas individuales a presentar excesos en emisión

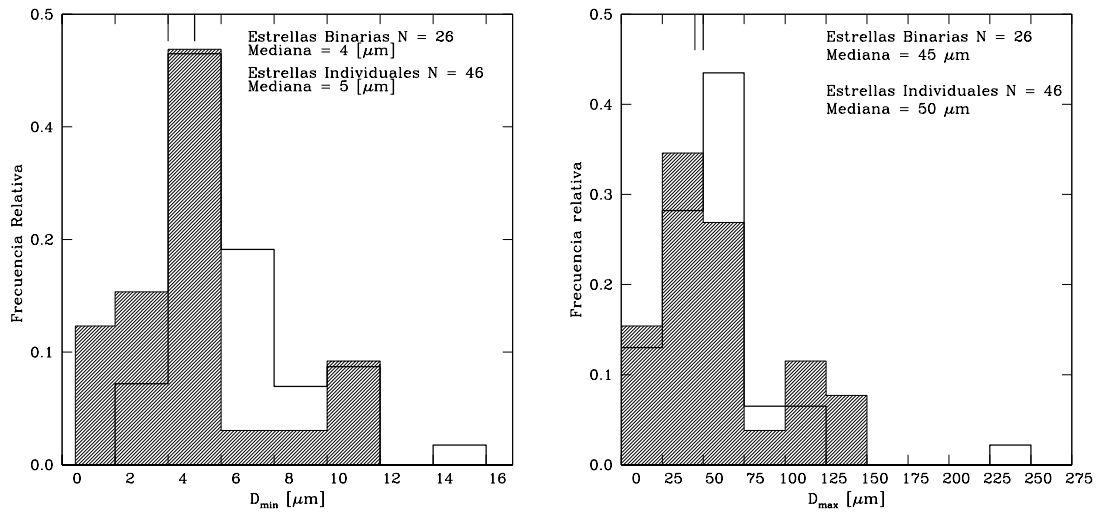
mayores que los sistemas binarios sugiere que la diferencia de masas entre los discos *debris* de las muestras consideradas aquí no se debe (al menos no únicamente) a la diferencia de extensión sino a una diferencia real del contenido de polvo en los discos. Las observaciones en una misma longitud de onda (que mapean el polvo a una dada temperatura) en binarias y estrellas individuales muestran que una mayor masa de polvo (a una dada temperatura) está produciendo excesos de emisión más grandes en estrellas individuales que en estrellas binarias.

### **2.3.3. Tamaños mínimo y máximo de las partículas de polvo**

En la Figura 2.8 se presentan las distribuciones de radios mínimo y máximo de los granos de polvo (panel izquierdo y derecho, respectivamente). Los histogramas sombreados corresponden a la muestra de binarias y los histogramas vacíos a la muestra de estrellas individuales.

Para el radio mínimo, el test K-S da una probabilidad de  $10^{-3}$  de que las distribuciones en la Figura 2.8 representen a las misma población de objetos. Las medianas son de  $4 \mu\text{m}$  para los discos de binarias y  $5 \mu\text{m}$  para los discos de estrellas individuales. Los granos de polvo con  $0 < D_{\text{min}} \leq 4 \mu\text{m}$  parecen no ser tan frecuentes en los discos de estrellas individuales como lo son en los discos de binarias. De la misma figura también puede observarse que los discos de binarias parecieran tener granos de polvo en el rango  $0 < D_{\text{min}} \leq 12 \mu\text{m}$  mientras que los granos de polvo en los discos de estrellas individuales tendrían  $2 \leq D_{\text{min}} \leq 12 \mu\text{m}$ .

En el caso del tamaño máximo, el test K-S da una probabilidad de 0.4 de que ambas distribuciones representen a la misma población de objetos. Las medianas son de  $45 \mu\text{m}$  para los discos en estrellas binarias y  $50 \mu\text{m}$  para los discos de estrellas individuales. Los discos en binarias tendrían granos de polvo con un tamaño máximo en el rango  $0 < D_{\text{max}} \leq 150 \mu\text{m}$  mientras que los discos de estrellas individuales tendrían  $0 < D_{\text{max}} \leq 125 \mu\text{m}$ . Habría una dispersión de tamaños ligeramente mayor en los discos de estrellas binarias



**Fig. 2.8:** Distribuciones de tamaños mínimo (izquierda) y máximo (izquierda) para los granos de polvo de los discos de binarias y en estrellas individuales. Los histogramas sombreados corresponden a los discos en binarias y los histogramas vacíos a los discos en estrellas individuales. En la parte superior del gráfico se indican las medianas de cada distribución.

respecto de la población de partículas de polvo en los discos en estrellas individuales. Sin embargo, de acuerdo al test K-S, no es posible atribuirle peso estadístico a esta observación.

Los estudios de formación planetaria en binarias (mediante simulaciones numéricas) se concentran en analizar la influencia que la estrella compañera puede tener en las velocidades relativas de los planetesimales. Las velocidades relativas son un parámetro fundamental cuando se analizan si las colisiones (o encuentros) entre planetesimales resultan en un evento de tipo acumulativo, que da lugar a la acreción de planetesimales y a la formación de cuerpos más grandes, o en un evento de tipo destructivo donde los cuerpos colisionantes resultan total, o parcialmente destruidos o fragmentados.

Por ejemplo, Marzari & Scholl (2000) mostraron que la presencia de gas puede tener una influencia importante en las velocidades relativas de los planetesimales en un disco alrededor de la componente primaria del sistema: la fricción con el gas combinado con las perturbaciones de la estrella secundaria producen un alineamiento de los periastrós y un acoplamiento de las excen-

triccidades que reduce las velocidades relativas lo suficiente para permitir la acreción a ciertas distancias de la estrella primaria. Sin la presencia del gas, las velocidades relativas serían lo suficientemente altas como para producir eventos erosivos más que acumulativos.

Kenyon & Bromley (2002a) mostraron cómo el pasaje de una estrella cercana puede inducir cascadas colisionales en los discos de planetesimales lo que libera polvo al sistema afectando la evolución del material. También mostraron que la presencia de un cuerpo masivo dentro del disco, como un planeta, puede alterar las velocidades relativas de los planetesimales (Kenyon & Bromley 2004a).

Este tipo de trabajos muestran que la presencia de un objeto masivo cercano a la estrella con disco puede alterar la evolución del material ya sea acoplado las órbitas de los planetesimales o cambiando sus velocidades relativas. Tales perturbaciones pueden llevar a producir poblaciones de partículas de polvo con tamaños típicamente distintos: si prevalecen velocidades erosivas o destructivas es esperable que se produzcan grandes cantidades de polvo de diferentes tamaños dentro del disco; por otro lado, si las velocidades son tales que los encuentros entre planetesimales resultan en eventos acumulativos esto lleva a poblar el disco con cuerpos preferentemente grandes.

#### **2.4. Influencia de los flujos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$ en el modelado de las SEDs**

Motivados por la influencia que podría tener la presencia de material frío, quisimos estudiar impacto en los parámetros de discos derivados a partir del modelado de las SEDs observadas. En esta sección se considera una submuestra de 24 estrellas individuales con mediciones flujos en el submilimétrico a las cuales se les modeló sus SEDs considerando y descartando los datos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . En esta primera parte se estudia la influencia de los flujos submilimétricos sobre cada uno de los parámetros individuales de los discos y luego, en la sección 2.5, se utilizan esos resultados para ver cómo afectarían

la comparación estadística entre las características de los discos *debris* de estrellas binarias e individuales.

Se modelaron las SEDs de la sub-muestra de 24 estrellas incluyendo las mediciones para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  de la misma manera en que se modelaron las SEDs de las muestras completas de estrellas binarias e individuales. La Tabla 2.5 lista los parámetros del modelado de las SEDs con y sin los datos en el submilimétrico. En la Figura 2.9 se presentan las SEDs modeladas con los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  incluidos.

#### **2.4.1. Radios interno y externo**

En el panel izquierdo de la Figura 2.10 se grafican las distribuciones de radios internos de los modelados de la submuestra de 24 estrellas cuando se consideran los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  (histogramas vacío) y cuando se descartan estos flujos (histograma sombreado). Las medianas de las distribuciones con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son de 32 y 11 UA, respectivamente. El test K-S arrojó una probabilidad de  $10^{-3}$  de que ambas distribuciones representen a una misma población de objetos. Lo que se observa es una tendencia del radio interno a crecer cuando se consideran los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

Las distribuciones de radio externo se muestran a la derecha de la Figura 2.10. Las medianas son de 320 UA para la distribución de los modelos con los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , y 160 UA para la distribución de los modelos sin los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . El test K-S da una probabilidad de  $10^{-10}$  de que ambas distribuciones sean similares. Al igual que con el radio interno, el radio externo tiende a crecer cuando se consideran los flujos submilimétricos.

Ambos radios tienden a cambiar. En el caso del radio externo se espera que esto suceda ya que queda determinado por el material del disco más alejado de la estrella central y más frío ( $T < 50 \text{ K}$ ) que produce excesos en emisión preferentemente en longitudes de onda larga esto es,  $\lambda > 70 \mu\text{m}$ . Por otro lado, se esperaría que el cambio en el radio interno del disco fuera menor.



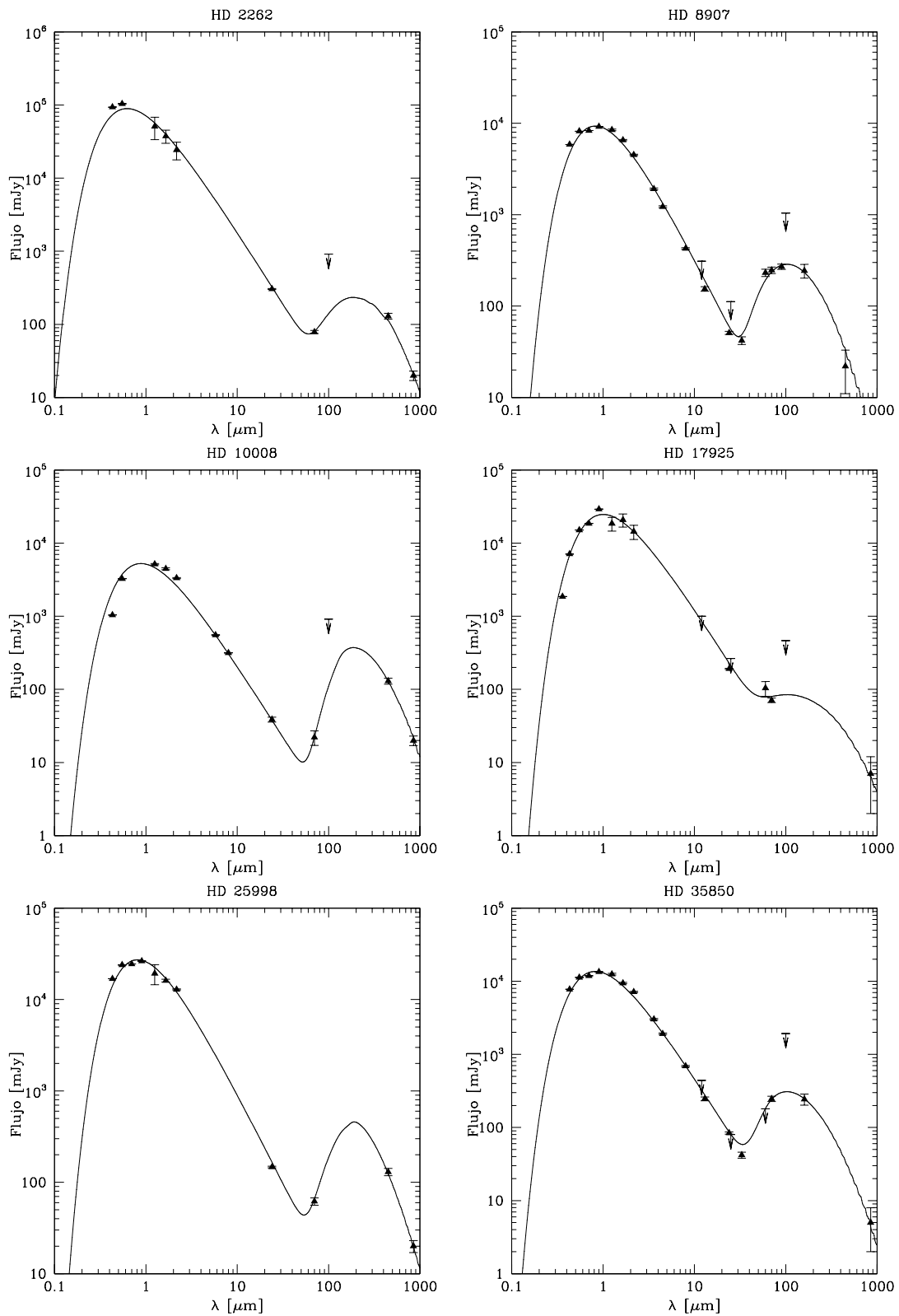
**Tabla 2.5:** *Parámetros para los modelados de la submuestra de 24 estrellas con y sin datos en el submilimétrico*

HD #	Sin datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$						Con datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$					
	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$
2262	15	190	0.003	6	30	8.3	199	470	2.030	61	397	3.5
8907	40	250	0.677	6	40	11.7	50	200	1.218	5	180	11.2
10008	4	150	0.009	4	25	46.5	70	273	5.142	18	217	30.7
17925	4	250	0.162	4	50	1.1	21	560	0.514	4	597	1.4
25998	6	110	0.004	4	30	5.6	104	270	2.192	25	275	4.1
35850	40	250	0.514	8	50	7.4	27	211	0.758	8	140	7.8
104860	30	200	1.353	8	80	8.8	45	290	4.330	6	200	10.9
105912	8	150	0.029	5	60	4.0	120	500	23.006	80	550	3.7
107146	13	160	1.516	10	90	22.9	16	263	4.330	7	215	19.9
109085	3	100	0.005	3	30	0.1	40	450	1.218	40	350	1.6
110897	3	160	0.006	4	18	15.1	40	270	1.624	40	350	11.2
112429	5	150	0.005	5	25	10.4	110	350	2.652	70	350	9.8
118972	4	220	0.007	3	15	7.4	30	310	1.840	50	285	5.7
128167	40	150	0.017	10	70	35.6	3	580	0.352	73	590	87.2
139664	13	150	0.046	5	30	3.2	18	300	1.028	20	250	2.0
145229	18	200	0.116	6	35	8.8	17	250	0.541	6	300	19.5
172167	15	150	0.054	11	105	5.6	15	239	0.165	15	299	4.2

**Tabla 2.5:** Continuación. Parámetros para los modelados de la submuestra de 24 estrellas con y sin datos en el submilimétrico

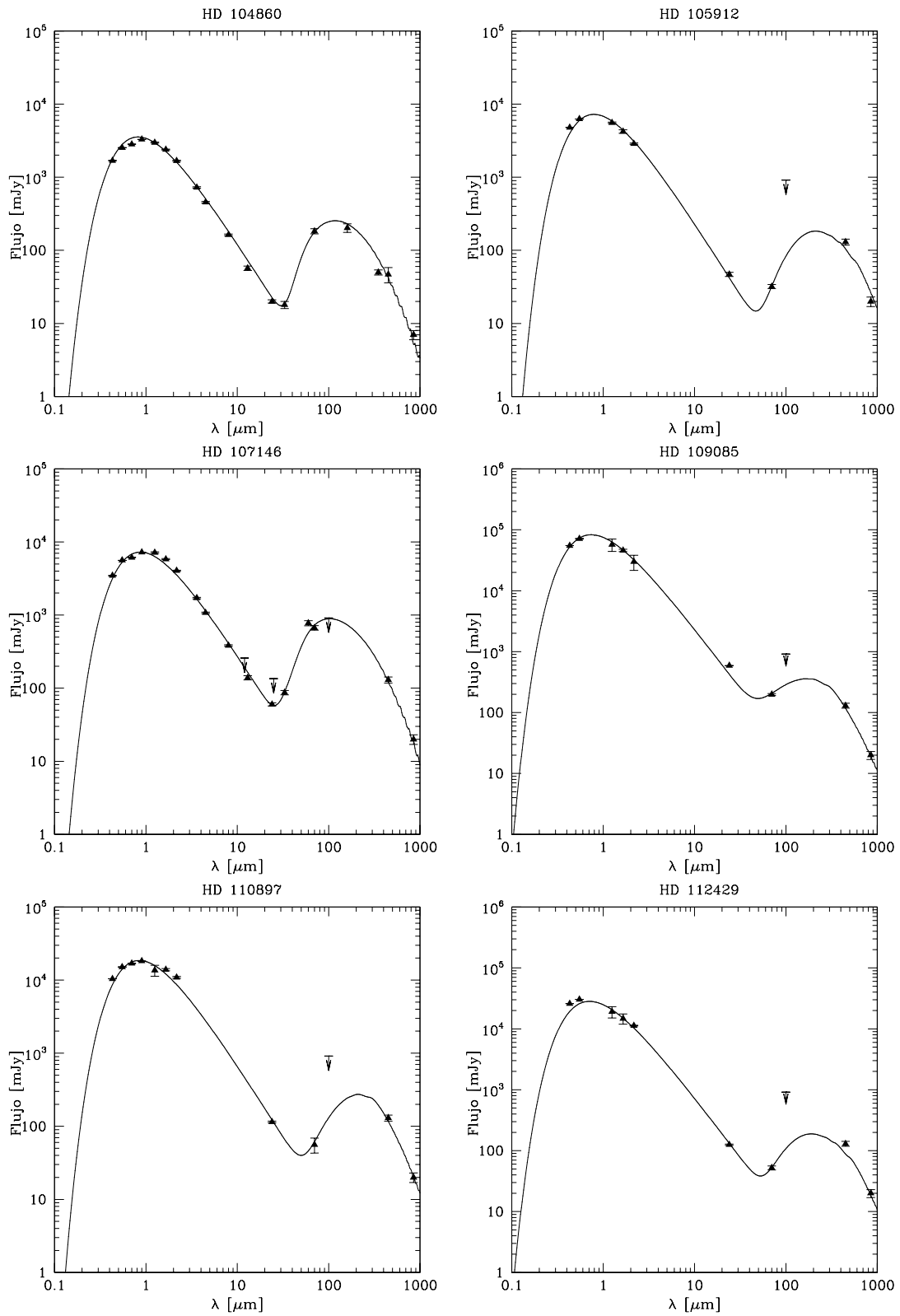
HD #	Sin datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$						Con datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$					
	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$	$a_{\text{in}}$ (UA)	$a_{\text{ext}}$ (UA)	$M_{\text{polvo}}$ ( $M_{\text{Luna}}$ )	$D_{\text{min}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$D_{\text{max}}$ ( $\mu\text{m}$ )	$\chi^2$
191089	4	210	0.812	6	50	8.7	5	380	15.157	17	600	18.1
197481	30	100	1.083	11	100	41.8	3	550	1.353	5	250	34.6
199260	4	125	0.003	3	24	6.4	50	340	1.624	80	300	6.4
201219	15	290	1.164	14	230	10.2	15	330	5.954	100	400	12.7
209253	10	160	0.043	6	45	6.2	35	250	3.789	65	450	6.4
219482	5	140	0.007	4	28	4.1	28	331	1.299	99	352	7.2
219498	13	180	0.162	10	30	22.2	87	600	156.983	220	485	26.0

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



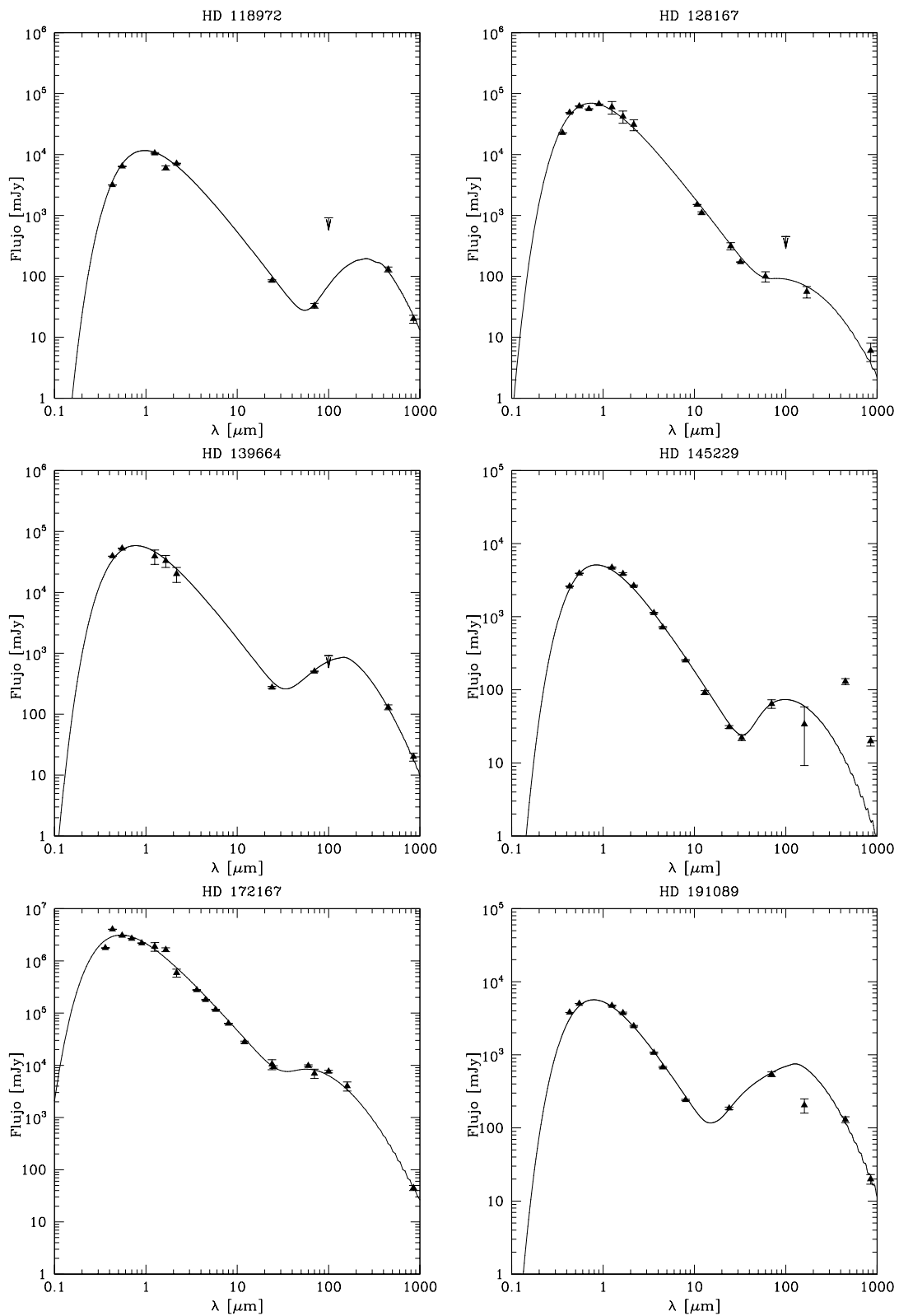
**Fig. 2.9:** SEDs modeladas para la sub-muestra de 24 estrellas individuales con flujos  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Los triángulos representan los valores de flujos medidos en las distintas longitudes de onda con sus correspondientes barras de error. La flechas representan límites superiores.

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



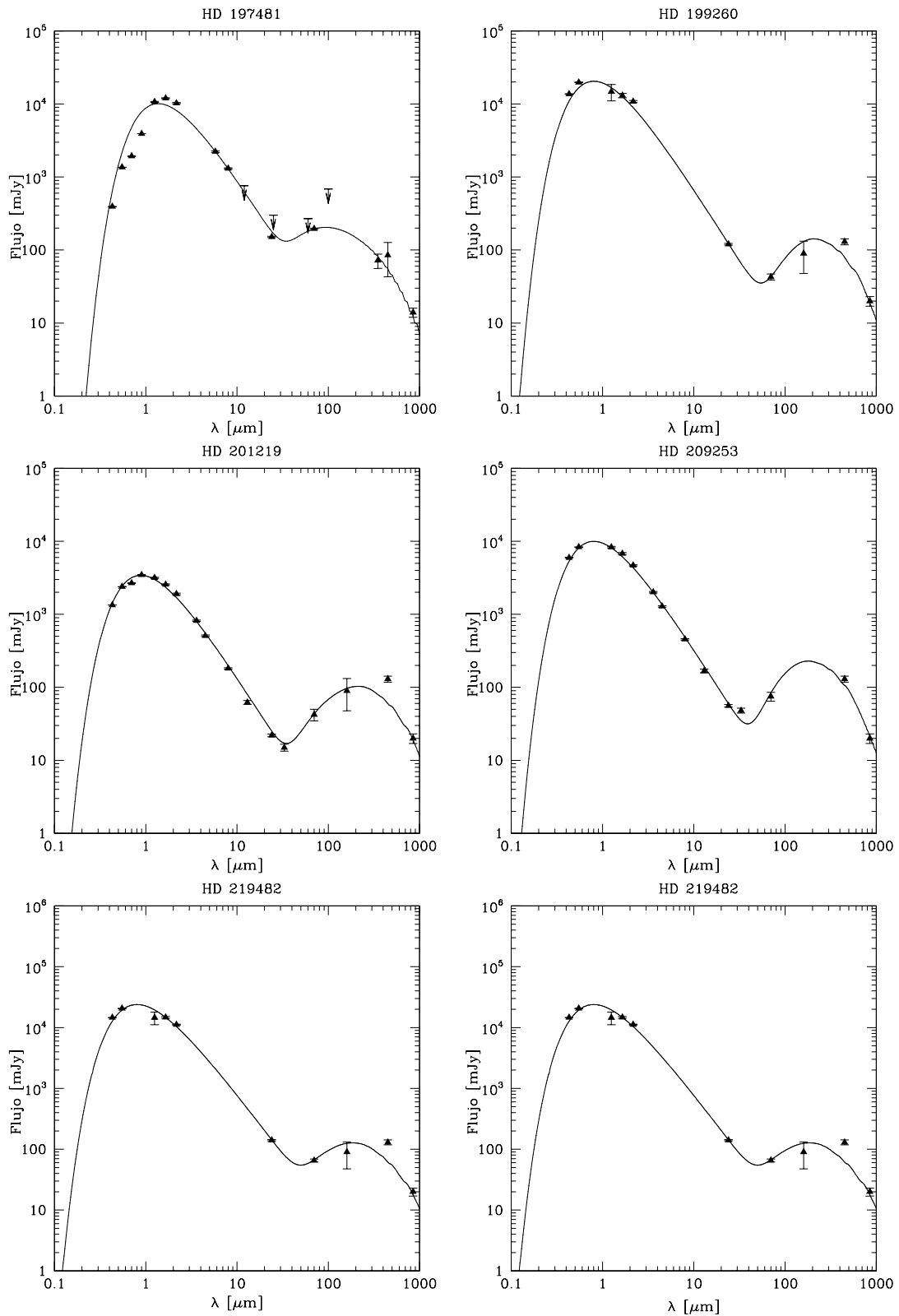
**Fig. 2.9:** Continuación. SEDs modeladas para la sub-muestra de 24 estrellas individuales con flujos  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

§2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*

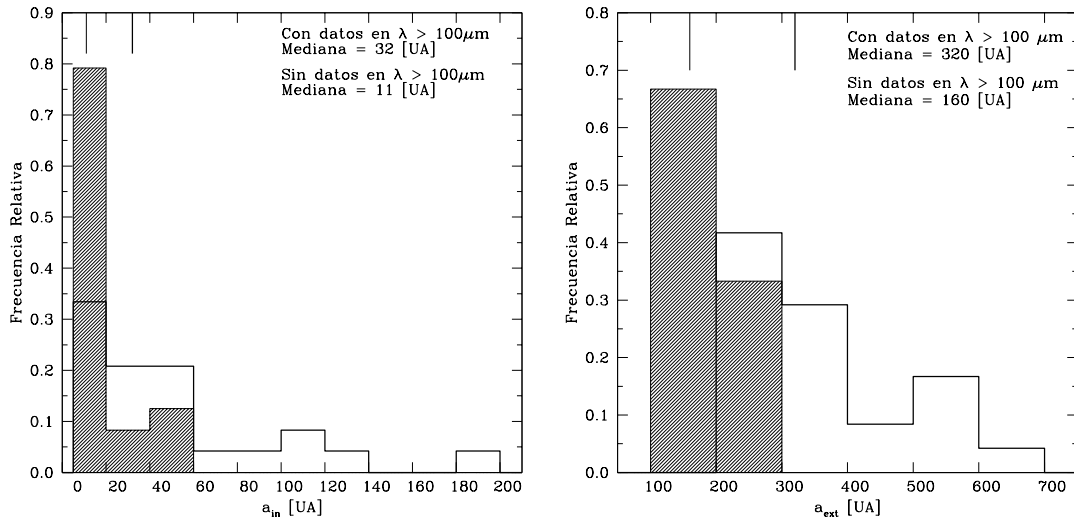


**Fig. 2.9:** Continuación. SEDs modeladas para la sub-muestra de 24 estrellas individuales con flujos  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.9:** Continuación. SEDs modeladas para la sub-muestra de 24 estrellas individuales con flujos  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .



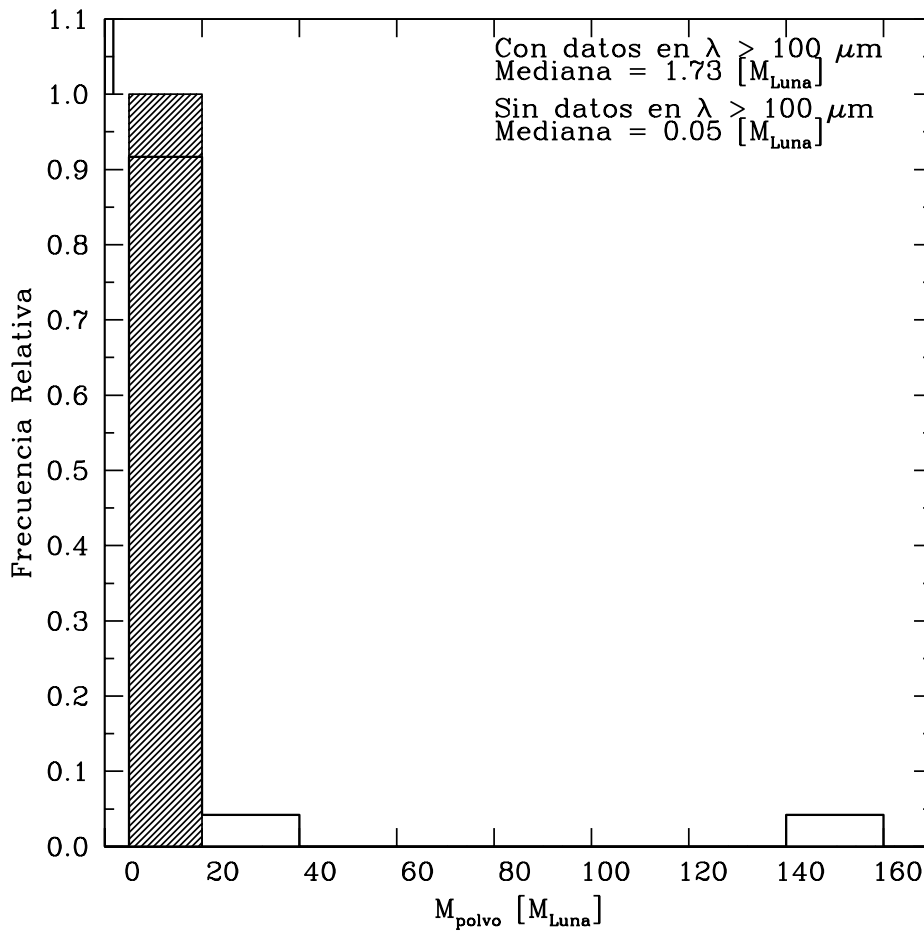
**Fig. 2.10:** Distribuciones de radios interno (panel de la izquierda) y externo (panel de la derecha) de los modelos con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu m$ . Los histogramas vacíos corresponden a los modelos con datos  $\lambda > 100 \mu m$  y los histogramas sombreados a los modelos sin datos en  $\lambda > 100 \mu m$ . Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.

El radio interno queda definido por el material que se encuentra más cercano a la estrella y más caliente. Las observaciones en las longitudes de onda más cortas ( $\lambda \leq 24 \mu m$ ) son las que determinen más fuertemente ese parámetro. No obstante, para la muestra considerada, las mediciones en  $\lambda > 100 \mu m$  parecen tener influencia también en el radio interno.

#### 2.4.2. Masa de los discos

Las distribuciones de masa de los modelados con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu m$  se muestran en la Figura 2.11. Las medianas son de  $0.05 M_{Luna}$  para los modelados sin los flujos en  $\lambda > 100 \mu m$  y de  $1.73 M_{Luna}$  para los modelos con los datos en  $\lambda > 100 \mu m$ . El test K-S dio una probabilidad de  $10^{-8}$  de que ambas distribuciones sean similares. La tendencia es que al considerar los flujos submilimétricos la masa de los modelos de discos tiende a crecer.

En términos generales, se espera que incluir las mediciones en  $\lambda > 100 \mu m$  tenga influencia en las masas resultantes, particularmente que tiendan



**Fig. 2.11:** Distribuciones de masas para los modelos de discos *debris* con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  (histogramas liso y sombreado, respectivamente). Las medianas de cada distribución se representan mediante dos líneas en la parte superior.

a crecer. Cuando en los modelados se incluyen los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  se está considerando la presencia de una población de polvo frío ( $T < 50 \text{ K}$ ) que emite preferentemente en esas longitudes de onda como así también, la presencia de partículas de polvo grandes que son más masivas. De esta manera la masa de los modelos de discos crece por dos motivos: se incluye material frío que no es detectado en longitudes de onda más corta y además, las partículas de polvo que emiten eficientemente en estas longitudes de onda son en general, de mayor tamaño que aquellas que producen los excesos en longitudes de onda más cortas. No obstante, en términos de cada sistema particular, esto va a depender de donde se producen los excesos en emisión

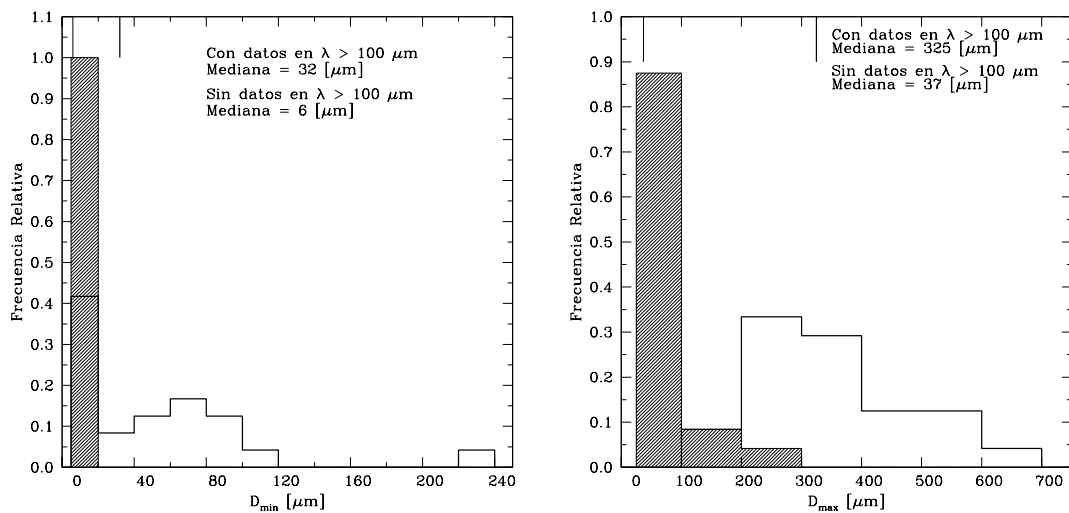


más significativos como se verá posteriormente.

### 2.4.3. Tamaños mínimo y máximo de las partículas de polvo

En el panel izquierdo de la Figura 2.12 se presentan las distribuciones de tamaños mínimo de las partículas de polvo para los modelos con y sin los datos en el submilimétrico (histogramas vacío y sombreado, respectivamente). La comparación con el test K-S mostró que las distribuciones tienen una probabilidad de  $10^{-8}$  de representar a un único conjunto. Las medianas son  $32 \mu\text{m}$  para los modelos con datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , y  $6 \mu\text{m}$  para los modelos sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

Las distribuciones para el tamaño máximo del polvo se grafican a la derecha de la Figura 2.12. Las medianas son de  $325$  y  $37 \mu\text{m}$  para los modelos con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , respectivamente. La probabilidad de que las distribuciones de tamaños máximos representen a una misma población de objetos es de  $10^{-14}$ .



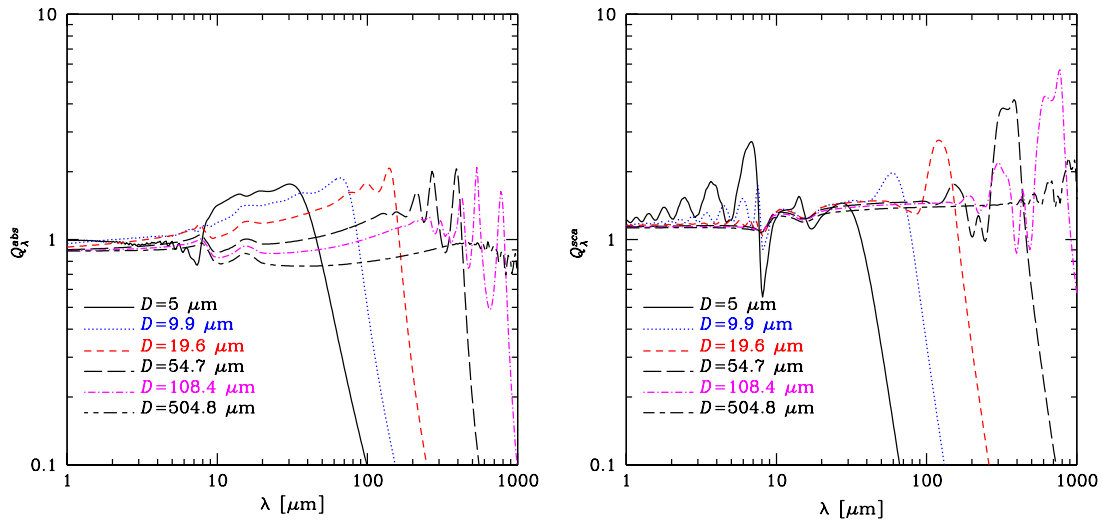
**Fig. 2.12:** Distribuciones de tamaños mínimo (izquierda) y máximo (derecha) del polvo. Los histogramas vacíos corresponden a los modelos con datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y los histogramas sombreados a los modelos sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.

La comparación muestra que las partículas de polvo tienden a crecer en tamaños cuando se incluyen los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . La principal contribución a los flujos en el submilimétricos proviene de: partículas frías alejadas de la estrella central y partículas grandes ( $D > 10 \mu\text{m}$ ) que son eficientes para dispersar, absorber y re-emitir la radiación estelar en longitudes de onda larga. Si se quieren reproducir los flujos en longitudes de onda del submilimétrico se encuentra la necesidad de incrementar la población de partículas de polvo más grandes.

Las ecuaciones (2.2) y (2.3) muestran que la radiación estelar absorbida y luego re-emitida por un único grano de polvo en una dada longitud de onda por unidad de tiempo ( $L_{\lambda,g}^{\text{abs}}, L_{\lambda,g}^{\text{emi}}$ ) es proporcional a la capacidad del grano de polvo de absorber y luego re-emitir la radiación estelar. Esta capacidad viene descrita por el coeficiente  $Q_{\lambda}^{\text{abs}}$ . Por otro lado, la ecuación (2.5) muestra que la radiación estelar que es dispersada por unidad de tiempo en una dada longitud de onda por un grano de polvo es proporcional a la capacidad de éste para dispersar esa longitud de onda. De manera análoga a la radiación absorbida, la capacidad de dispersión de la radiación de cada grano de polvo está descrita por un coeficiente  $Q_{\lambda}^{\text{sca}}$ . Tanto  $Q_{\lambda}^{\text{abs}}$  como  $Q_{\lambda}^{\text{sca}}$  dependen de la composición química como del tamaño del polvo.

En la Figura 2.13 se han graficado los coeficientes de eficiencia de absorción ( $Q_{\text{abs}}$ ) y dispersión ( $Q_{\text{sca}}$ ) para granos de polvo de diferentes tamaños con la composición química asumida en este trabajo (100% silicatos astronómicos) en función de la longitud de onda. Sin reparar en los detalles de los gráficos (que dependen de la composición química particular), se puede ver que la capacidad de absorber o dispersar la radiación estelar depende del tamaño de los granos de polvo. La eficiencia de los granos de polvo más pequeños ya sea para absorber o dispersar, decae rápidamente para longitudes de onda largas. A medida que se consideran partículas de polvo más grandes las eficiencias en longitudes de onda más largas se mantienen.

De esta manera resulta que, los granos de polvo más grandes son los que



**Fig. 2.13:** Coeficientes de eficiencia de absorción (izquierda) y dispersión (derecha) en función de la longitud de onda para granos de polvo con los tamaños listados en la parte inferior izquierda de cada gráfico. La composición química del polvo es de 100% silicatos astronómicos. Los coeficientes son calculados con el programa de Wolf & Hillenbrand (2003) utilizando las propiedades ópticas de los silicatos astronómicos dados por Draine & Lee (1984a); Laor & Draine (1993) y Weingartner & Draine (2001).

más contribuyen a los flujos en las longitudes de onda más largas mientras que aquéllos más pequeños contribuyen muy poco. Por lo tanto, para poder reproducir los flujos observados en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  se hace necesario incluir una población de partículas de polvo aumentando el tamaño máximo ( $D_{\text{max}}$ ) en los modelos. Esto es en parte responsable de la tendencia general de los granos de polvo a crecer cuando se agregan los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

#### 2.4.4. Forma general de las SEDs modeladas

La comparación estadística de los parámetros que resultaron de los modelos con y sin flujos más allá de  $\lambda = 100 \mu\text{m}$  mostraron que, en términos generales, todos los parámetros se ven influenciados por lo que decidimos inspeccionar cada caso individual. La forma de las SEDs modeladas puede dar una idea acerca de cuán influyentes resultan los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  para cada estrella.

Al inspeccionar las formas de las SEDs se encontró que podían separarse

en dos grupos: aquellos sistemas cuya forma resultaba afectada por la inclusión de los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y aquéllos que eran afectadas en menor medida. Esta separación en las formas resultantes de las SEDs responde al hecho de cuán importantes son la emisión medida en el submilimétrico respecto de la emisión para  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$ . Si los excesos en emisión para un sistema dado son mayores en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  que en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  la forma de la SED resulta más afectada que para aquellos sistemas donde los excesos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son comparables o menores que para  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$ .

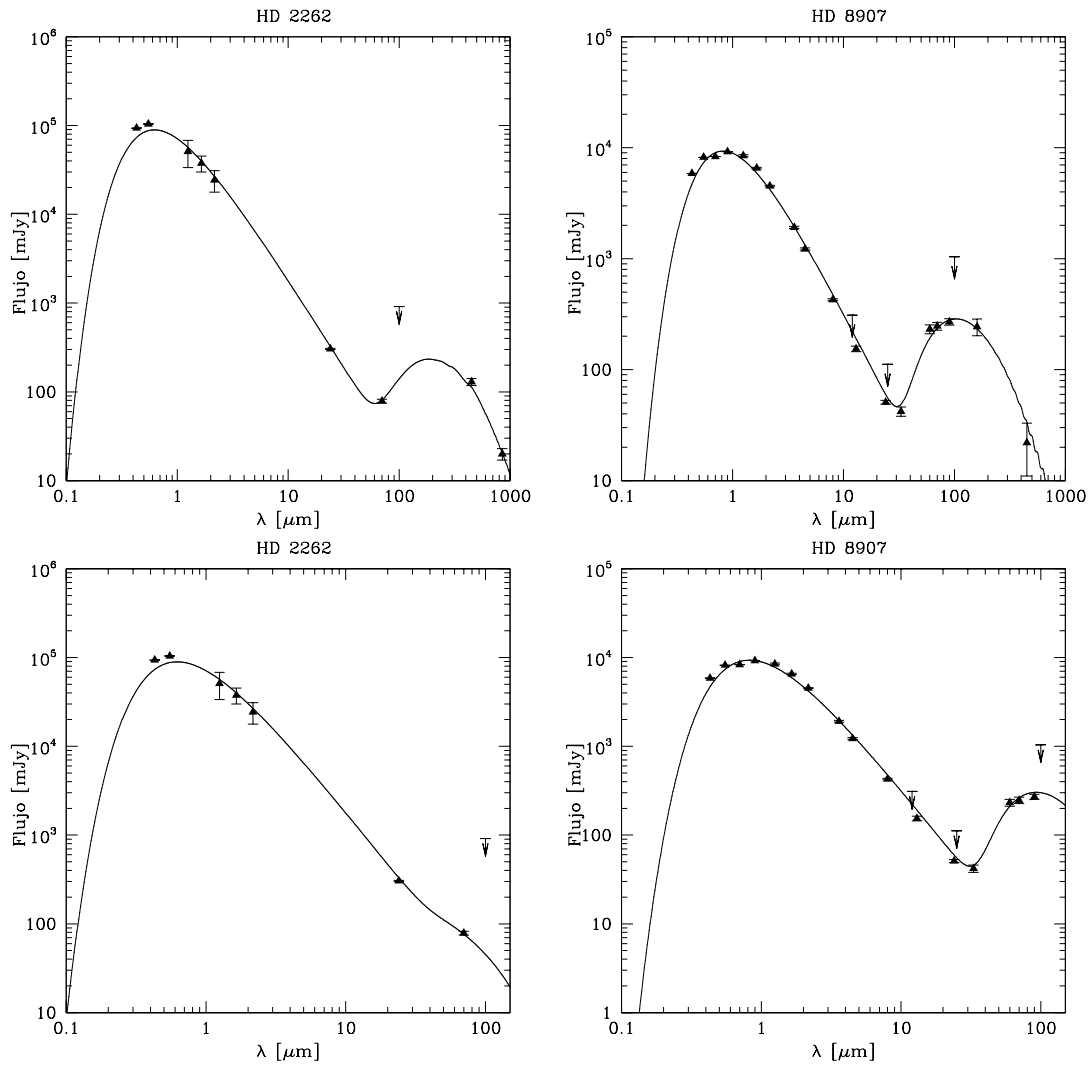
La Figura 2.14 muestra dos casos que ejemplifican las formas encontradas: HD 2262 y HD 8907. La estrella HD 2262 tiene excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  que son menores que los excesos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  mientras que, la estrella HD 8907 tiene excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  que son mayores que para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Las SEDs en los paneles superiores de la Figura 2.14 corresponden a los modelados con los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y las SEDs en la parte inferior a los modelos sin los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ .

**Tabla 2.6:** Variación porcentual de los parámetros del disco para HD 2262 y HD 8907, considerando y descartando los flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$

Objeto	$a_{\text{in}}$	$a_{\text{ext}}$	$M_{\text{polvo}}$	$D_{\text{min}}$	$D_{\text{max}}$
HD 2262	92 %	60 %	100 %	90 %	92 %
HD 8907	20 %	25 %	44 %	20 %	77 %

Un cambio en la forma de la SED implica cambios en los parámetros del modelo. Si los excesos en emisión para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son mayores a los excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  la inclusión o no de los flujos submilimétricos va a tener un impacto mayor en los parámetros resultantes para ese sistema. Por otro lado, en aquellos objetos donde los excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  sean mayores que para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  la influencia en los parámetros resultantes para el disco va a ser menor. La Tabla 2.6 lista los cambios porcentuales de cada parámetro en los modelos de HD 2262 y HD 8907. Los cambios para HD 2262 resultaron más notables.

## §2. Modelado de las distribuciones espectrales de energía (SED) de estrellas individuales y dobles con discos *debris*



**Fig. 2.14:** SEDs modeladas para las estrellas HD 2262 y HD 8907. Con línea continua se representan los modelos de SED. Los triángulos corresponden a los flujos observados. Los paneles superiores corresponden a los modelos con datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , los inferiores a los modelos sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . En el caso de HD 2262 los excesos en emisión en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  son menores que para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y la inclusión de los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  cambia significativamente la forma de la SED. Para HD 8907 los excesos en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  son más grandes que para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y la forma de la SED cambia menos que en el caso de HD 2262.

Las longitudes de onda del submilimétrico tienen la capacidad de detectar una población de polvo fría ( $T \leq 50 \text{ K}$ ) que no es “visible” en longitudes de onda corta, donde la contribución a los excesos proviene de material más caliente ( $T \geq 150 \text{ K}$ ) y de partículas de polvo más pequeñas. De acuerdo a los gráficos de la Figura 2.13 los granos de polvo con  $D > 10 \mu\text{m}$  mantienen su contribución en longitudes de onda más larga. Esto nos muestra que los

flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  y los flujos para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  detectan dos poblaciones distintas de los discos. El predominio de un flujo en una u otra longitud de onda puede ser indicativo de qué tipo de población de polvo es la más abundante en el disco.

Si los flujos medidos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son más significativos que para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  es posible que ese disco esté compuesto preferentemente por material frío y partículas de polvo grande (recordemos que las partículas pequeñas pierden su capacidad de producir emisiones a medida que  $\lambda$  aumenta). Si ese es el caso, cuando se incluyen los datos submilimétricos en el modelo de una SED, se incorpora una población considerable de polvo frío que antes no era “vista”. En consecuencia, la masa del disco aumenta considerablemente por la inclusión de esta “nueva” población. Pero también se espera que crezca por otro motivo. Como el polvo con  $D < 10 \mu\text{m}$  pierde su capacidad de producir emisiones para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , se hace necesario incorporar al modelo partículas de mayor tamaño. Tales partículas incorporan más material que las más pequeñas aumentando más aún la masa.

El tamaño promedio de las partículas de polvo va a crecer de manera notable si los flujos en el submilimétrico son predominantes. Este hecho se evidencia en un aumento considerable en el tamaño máximo y uno menos marcado en el tamaño mínimo. Se podría pensar en aumentar indiscriminadamente la masa de partículas de polvo pequeñas a fin de compensar su baja eficiencia. Sin embargo, eso tiene un límite impuesto por las condiciones mencionadas en las aproximaciones incluidas en el modelo: si la densidad de partículas de polvo se vuelve muy alta deja de ser válida la aproximación de que la radiación dispersada y emitida por una partícula de polvo escapa sin interactuar con otras partículas de polvo esto es, el disco ya no es ópticamente delgado.

En cuanto a los radios, el material frío incorporado con los flujos en el submilimétrico debe encontrarse alejado de la estrella central, por lo que el radio externo resultante de los modelos tiende a crecer. En el caso del radio

interno, éste queda mejor definido por las longitudes de onda más cortas que detectan el material caliente cercano a la estrella. No obstante, si el disco está compuesto por polvo frío alejado de la estrella se espera que el radio interno también tienda a crecer, aunque podría hacerlo en menor medida.

Para las muestras consideradas aquí, la clasificación de las formas de las SEDs arrojó que, 17/24 ( $\sim 71\%$ ) de las estrellas individuales pasan por un cambio notorio en la forma de la SED al incluir los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  mientras que, el restante 29% el cambio en la forma no es tan marcado. Esto podría explicar, al menos en parte, por qué la comparación estadística general de las 24 estrellas mostró cambios en todos los parámetros, incluso en aquéllos que podrían verse menos afectados como el radio interno y el tamaño mínimo del polvo. En los casos donde los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son comparables o menores a la emisión en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  el radio interno y el tamaño mínimo del polvo son los parámetros que resultan menos afectados como ejemplifica el caso de HD 8907 en la Tabla 2.6.

Para concluir esta sección podemos decir que el grado de cambio en los parámetros del disco resultantes del modelo de SED va a depender de cuán significativos sean los flujos medidos en el submilimétrico respecto de aquéllos en longitudes de onda menores. Si las mediciones para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son más intensas que para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  es esperable que los cambios sean notables en todos los parámetros inclusive en los que serían los menos afectados. Esto se puede entender si se piensa, que al no tener este tipo de mediciones se está “perdiendo” gran parte del material que compone el disco.

### **2.5. Influencia de los datos en $\lambda > 100 \mu\text{m}$ en la comparación de los discos *debris* de estrellas binarias e individuales**

El análisis de la influencia de las mediciones de flujo en el submilimétrico lleva a pensar que los cambios en los parámetros de los modelos de disco para estrellas binarias e individuales va a depender de cuán significativa pueda ser

la emisión en el submilimétrico en binarias en comparación con la emisión en esas longitudes de onda para estrellas individuales.

Los trabajos en el submilimétrico de Jensen et al. (1996) y Mathieu et al. (2000) con binarias de pre-secuencia principal sugieren que serían menos importantes que en el caso de estrellas individuales: las binarias de pre-secuencia principal con separaciones 1-100 UA muestran una frecuencia de excesos en el submilimétrico menor las que estrellas individuales. Por otra parte, diversos trabajos realizados con simulaciones numéricas muestran que, a diferencia de los discos en estrellas individuales, un disco alrededor de la componente primaria de una binaria está afectado por las perturbaciones gravitacionales periódicas de la estrella compañera que, limita su extensión (Holman & Wiegert 1999) y con ello la presencia de material frío alejado de la estrella. Además, también se inducen colisiones destructivas entre las partículas más grandes convirtiéndolas gradualmente en polvo más pequeño (Marzari & Scholl 2000) lo que eliminaría la contribución del polvo grande. Estos hechos llevan sospechar que los flujos que se medirían en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  en binarias serían en general, menores que para estrellas individuales.

Cuando se compararon los radios internos de los discos en estrellas binarias e individuales, se encontró que las binarias tienen una tendencia a mostrar material más cercano a la estrella central. La inclusión de los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  tiende a hacer crecer este radio. Si efectivamente los flujos en el submilimétrico son menores en binarias, no se espera que las mediciones en el submilimétrico afecten el radio interno de los discos en binarias. Por el contrario, sin la presencia de un perturbador que limite la distancia a la cual puede encontrarse el material, el material de los discos en estrellas individuales, podría encontrarse más alejado y frío y la inclusión de los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  haría crecer, particularmente, al radio interno de los discos en estrellas individuales, reforzando la tendencia hallada previamente. El mismo argumento puede explicar porqué se esperaría que la inclusión de las mediciones de flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ , produzca un mayor crecimiento del radio externo en los discos de estrellas individuales, remarcando la tendencia de éstos a



ser más extensos que los discos en binarias. Recordemos que la mayoría de las binarias consideradas aquí tendrían su disco alrededor de la componente primaria del sistema.

Si la población de material frío en las binarias es menos importante que en los discos de estrellas individuales, las mediciones en  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  serían suficientes para detectar el grueso del material que los compone. Es decir, la cantidad de masa “perdida” por la falta de mediciones en el submilimétrico podría ser más significativa en los discos de estrellas individuales. Al incluir los datos submilimétricos, la masa de los discos en estrellas individuales crecería más que para los discos en binarias, reforzando la tendencia de estos últimos a ser menos masivos.

Es difícil establecer cómo podría verse afectada la comparación de tamaños entre las partículas de discos en estrellas binarias e individuales. Los discos en binarias podrían, en principio, mantener una población de polvo relativamente grande y cercana a la estrella central. No obstante, de acuerdo a las expresiones (2.3) y (2.5), tal polvo sería detectable en  $\lambda < 100 \mu\text{m}$ . Las partículas de polvo más pequeñas contribuyen principalmente a  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  a menos que se encuentren muy frías. Si la presencia de una población de material frío alejado de la estrella, es menos significativa en binarias, el impacto de los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  sería menor sobre el tamaño del polvo en comparación con estrellas individuales. El tamaño promedio del polvo podría crecer más en los modelos de estrellas individuales, reforzando la tendencia de las binarias a mostrar una población de polvo más chica que los discos de estrellas individuales.

Para sintetizar, si efectivamente las mediciones de flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  tienen un mayor impacto en los parámetros derivados para los discos de estrellas individuales la falta de datos en el submilimétrico no cambiaría la tendencia de los discos *debris* en estrellas binarias a tener polvo más cercano a la estrella ni a resultar menos extensos que los discos en estrellas individuales. El grueso de la población que compone los discos en estrellas binarias

quedaría caracterizada por las mediciones en  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  y el crecimiento en masa sería más marcado para los discos en estrellas individuales reforzando la tendencia de estos a ser más masivos.

## 2.6. Síntesis y resultados

Se recopiló una muestra de 46 estrellas individuales y 26 sistemas binarios que muestran evidencias de la presencia de discos *debris*. Para cada uno de ellos se construyeron y modelaron las SEDs observadas mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003). De esta manera, se caracterizaron los discos *debris* de ambos conjuntos de sistemas mediante sus radios interno ( $a_{\text{in}}$ ) y externo ( $a_{\text{ext}}$ ), la masa de polvo ( $M_{\text{polvo}}$ ) y los tamaños máximo y mínimo de las partículas de polvo ( $D_{\text{max}}$  y  $D_{\text{min}}$ , respectivamente). Luego se compararon estadísticamente los conjuntos de parámetros y se analizaron las diferencias de cada uno y sus posibles implicaciones.

Se encontró que los discos *debris* en binarias muestran en general, la presencia de material más cercano a la estrella central en comparación con los discos *debris* en estrellas individuales. Es interesante mencionar que este resultado concuerda con la tendencia hallada inicialmente por Eggenberger et al. (2004) y luego confirmada por otros autores (por ejemplo, Desidera & Barbieri 2007), de las binarias a mostrar con mayor frecuencia la presencia de planetas masivos en períodos cortos. Una hipótesis que podría explicar la diferencia en el radio interno es que las binarias tengan un proceso de migración más rápido de planetesimales hacia la parte interna respecto de estrellas individuales como han hallado algunos autores mediante simulaciones numéricas (por ejemplo, Kley 2000).

Los radios externos de los discos *debris* en binarias resultaron en general, menores en comparación con los discos *debris* de estrellas individuales aunque, la tendencia es marginal. Tomando en cuenta que, posiblemente la mayoría de los discos en las binarias de la muestra analizada aquí se encuen-

tran alrededor de la componente primaria del sistema, podría esperarse una tendencia de este tipo ya que la presencia de la estrella compañera podría limitar la extensión del disco en las binarias como sugieren las observaciones (Jensen et al. 1996; Cieza et al. 2009) y los trabajos con simulaciones numéricas (Artymowicz & Lubow 1994; Holman & Wiegert 1999).

La comparación de las masas de los discos mostró que, en promedio, los discos en estrellas individuales son un orden de magnitud más masivos que los discos en estrellas binarias. Esta clara diferencia es muy poco probable que se deba a una diferencia en extensión: la intensidad de los excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  para la muestra de estrellas individuales resulta claramente mayor que para la muestra de binarias consideradas aquí. Resultados similares obtienen Rieke et al. (2005) para una muestra de  $\sim 12$  binarias en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$ . Rodríguez & Zuckerman (2012) examinan los cocientes de luminosidades disco-estrella (como una medida de la masa del disco) de una muestra de 28 binarias con discos *debris*. Encuentran que en general, el cociente es menor que para estrellas individuales en cualquier rango de edades. La menor masa de los discos *debris* de binarias es una tendencia que se repite en diferentes trabajos. En cuanto al tamaño las partículas de polvo podrían tener una dispersión mayor en los discos *debris* de binarias, y una tendencia a tamaños más pequeños en promedio, aunque la diferencia encontrada no resultó significativa.

La instrumentación actual ha permitido realizar mediciones de flujos en el submilimétrico en un grupo muy reducido de objetos resultando prácticamente inexistentes para binarias de secuencia principal. Por ejemplo, Rodríguez & Zuckerman (2012) encuentran mediciones en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  sólo para 3 sistemas binarios. Existen en la literatura algunos trabajos con mediciones en el submilimétrico (ver por ejemplo, Sheret et al. 2004; Roccatagliata et al. 2009; Nilsson et al. 2010), pero en general suelen ser de una muestra reducida de estrellas individuales con datos confiables (una decena en el caso de Nilsson et al. 2010). Posiblemente la nueva instrumentación como ALMA<sup>3</sup> (*Atacama*

---

<sup>3</sup>Sitio de internet: <http://www.almaobservatory.org/>.

*Large Millimeter/submillimeter Array*) permita comenzar a remediar esta situación.

Los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  tienen la capacidad de detectar la presencia de una población de polvo fría ( $T < 50 \text{ K}$ ) y relativamente grande (tamaños de  $\gg 10 \mu\text{m}$ ) en los discos. Motivados por la influencia que ese material podría ejercer en los parámetros resultantes de los discos se estudiaron modelos de SEDs con y sin datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$ . Luego, se revisaron las conclusiones sobre la comparación estadística de las características de los discos *debris* en estrellas individuales y binarias.

La comparación general de los parámetros resultantes de los modelos con y sin flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  mostró que estos datos tienen influencia en todos los parámetros. Las mediciones en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  tienen la capacidad de detectar una población de polvo que no es “visible” en longitudes de onda más corta. Cuando los datos en el submilimétrico son incorporados al modelado de las SEDs se incluye una población de partículas que antes no podía ser detectada.

Se vio que la influencia de las mediciones para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  dependía de si la emisión en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  es menor o comparable a la emisión en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$ . Es decir, si la población de polvo dominante en esos sistemas es de partículas frías alejadas de la estrella central o de partículas más calientes en la zona más interna. Cuando los excesos en emisión en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son más importantes que en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  todos los parámetros tienden a cambiar. Por otro lado, si los excesos en emisión en  $\lambda \sim 70 \mu\text{m}$  son más importantes que en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  la masa, el radio externo y el tamaño máximo de las partículas de polvo son los más afectados. Tanto las observaciones como los trabajos mediante simulaciones numéricas sugieren que los flujos en el submilimétricos serían menos significativos en sistemas binarios respecto de estrellas individuales.

Podemos concluir este capítulo diciendo que si efectivamente los flujos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son menos significativos en binarias que en estrellas individuales

su inclusión afectaría más a los radios internos de discos en estrellas individuales (haciéndolos crecer) que a los radios internos de los discos en estrellas binarias (que permanecerían iguales o crecerían menos) por lo que la tendencia hallada de los discos *debris* en binarias a presentar material más cercano a la estrella central no cambiaría. Por otro lado, el radio externo tendería a crecer más para los discos en estrellas individuales que en los discos de binarias ya que los primeros podrían ser más extendidos. Esto reforzaría, la tendencia de los discos en estrellas individuales a ser extensos. Finalmente, los discos *debris* en estrellas individuales resultaron más masivos que los discos en binarias. La inclusión de los datos en el submilimétrico podría tener un mayor impacto en los discos de estrellas individuales en particular haciendo crecer más su masa lo que reforzaría la tendencia hallada aquí.

**Capítulo 3**

***Polarimetría óptica de estrellas con  
discos debris***

### 3.1. Introducción

Desde la década de 1960 se sabe que la radiación proveniente de estrellas jóvenes o en formación (edades de  $\sim 10^6$  años) se encuentra polarizada en el rango de longitudes de onda del óptico. Debido a esto la polarimetría se ha convertido en una herramienta adicional para estudiar las características de los discos circunestelares y del material que los compone.

Los primeros objetos en detectarse con polarización no nula fueron estrellas de tipo T-Tauri observadas por Vardanian (1964) y luego por Serkowski (1969). Los valores que mostraban era típicamente del 1-2% (Menard & Bastien 1992) en las bandas *UBVR* e *I*. Inicialmente no era claro el origen de dicha polarización pero existía evidencia que apuntaba a un origen intrínseco sin descartar una contribución debido al material interestelar e intercúmulos. La principal evidencia que apuntaba a un origen intrínseco era la rápida y gran variación temporal que presentaban. Prácticamente el 90% de los sistemas mostraban algún tipo de variación del orden de  $\Delta P \sim 0.5\%$  y de  $\Delta\theta \sim 15^\circ$  en el ángulo de posición  $\theta$ , en un intervalo de tiempo de 1 a 3 días que difícilmente puede atribuirse a un origen interestelar o intracúmulo (Bastien & Landstreet 1979).

Tanto el valor de polarización ( $P$ ) observado como su ángulo de posición ( $\theta$ ) mostraban una dependencia con la longitud de onda. Sin embargo, no se encontraba una única dependencia de ambos parámetros con  $\lambda$ , observándose comportamientos distintos incluso para un mismo objeto. Además, al comparar la dependencia de las polarizaciones medidas con la ley empírica de Serkowski para la dependencia de la polarización producida por el medio interestelar con la longitud de onda, se encuentra que ésta no concuerda con los datos observados reafirmando la sospecha de un origen intrínseco (Bastien 1996). Por supuesto, para los objetos más alejados puede haber una contribución importante de parte del material interestelar sin embargo, ésta no sería la principal componente de la polarización que se medía.

Si bien se observaba que el ángulo de posición del vector polarización varía, éste lo hace dentro de un rango acotado y no de manera totalmente aleatoria, lo que indicaba que existe un eje de simetría alrededor del cual se distribuye el material responsable de producir la polarización. Esto ya sugería posibles estructuras para la distribución del material tales como, un disco circunestelar (estructura plana) o un jet (estructura cónica).

Los primeros trabajos también mostraban una diferencia significativa entre los valores de polarización de estrellas CTTS (*Classical T-Tauri Stars*) y WTTS<sup>1</sup> (*Weak T-Tauri Stars*), estas últimas, en un estadio más avanzado en su evolución, escasamente mostraban valores de polarización que superaban el 2% (Bastien 1996).

Inicialmente se propusieron diferentes mecanismos para explicar la polarización intrínseca observadas en las estrellas T-Tauri: dispersión por electrones (Thomson), por moléculas y por partículas de polvo. Las primeras dos fueron descartadas por varios motivos: las masas requeridas para producir los valores de polarización observados, mediante dispersión electrónica, eran demasiado altas comparadas con las masas de los discos asociados a estas estrellas en formación. Posteriormente, se detectó la presencia de valores pequeños de polarización circular que no puede ser producida por electrones. La dispersión por moléculas fue descartada ya que esta presenta un dependencia con la longitud de onda que no se encontraba en esos sistemas. Finalmente, la explicación más plausible fue la de la dispersión de la radiación del objeto central por partículas de polvo que pueblan los discos circunestelares (Bastien & Landstreet 1979).

---

<sup>1</sup>Las CTTS y WTTS son estrellas con masas  $< 2 M_{\odot}$  de pre-secuencia principal. Las CTTS (edades de  $\sim 10^6$  años) tienen anchos equivalentes para la línea  $H_{\alpha} > 10 \text{ \AA}$  que aparece en emisión, evidencia de acreción del disco a la estrella. Las WTTS (edades de  $\sim 10^7$  años) tienen anchos equivalentes para  $H_{\alpha} < 10 \text{ \AA}$ , indicando que la acreción ha disminuído o que está ausente.



### 3.2. Polarimetría de estrellas con discos *debris* o análogos del Cinturón de Kuiper

El origen atribuido a la polarización de estrellas jóvenes en formación lleva a pensar que algún grado de polarización podría estar presente en la radiación proveniente de estrellas asociadas con análogos al Cinturón de Kuiper. Sin embargo, debido a las masas de polvo más bajas de los discos *debris* respecto de los discos proto-planetarios, los valores que se pueden esperar medir para estos sistemas son más bajos que los asociados a estrellas T-Tauri aún así, la polarimetría constituye una técnica alternativa para estudiar el polvo de estos discos.

Con los objetivos de determinar los valores de polarización típicos de sistemas asociados a discos *debris* y caracterizar los granos de polvo de este tipo de disco se realizaron observaciones polarimétricas de estrellas de tipo solar asociadas a discos *debris* con los instrumentos FOTOR (FOtopolarímetro de TORino) y CASPROF (CASLEO-PROFEG) pertenecientes al observatorio de CASLEO (Complejo Astronómico el LEoncito) como parte del proyecto “Polarimetría de Estrellas Asociadas a Cinturones de Kuiper”. Las observaciones se realizaron desde el año 2007 hasta el primer semestre de 2012 inclusive.

Para las observaciones se seleccionaron dos conjuntos de sistemas: estrellas con excesos en emisión en el infrarrojo haciendo hincapié en aquéllas con excesos en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  detectados por el satélite *Spitzer*, y estrellas sin evidencias de excesos en el infrarrojo determinado a través de mediciones del mismo instrumento. Este último conjunto de sistemas sirve como muestra de referencia para las polarizaciones observadas en sistemas sin disco.

Las muestras de estrellas se encuentran compuestas tanto por estrellas individuales como por sistemas binarios. También se incluyeron algunos ejemplos de sistemas a los cuales se les ha detectado la presencia de planetas mediante la técnica de velocidades radiales de alta precisión o *Doppler*. Para la selección de los objetos se puso énfasis en tipos espectrales similares al

solar.

El programa de observaciones comenzó ejecutándose en 2007 con el instrumento FOTOR instalado en el telescopio Jorge Sahade de 2.15 metros en CASLEO. Posteriormente, fue sacado de servicio y, a partir de 2008, se continuó con el programa utilizando observaciones del otro polarímetro disponible en CASLEO el CASPROF.

En este capítulo se analizan los resultados obtenidos de las observaciones polarimétricas en el óptico realizadas en CASLEO entre los años 2007–2012 de una muestra de algo más de 100 estrellas con características similares al Sol observadas con *Spitzer* en la búsqueda de discos *debris*.

En la primera parte del capítulo se analizan por separado las observaciones realizadas con FOTOR y con CASPROF. Se describen brevemente los instrumentos así como el proceso de reducción de los datos. Obtenidas las mediciones polarimétricas para cada uno de los sistemas se comparan los valores medidos de los sistemas asociados con disco con los de sistemas sin disco. Finalizada la comparación estadística de las mediciones de cada instrumento por separado se realizan una serie de consideraciones que permitan combinar las observaciones de ambos. Ese tratamiento se encuentra en el Apéndice A. El objetivo es construir dos muestras de sistemas con y sin disco lo más numerosas posibles.

Luego se procede a considerar observaciones polarimétricas realizadas por otros autores de sistemas similares a los considerados aquí. En particular, se compararán las observaciones obtenidas en este trabajo con las presentadas en el trabajo de tesis de Simon (2010) para estrellas del hemisferio norte. Las mediciones de Simon (2010) fueron realizadas de manera independiente en una longitud de onda intermedia similar a los filtros *RI* usados con FOTOR y CASPROF. Por lo tanto, constituyen una buena muestra de comparación. Se combinó este conjunto de estrellas del hemisferio norte con la muestra del hemisferio sur observadas desde CASLEO para realizar una comparación

estadística más completa. En la última sección del capítulo, se consideran algunos sistemas particulares cuyos valores de polarización sobresalen por encima de los valores medios.

### **3.3. Observaciones polarimétricas con FOTOR**

FOTOR<sup>2</sup> es un fotopolarímetro que permite medir de manera simultánea los valores de polarización  $P$  y los ángulos de posición  $PA$  en los filtros *UBVRI*. Para ello cuenta con un bloque de calcita que divide la luz entrante en dos componentes con polarizaciones ortogonales (denominado prisma de *Wollaston*) y una serie de filtros dicróicos que dividen el haz incidente y los envían a cinco fotomultiplicadoras.

Las observaciones con FOTOR se llevaron a cabo durante el año 2007 y el primer semestre de 2008. Las Tablas 3.1 y 3.2 listan los valores de polarización final para las muestras de estrellas de las cuales se obtuvieron mediciones útiles. La Tabla 3.1 corresponde a los sistemas sin excesos en emisión en el infrarrojo y la Tabla 3.2 a los sistemas con excesos detectados. En ambas, además de los valores de polarización, se indican la cantidad de noches que cada sistema fue observado y en qué año.

Una secuencia de observación individual para un dado sistema consistió en 8 integraciones con un tiempo de exposición comprendido entre 60-120 segundos cada una, dependiendo de las condiciones de cielo al momento de su ejecución. Al inicio de la secuencia se hacía la observación del cielo para eliminar su contribución. Cada estrella era observada dos veces por noche. Por lo tanto, si una estrella fue observada 3 noches los valores finales de polarización fueron obtenidos a partir de 48 integraciones cuyo tiempo total de exposición es de al menos  $\sim 50$  minutos.

---

<sup>2</sup>Una descripción más completa se da en el manual del instrumento en: <http://www.casleo.gov.ar/instrumental/varios/fotor-general.ps>

**Tabla 3.1:** Polarizaciones finales medidas en los filtros UBVR I para los sistemas sin excesos infrarrojos observados con FOTOR. Además, se indica si se trata de sistemas binarios o estrellas individuales, el número de noches que cada sistema fue observado y el período de tiempo durante el cual fueron obtenidas

HD #	d [pc]	V	$P_U$ [%]	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 142*	25.6	5.7	0.36±0.06	0.15±0.02	0.14±0.07	0.13±0.05	0.20±0.05	Si	6	2007-2008
HD 739	21.8	5.2	0.36±0.03	0.11±0.03	0.10±0.05	0.08±0.04	0.13±0.01	No	2	2007
HD 1237*	17.6	6.6	0.57±0.23	0.20±0.06	0.15±0.06	0.14±0.05	0.20±0.09	Si	3	2007
HD 4391	14.9	5.8	0.380±0.002	0.197±0.005	0.18±0.03	0.11±0.02	0.11±0.01	No	2	2007
HD 6434	40.3	7.7	0.28±0.08	0.113±0.001	0.131±0.01	0.13±0.07	0.15±0.02	No	2	2007
HD 10360	8.1	5.9	0.5±0.1	0.4±0.1	0.26±0.09	0.2±0.1	0.3±0.2	Si	5	2007-2008
HD 13445*	10.8	6.2	0.7±0.4	0.14±0.07	0.17±0.07	0.12±0.06	0.2±0.1	Si	1	2007
HD 16141*	38.9	6.8	0.39±0.02	0.19±0.01	0.26±0.05	0.22±0.07	0.19±0.08	Si	2	2007
HD 20794	6.0	4.2	0.36±0.04	0.16±0.01	0.10±0.01	0.092±0.004	0.109±0.005	No	2	2008
HD 23754	17.6	4.2	0.38±0.006	0.17±0.02	0.12±0.02	0.09±0.02	0.12±0.04	No	2	2008
HD 31925	43.2	5.7	0.4±0.1	0.13±0.03	0.09±0.04	0.08±0.04	0.15±0.07	Si	1	2008
HD 38392	-	6.15	0.4±0.1	0.2±0.1	0.14±0.08	0.2±0.1	0.15±0.09	No	1	2008
HD 39891	56.0	6.3	0.3±0.1	0.14±0.07	0.08±0.03	0.07±0.03	0.12±0.05	Si	1	2008
HD 43162	16.7	6.4	0.3±0.1	0.12±0.05	0.07±0.02	0.11±0.04	0.09±0.04	No	1	2008
HD 51733	38.5	5.5	0.4±0.1	0.12±0.06	0.16±0.08	0.11±0.07	0.20±0.09	Si	1	2008

**Tabla 3.1:** Continuación de las polarizaciones medidas con FOTOR para los sistemas sin excesos infrarrojos

HD #	d [pc]	$V$	$P_U$ [%]	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 62644	24.1	5.0	0.4±0.1	0.12±0.08	0.05±0.04	0.06±0.03	0.11±0.06	No	1	2008
HD 68456	21.4	4.8	0.4±0.1	0.27±0.05	0.18±0.07	0.10±0.05	0.14±0.09	No	1	2008
HD 70958	27.2	5.6	0.3±0.2	0.16±0.09	0.13±0.05	0.1±0.1	0.13±0.08	Si	1	2008
HD 75289*	28.9	6.4	0.5±0.1	0.19±0.08	0.12±0.04	0.14±0.06	0.2±0.1	Si	1	2007
HD 84117	14.8	8.3	0.3±0.1	0.15±0.06	0.09±0.05	0.08±0.03	0.11±0.07	No	1	2008
HD 92139	26.5	3.8	0.3±0.1	0.156±0.004	0.13±0.03	0.09±0.02	0.187±0.003	No	2	2008
HD 99492*	17.9	7.5	0.33±0.03	0.035±0.005	0.16±0.03	0.19±0.05	0.12±0.07	Si	1	2007
HD 109749*	59.0	8.1	0.30±0.04	0.15±0.02	0.16±0.04	0.13±0.07	0.23±0.03	Si	2	2007–2008
HD 109749 B	59.0	9.5	1.3±0.5	0.4±0.2	0.3±0.2	0.3±0.2	0.5±0.3	Si	1	2008
HD 114729*	35.0	6.7	0.4±0.1	0.2±0.1	0.10±0.09	0.09±0.03	0.22±0.08	Si	1	2007
HD 121504A*	44.4	7.5	0.4±0.2	0.3±0.1	0.20±0.08	0.21±0.05	0.17±0.09	Si	1	2007
HD 134987*	25.6	6.5	0.4±0.2	0.2±0.1	0.14±0.09	0.17±0.06	0.16±0.06	No	1	2007
HD 141397	–	8.8	0.4±0.1	0.2±0.1	0.20±0.09	0.2±0.1	0.2±0.1	No	1	2007
HD 147513*	12.9	5.4	0.5±0.1	0.14±0.04	0.11±0.04	0.11±0.03	0.15±0.04	Si	3	2007
HD 154088	18.1		0.4±0.1	0.16±0.06	0.1±0.05	0.10±0.05	0.2±0.1	No	1	2007
HD 160032	21.9	9.0	0.30±0.09	0.09±0.07	0.08±0.06	0.06±0.05	0.11±0.03	No	1	2007
HD 160691*	15.3	5.1	0.44±0.09	0.11±0.02	0.12±0.02	0.07±0.03	0.1±0.1	No	3	2007

**Tabla 3.1:** Continuación de las polarizaciones medidas con FOTOR para los sistemas sin excesos infrarrojos

HD #	d [pc]	$V$	$P_U$ [%]	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 165499	56.3	5.5	0.4±0.2	0.1±0.04	0.13±0.09	0.15±0.09	0.18±0.09	No	1	2007
HD 168443*	37.9	6.9	0.4±0.2	0.3±0.1	0.2±0.1	0.2±0.1	0.2±0.1	No	3	2007
HD 169830*	36.3	5.9	0.4±0.2	0.26±0.09	0.2±0.1	0.2±0.1	0.30±0.08	Si	1	2007
HD 179949*	27.05	6.2	0.32±0.01	0.13±0.07	0.13±0.01	0.07±0.01	0.16±0.09	No	2	2007
HD 181321	20.8	7.0	0.407±0.004	0.16±0.03	0.14±0.02	0.12±0.02	0.15±0.03	No	2	2007
HD 188376	23.8	4.7	0.48±0.06	0.3±0.1	0.11±0.04	0.09±0.05	0.14±0.06	No	2	2007
HD 189567	17.7	6.1	0.4±0.2	0.17±0.09	0.14±0.04	0.11±0.07	0.16±0.06	No	1	2008
HD 196050*	46.9	7.5	0.4±0.1	0.15±0.01	0.2±0.1	0.1±0.1	0.19±0.04	Si	2	2007
HD 203608	9.2	4.22	0.37±0.04	0.11±0.04	0.130±0.008	0.11±0.04	0.17±0.08	No	3	2007
HD 212697	20.1	6.4	0.366±0.001	0.16±0.04	0.13±0.03	0.13±0.05	0.16±0.01	No	2	2008
HD 213240*	40.7	6.8	0.5±0.1	0.15±0.01	0.2±0.1	0.14±0.09	0.22±0.05	Si	2	2007
HD 216437*	26.5	6.1	0.45±0.04	0.13±0.03	0.11±0.01	0.11±0.02	0.18±0.05	No	3	2007
HD 222582*	41.9	7.7	0.4±0.1	0.19±0.04	0.14±0.03	0.15±0.02	0.18±0.02	Si	3	2007

(\*) Estrellas asociadas a planetas extrasolares detectados mediante velocidades radiales.

**Tabla 3.2:** Mediciones polarimétricas en los filtros UBVR I de los sistemas con excesos infrarrojos observados con FOTOR

HD #	d [pc]	V	$P_U$ [%]	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 17925	10.4	6	0.37±0.03	0.25±0.05	0.23±0.04	0.24±0.03	0.23±0.05	No	2	2008
HD 33262	11.6	4.7	0.38±0.04	0.16±0.05	0.11±0.05	0.11±0.04	0.14±0.06	No	4	2008
HD 69830*	12.6	5.9	0.3±0.1	0.15±0.04	0.12±0.06	0.16±0.05	0.12±0.03	No	3	2007–2008
HD 92945	21.6	8.6	0.37±0.04	0.20±0.05	0.1±0.1	0.13±0.05	0.16±0.09	No	3	2007–2008
HD 95698	54.1	6.2	0.34±0.07	0.12±0.05	0.09±0.02	0.11±0.04	0.12±0.05	Si	1	2008
HD 105211	19.7	4.1	0.3±0.1	0.09±0.04	0.08±0.04	0.06±0.04	0.07±0.02	No	1	2007
HD 139664	17.5	4.6	0.3±0.1	0.21±0.05	0.12±0.06	0.08±0.06	0.13±0.05	No	1	2007
HD 191408	6.0	5.3	0.31±0.09	0.13±0.02	0.12±0.01	0.10±0.03	0.13±0.03	Si	6	2007–2008
HD 199532	45.3	5.1	0.5±0.1	0.18±0.04	0.18±0.06	0.17±0.09	0.23±0.09	Si	5	2007–2008
HD 210277*	21.3	6.6	0.33±0.06	0.13±0.03	0.19±0.07	0.18±0.07	0.18±0.09	No	4	2007–2008
HD 217792	28.6	5.1	0.32±0.03	0.16±0.06	0.14±0.03	0.10±0.02	0.13±0.03	Si	7	2007–2008
HD 219482	20.6	5.7	0.4±0.1	0.16±0.03	0.15±0.08	0.15±0.05	0.17±0.06	No	5	2007–2008

(\*) Estrellas asociadas a planetas extrasolares detectados mediante velocidades radiales.

Para todas las observaciones de FOTOR se utilizó un mismo diafragma con una apertura de 15". Para cada estrella en particular se cambiaba la elección de un filtro neutro de acuerdo a su magnitud. FOTOR ofrecía la ventaja de medir los valores de polarización en los cinco filtros de manera simultánea lo que en la práctica significa un gran ahorro de tiempo y, además, asegura que las condiciones de cielo que afectan las observaciones de cada filtro sean similares.

Las polarizaciones finales se obtuvieron combinando los valores devueltos durante cada noche de observación por el programa de reducción provisto por el instrumento. Para dar la mayor confiabilidad posible a los valores finales sólo se consideraron aquellas observaciones que presentaran un número de cuentas relativamente constante durante la observación, sin evidencias de la presencia de velos o nubes. También se verificó que las cuentas de una y otra observación de un mismo sistema fueran similares en los 5 filtros. Se descartaron todas aquellas observaciones que por diversos motivos resultaran incompletas, o que su calidad fuera dudosa debido a la influencia del clima o por problemas del instrumento. La polarización instrumental para este instrumento es de 0.01 % (Orsatti et al. 2010). No se introdujo corrección por este valor. La razón para esto es que afecta de igual manera a todos los sistemas seleccionados y en la comparación estadística no va a influir severamente en la tendencia. Además, resulta del orden o menor que los errores de las mediciones.

### **3.3.1. Análisis de las mediciones de FOTOR**

En esta sección se comparan las mediciones polarimétricas de FOTOR de los sistemas con y sin evidencias de discos listados en las Tablas 3.2 y 3.1. En total se obtuvieron mediciones polarimétricas de 45 sistemas sin excesos en el infrarrojo y 12 sistemas con excesos, combinando estrellas individuales y sistemas binarios. En algunos casos se obtuvieron mediciones de ambas componentes del sistema binario, en esos casos las mediciones de cada componente se trataron como las de una estrella individual.



**Tabla 3.3:** Medianas y cantidad de objetos para las distribuciones de polarización medidas de las muestras de estrellas con y sin excesos infrarrojos observadas con FOTOR en los filtros *UBVRI*. También se dan los errores típicos de las polarizaciones para cada filtro ( $\Delta P$ ), y el resultado del test K-S para cada par de distribuciones

Muestra	Mediana					N
	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	
Sistemas con excesos	0.35	0.16	0.12	0.13	0.14	12
Sistemas sin excesos	0.39	0.16	0.14	0.12	0.17	45
$\Delta P$	0.10	0.05	0.05	0.05	0.06	–
Tests K-S	0.04	0.96	0.40	0.97	0.30	–

Para la comparación se construyeron las distribuciones de las mediciones de polarización para las dos muestras y se calcularon las medianas de cada una de ellas. Las Figuras 3.1, 3.2 y 3.3 muestran las distribuciones para las polarizaciones medidas con FOTOR. La Tabla 3.3 lista las medianas de las distribuciones para las muestras de sistemas con y sin excesos en los cinco filtros *UBVRI*, junto con los errores típicos que se obtuvieron para las mediciones de cada uno. Para determinar cuán similares o distintas resultaban las distribuciones se aplicó el test estadístico Kolmogorov-Smirnov (test K-S Press et al. 1992). Los resultados del test K-S también se listan en la Tabla 3.3. Esos valores representan la probabilidad que tienen dos distribuciones de objetos de pertenecer a una misma población por ejemplo, un valor de 1 indica que hay 100% de probabilidad de dos distribuciones pertenezcan a una misma población de objetos.

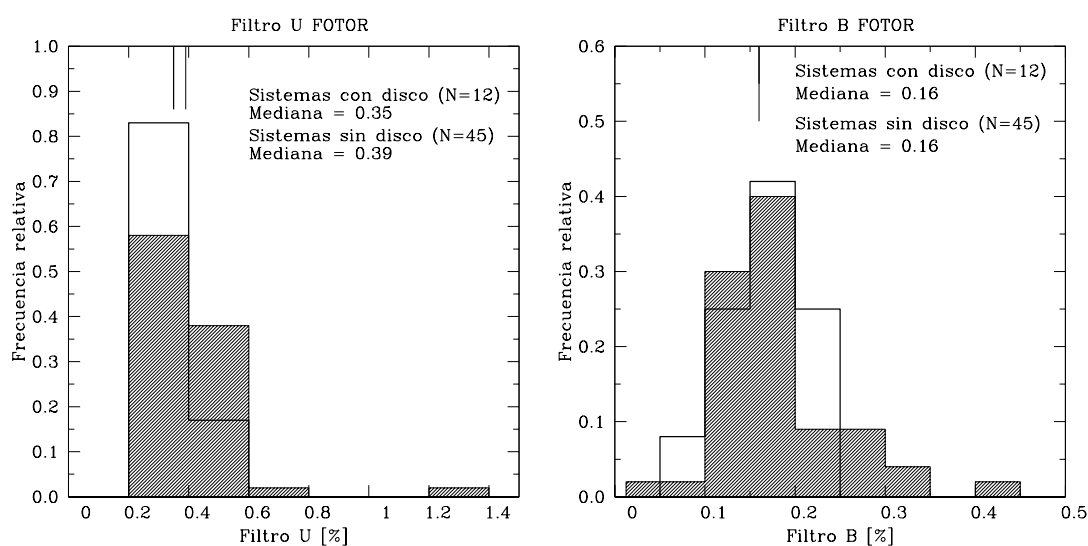
En general, los resultados del test K-S dados en la Tabla 3.3 no arrojaron diferencias significativas en las distribuciones de polarizaciones medidas con FOTOR de las muestras de sistemas con y sin excesos infrarrojos. Por otro lado, si bien las medianas de las distribuciones para un dado filtro no son idénticas, los errores típicos involucrados en la determinación de las polarizaciones resultantes, hace que resulten indistinguibles entre sí, no pudiéndose

identificar ninguna tendencia clara en las polarizaciones de los sistemas con y sin excesos infrarrojos.

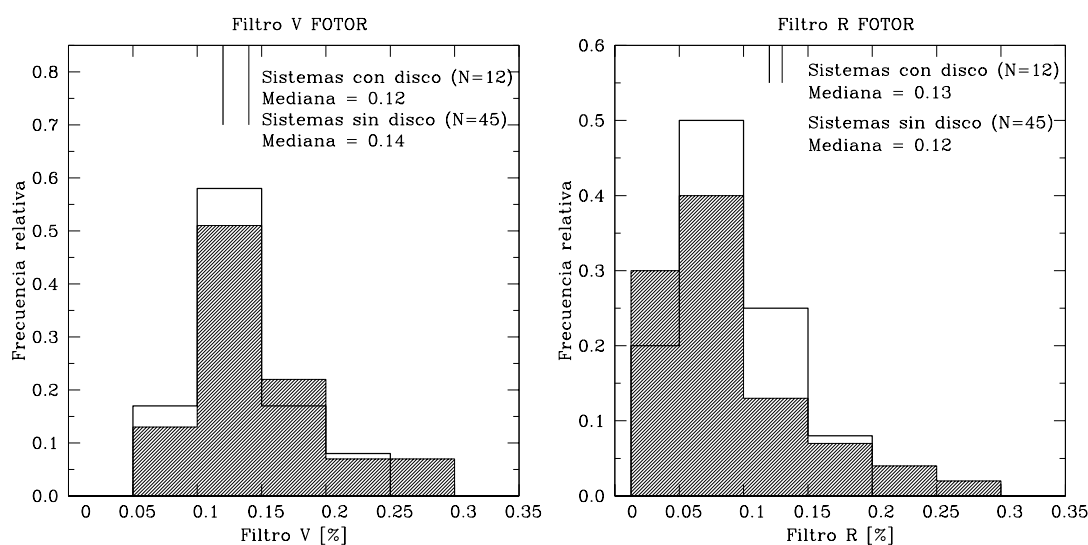
La muestra de sistemas sin excesos tiene una estrella cuyo valor de polarización en  $U$  resultó particularmente alto como se puede apreciar en la distribución de la Figura 3.1. Esta estrella es HD 109149B cuyo valor de polarización en  $U$  es  $P_U = 1.33 \pm 0.5\%$ . Este valor particularmente alto de polarización fue obtenido con las observaciones de una sola noche. Los valores de polarización en las cuatro bandas restantes son:  $P_B = 0.4 \pm 0.2\%$ ,  $P_V = 0.3 \pm 0.2\%$ ,  $P_R = 0.3 \pm 0.1\%$  y  $P_I = 0.5 \pm 0.3\%$ . Los valores medidos en los 4 filtros restantes son sensiblemente menores al valor en  $U$ .

Debido a la naturaleza de la fuente de la polarización de estos objetos no es esperable diferencias tan marcadas entre sus valores dentro del rango de longitudes de onda que cubren los filtros  $UBVRI$  como sucede en este caso con el filtro  $U$  respecto de las restantes cuatro bandas, las cuales resultan coherentes entre sí dentro de los errores. Por este motivo, estimamos que el valor medido de  $P_U$  para HD 109749 B es producido por fluctuaciones inherentes a la naturaleza del filtro  $U$ . Cabe mencionar que esos datos no fueron eliminados pues no se detectaron condiciones meteorológicas desfavorables durante las observaciones. Vale aclarar aquí que el filtro  $U$  es el que resulta menos confiable de los 5 y presenta las incertezas más grandes debido a la región espectral que cubre y a la influencia de la atmósfera en esa zona del espectro.

Finalmente, pueden compararse los valores medios de polarización medidos para los 5 filtros entre sí. Como se dijo, se espera que los valores no difieran significativamente unos de otros lo que aprecia en los valores listados en la Tabla 3.3: las mediciones de los filtros  $BVRI$  son coherentes entre sí dentro de los errores de las mediciones. Solamente los valores medios en el filtro  $U$  se apartan de los restantes filtros.



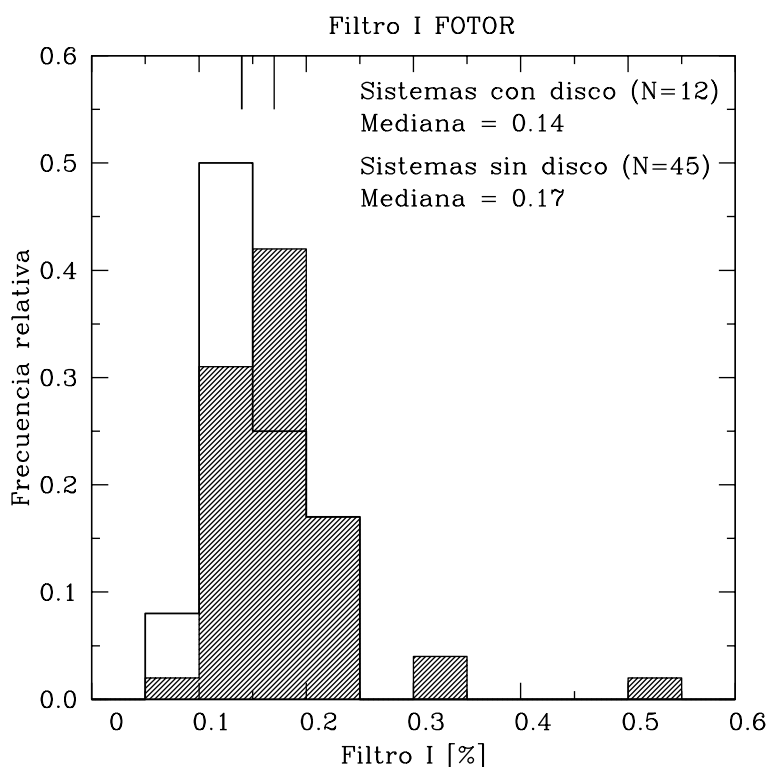
**Fig. 3.1:** Distribuciones de las mediciones de polarización en el filtro U (izquierda) y en el filtro B (derecha) para los sistemas con y sin excesos en el infrarrojo (histogramas vacío y sombreado, respectivamente). Las líneas en la parte superior del gráfico representan las medianas de cada distribución.



**Fig. 3.2:** Distribuciones para las polarizaciones medidas en los filtros V (izquierda) y R (derecha). Los histogramas vacíos corresponden a los sistemas con disco y el histograma sombreado a los sistemas sin disco. Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.

### 3.4. Mediciones polarimétricas de CASPROF

A partir del segundo semestre de 2008 y hasta el primer semestre de 2012, el proyecto de observaciones polarimétricas se continuó con el otro polarímetro disponible en CASLEO: CASPROF (CASLEO - PROFOEG).



**Fig. 3.3:** Distribuciones para las mediciones de FOTOR en el filtro I. Al igual que antes el histograma vacío corresponde a los sistemas con excesos y el histograma rayado a los sistemas sin excesos. En el gráfico se indican las medianas de cada distribución.

Al igual que FOTOR, CASPROF<sup>3</sup> es un fotopolarímetro que permite realizar mediciones polarimétricas en longitudes de onda del óptico mediante los filtros *UBVRI*. Además, tiene la capacidad de funcionar como fotómetro fotoeléctrico. El haz incidente es dividido en dos mediante un prisma de *Wollaston*. Este tipo de prismas tiene la propiedad de descomponer la luz que incide en dos componentes cuyas polarizaciones son perpendiculares entre sí, ya sea que la radiación incidente esté polarizada linealmente, o no. Cada nuevo haz es enviado a una fotomultiplicadora.

Una de las principales diferencias de CASPROF respecto de FOTOR es que se puede observar en un solo filtro por vez. En la práctica esto produce un

<sup>3</sup>Una descripción más completa del instrumento se da en: <http://www.casleo.gov.ar/instrumental/js-casprof.php>.

mayor consumo de tiempo respecto del tiempo que se utilizaba en el caso de FOTOR donde, los 5 filtros se observaban de manera simultánea. Sin embargo, las mediciones con CASPROF resultan más precisas. Debido al tiempo que requería completar las observaciones de un sistema en todos los filtros, y por las características de las mediciones en el filtro  $U$ , se decidió no observar con él y solamente medir las polarizaciones en  $BVRI$ .

Las mediciones con CASPROF se realizaron mediante observaciones compuestas de entre 4 a 8 integraciones con un tiempo de exposición de entre 60-120 segundos cada una, dependiendo de las condiciones del cielo. Al igual que con FOTOR, cada objeto se observaba al menos dos veces por noche en cada uno de los filtros. Es decir, que la observación completa de un objeto por noche requería alrededor de 1.5 horas, en promedio, para ser completada. Al inicio de cada secuencia de observación se medía la contribución del cielo para luego descontarla en las mediciones. Para las observaciones con CASPROF se utilizó un diafragma de 17" de apertura. Sólo se cambiaba entre observaciones el filtro neutro de acuerdo a la magnitud de la estrella. La reducción de los datos se hizo mediante una rutina escrita para lenguaje FORTRAN por el Dr. Ricardo Gil-Hutton y proporcionada por él. Para este instrumento no se introdujo corrección por polarización instrumental. Al igual que con FOTOR, los valores típicos de polarización para este instrumento son de  $\sim 0.01\%$  (Gil-Hutton & Benavidez 2003).

Las Tablas 3.4 y 3.5 listan los sistemas para los cuales se obtuvieron mediciones con CASPROF durante los 4 años de observaciones con este instrumento. La Tabla 3.4 corresponde a los sistemas sin excesos y la Tabla 3.5 a los sistemas con excesos. Los valores finales se derivaron combinando todas las observaciones obtenidas para cada sistema. Durante la reducción se eliminaron aquellos datos que resultaran incompletos o dudosos debido a las condiciones de cielo. Se verificó que las cuentas entre las diversas observaciones de un mismo sistema resultaran similares entre sí.

**Tabla 3.4:** Mediciones polarimétricas de la muestra de estrellas sin excesos infrarrojos observadas con CASPROF en los filtros BVRI. Además, se indica si se trata de sistemas binarios o individuales, el número de noches que cada sistema fue observado y en que años

HD #	d [pc]	V	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 142*	25.6	5.7	0.070±0.004	0.029±0.003	0.017±0.003	0.024±0.005	Si	4	2008–2011
HD 23754	17.9	4.2	0.03±0.01	0.040±0.006	0.035±0.005	0.049±0.005	No	6	2009–2011
HD 73526*	94.6	9.0	0.083±0.027	0.115±0.007	0.111±0.007	0.112±0.009	No	1	2009
HD 88745	–	10.7	0.139±0.011	0.170±0.009	0.160±0.009	0.15±0.014	No	6	2010–2012
TYC7708-2185-1	–	11.6	0.195±0.023	0.084±0.017	0.117±0.014	0.102±0.020	No	3	2010–2012
HD 97698	174.8	7.1	0.10±0.02	0.077±0.010	0.034±0.011	0.013±0.011	No	1	2009
HD 102365	9.2	4.9	0.096±0.041	0.096±0.015	0.038±0.008	0.103±0.008	No	3	2010–2012
HD 121504A*	44.4	7.5	0.093±0.005	0.074±0.004	0.070±0.004	0.080±0.003	Si	10	2009–2012
HD 121504B	44.4	9.2	1.896±0.016	2.068±0.008	2.003±0.008	1.721±0.007	Si	3	2012
HD 129502	18.7	3.9	0.163±0.014	0.068±0.010	0.039±0.005	0.064±0.007	No	3	2009–2012
HD 136352	14.5	5.6	0.064±0.015	0.063±0.013	0.021±0.010	0.041±0.006	No	5	2010–2011
HD 139664	17.5	4.6	0.103±0.013	0.053±0.007	0.030±0.004	0.055±0.004	No	10	2009–2010
HD 147513	12.9	5.4	0.312±0.031	0.056±0.015	0.074±0.019	0.050±0.008	Si	3	2010–2012
HD 177565	17.2	6.2	0.221±0.090	0.007±0.009	0.100±0.070	–	No	2	2010–2012
HD 189567	17.7	6.1	0.101±0.006	0.039±0.004	0.026±0.004	0.014±0.004	No	5	2009–2010
HD 212697	20.1	6.4	0.081±0.03	0.036±0.002	0.020±0.002	0.011±0.002	No	6	2009–2010
HD 222582*	41.9	6.4	0.067±0.003	0.035±0.003	0.031±0.001	0.029±0.003	Si	5	2009–2011

(\*) Estrellas asociadas a planetas extrasolares detectados mediante velocidades radiales.

**Tabla 3.5:** Mediciones polarimétricas de la muestra de estrellas con excesos infrarrojos observadas con CASPROF en los filtros BVRI

HD #	d [pc]	V	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 105	40.2	7.5	0.088±0.007	0.092±0.005	0.080±0.005	0.017±0.005	No	4	2009–2010
HD 2262	42.5	3.9	0.075±0.009	0.035±0.008	0.061±0.007	0.050±0.005	No	4	2009–2010
HD 10008	23.6	7.6	0.066±0.007	0.043± 0.003	0.052± 0.002	0.048±0.003	No	4	2009–2010
HD 10647*	17.3	5.5	0.096±0.007	0.040± 0.004	0.012±0.003	0.020±0.003	No	3	2009–2010
HD 17925	10.4	6.0	0.094±0.006	0.029± 0.003	0.020±0.002	0.023±0.002	No	6	2009–2010
HD 20320	36.8	4.8	0.074±0.007	0.029± 0.005	0.020±0.011	0.015±0.006	Si	4	2009–2011
HD 20631	36.6	5.4	0.087±0.014	0.046± 0.010	0.008±0.005	0.012±0.005	Si	2	2009
HD 22049*	3.2	3.7	0.048±0.009	0.054±0.004	0.053±0.005	0.049±0.008	No	3	2009–2010
HD 31392	25.9	7.6	0.114±0.006	0.023± 0.003	0.186±0.003	–	No	2	2009
HD 35850*	26.8	6.3	0.080±0.014	0.058±0.012	0.015±0.008	–	No	2	2011
HD 69830*	12.6	5.9	0.118±0.020	0.010±0.008	0.022±0.004	0.007±0.002	No	5	2009
HD 76151	17.1	6.0	0.221±0.044	0.032± 0.013	0.089±0.013	0.070±0.014	No	4	2009;2012
HD 82943*	27.4	6.5	0.113±0.013	0.052±0.007	0.013±0.008	0.048±0.012	No	9	2009–2012
HD 92945	21.6	8.6	0.090±0.007	0.083± 0.004	0.087±0.003	0.076±0.004	No	7	2009
HD 95698	53.1	6.2	0.075±0.006	0.012± 0.003	0.019±0.004	0.010±0.005	Si	10	2009–2012
HD 105211	19.7	4.1	0.039±0.013	0.054± 0.008	0.054±0.007	0.025±0.009	Si	3	2009
HD 105912	50.2	6.9	0.056±0.091	0.186± 0.055	0.274±0.043	0.414±0.032	No	1	2010
HD 109085	18.2	4.3	0.035±0.017	0.032±0.011	0.042±0.005	0.025±0.006	No	4	2010–2012

**Tabla 3.5:** Continuación de las mediciones polarimétricas de la muestra de sistemas con excesos infrarrojos observadas con CASPROF

HD #	d [pc]	V	$P_B$ [%]	$P_V$ [%]	$P_R$ [%]	$P_I$ [%]	Binaria?	N obs	Fecha
HD 115617*	8.5	4.7	0.072±0.015	0.051± 0.008	0.057±0.009	0.057±0.006	Si	5	2009
HD 118972	15.6	6.9	0.115±0.006	0.031± 0.005	0.017±0.004	0.013±0.003	No	5	2010-2011
HD 141943	–	7.8	0.107±0.027	0.018±0.015	0.031±0.007	0.004±0.008	No	12	2009-2012
HD 191089	53.5	7.2	0.101±0.007	0.067±0.003	0.066±0.004	0.084±0.004	No	6	2009-2010
HD 197481	9.9	8.6	0.049±0.018	0.027± 0.005	0.049±0.002	0.067±0.002	No	5	2009-2010
HD 199260	21.0	5.7	0.090±0.008	0.037± 0.004	0.014±0.003	0.005±0.004	No	2	2009
HD 202917	45.8	8.7	0.108±0.010	0.044± 0.005	0.009±0.004	0.015±0.007	No	3	2009;2011
HD 207129	15.6	5.6	0.089±0.005	0.035± 0.002	0.013±0.002	0.010±0.003	Si	5	2009-2010
HD 209253	30.1	6.6	0.071±0.006	0.020± 0.004	0.003±0.003	0.023±0.003	No	5	2009-2011
HD 217792	28.6	5.1	0.107±0.004	0.025±0.004	0.018±0.003	0.010±0.003	Si	4	2009;2011

(\*) Estrellas asociadas a planetas extrasolares detectados mediante velocidades radiales.



**Tabla 3.6:** Medianas y cantidad de objetos para las distribuciones de polarización medidas con CASPROF de las muestras de estrellas con y sin excesos infrarrojos en los filtros BVRI. También se dan los resultados del test K-S para las distribuciones en cada filtro y los errores típicos de las mediciones de CASPROF en cada filtro ( $\Delta P$ )

Muestra	Mediana				N
	B	V	R	I	
Sistemas con excesos	0.09	0.04	0.03	0.03	28
Sistemas sin excesos	0.08	0.04	0.03	0.05	23
$\Delta P$	0.02	0.02	0.03	0.01	–
Test K-S	0.8	0.4	0.3	0.5	–

### 3.4.1. Análisis estadístico de las mediciones con CASPROF

La reducción de los datos de CASPROF arrojó mediciones de polarización para un total de 51 sistemas: 28 estrellas asociadas a discos y 23 estrellas sin disco. Esto incluye tanto estrellas individuales como sistemas binarios. Los valores finales de las mediciones de CASPROF para las muestras de sistemas con y sin excesos se listan en las Tablas 3.4 (sistemas sin excesos) y 3.5 (sistemas con excesos). En el caso de sistemas binarios donde se obtuvieron datos para ambas componentes se listan los valores de cada una por separado.

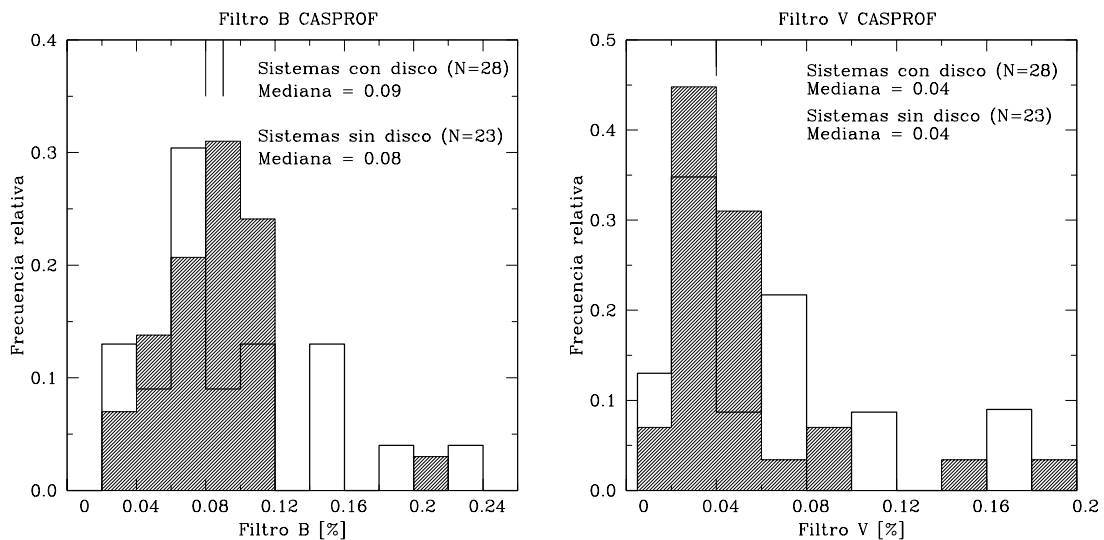
El procedimiento para la comparación estadística de las mediciones de las muestras con y sin excesos fue el mismo que el aplicado para los datos de FOTOR. La Tabla 3.6 lista los valores medios de polarización en los cuatro filtros, junto con los resultados del test estadístico K-S y los errores típicos en las mediciones.

Dentro de la muestra de sistemas sin disco está el caso de HD 121504B. La componente primaria de este sistema fue observada con el satélite *Spitzer* y no se detectaron excesos infrarrojos. Nuestras mediciones polarimétricas muestran que la componente B tiene valores de polarización de 1-2% en los 4

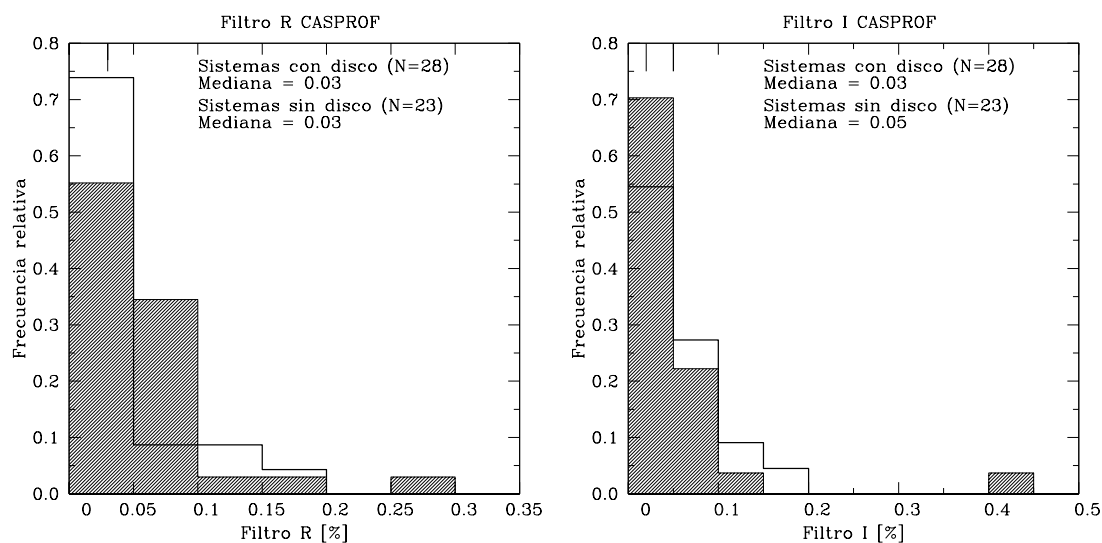
filtros utilizados en CASPROF, claramente mayor a los valores típicos encontrados como se puede apreciar en la Tabla 3.6. Este sistema fue descartado en la comparación estadística y se lo considerará posteriormente cuando se traten los sistemas particulares.

En las Figuras 3.4 y 3.5 se presentan las distribuciones de las polarizaciones medidas para los 4 filtros observados con CASPROF. Los histogramas vacíos corresponden a la muestra de estrellas con excesos de emisión en el infrarrojo mientras que, los histogramas sombreados a los sistemas sin excesos.

De acuerdo a los valores devueltos por el test K-S listados en la Tabla 3.6 las distribuciones de polarización de los sistemas con y sin excesos no resultan significativamente diferentes para ninguno de los filtros considerados. Además, las medianas de ambas muestras resultan indistinguibles cuando se consideran los errores típicos en las polarizaciones en cada filtro. En general, no se hallaron diferencias significativas en las polarizaciones medidas para los sistemas con y sin excesos infrarrojos.



**Fig. 3.4:** Distribuciones para las mediciones de polarización medidas con CASPROF en el filtro B (panel de la izquierda) y en el filtro V (panel de la derecha). Los histogramas vacíos corresponden a las distribuciones de los sistemas con excesos en emisión en el infrarrojo. Los histogramas sombreados a las estrellas sin excesos infrarrojos. Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.



**Fig. 3.5:** Distribuciones para las polarizaciones medidas con CASPROF en los filtros R e I (panel izquierdo y derecho, respectivamente). Los histogramas vacíos corresponden a las distribuciones de los sistemas con excesos en emisión y los histogramas sombreados a los sistemas sin excesos. Las líneas verticales en la parte superior representan las medianas de cada distribución.

### 3.5. Análisis estadístico de los valores de polarización de estrellas con discos *debris* del hemisferio norte y sur

En esta sección se combinan las observaciones polarimétricas realizadas para este trabajo de estrellas del hemisferio sur con un conjunto de observaciones polarimétricas de 109 estrellas del hemisferio norte pertenecientes al trabajo de tesis de Amelie Simon (Simon 2010). El objetivo es construir dos muestras lo más numerosas posibles. La primera compuesta de estrellas de tipo solar con excesos en emisión en el infrarrojo y una segunda de estrellas de similares características sin excesos en el infrarrojo para luego comparar estadísticamente las polarizaciones medidas de ambas.

El conjunto de sistemas observados en el trabajo de Simon A. (2010) constituye una muestra ideal para comparar y combinar con las observaciones de este trabajo ya que se compone de estrellas de similares características a las consideradas aquí: son estrellas cercanas (la más lejana se encuentra a 46 pc.), de tipos espectrales que van desde A hasta M en la secuencia principal, todas poseen mediciones polarimétricas cuya precisión es comparable a las

de este trabajo y además, son mediciones realizadas de manera totalmente independiente a las realizadas con CASPROF y FOTOR. Estos dos últimos ítems hacen que las estrellas observadas por Simon A. (2010) también sean una buena muestra de comparación para nuestras observaciones.

Las mediciones polarimétricas de las estrellas del hemisferio norte se realizaron con el instrumento *La Belle et la Bête* (La Bella y la Bestia), instalado en un telescopio de 1.6 m del observatorio *Mont Mégantic*<sup>4</sup>. Este fotopolarímetro, al igual que CASPROF, utiliza un prisma *Wollaston* para dividir el haz incidente en dos con polarizaciones ortogonales que son enviados a dos células fotoeléctricas. Más detalles sobre el instrumento se dan en el artículo de Manset & Bastien (1995). Las observaciones sólo se efectuaron en un filtro de banda ancha (FWHM~ 2410 Å) con una longitud de onda efectiva  $\lambda_{eff} = 7660$  Å denominado RG645. Este filtro se ubica aproximadamente en medio de las longitudes de onda donde se centran los filtros *R* e *I*. Para el filtro *R* la longitud de onda efectiva es  $\lambda_{eff} = 6900$  Å con un ancho a mitad de altura de FWHM= 1800 Å. En el caso del filtro *I*  $\lambda_{eff} = 8300$  Å y FWHM= 1500 Å. Para combinar nuestras observaciones con las observaciones polarimétricas en el filtro BGR645 adoptamos el promedio de las polarizaciones medidas en *R* e *I*. Debido al mecanismo que produce las polarizaciones que estamos analizando, no se espera que sus valores cambien drásticamente en el rango de longitudes de onda abarcado por estos filtros y tomar el promedio resulta razonable.

Los sistemas seleccionados por Simon (2010) pertenecen al programa DEBRIS<sup>5</sup> (*Disk Emission via a Bias-free Reconnaissance in the Infrared/ Sub-millimeter*) del telescopio espacial *Herschel*. Los objetos fueron elegidos sin consideración de la presencia de discos es decir, la presencia de excesos infrarrojos no era un requisito para su observación y fue necesario realizar un relevamiento en la bibliografía para recopilar la información existente acerca

---

<sup>4</sup>Sitio web del observatorio: <http://omm.craqa-astro.ca/index.en.php>.

<sup>5</sup>DEBRIS es un relevamiento limitado en flujo en la búsqueda de discos de tipo *debris* en 446 estrellas con tipos espectrales entre A y M.

de la presencia de excesos infrarrojos en estos sistemas. Como resultado del relevamiento de un total de 109 estrellas presentados en el trabajo de Simon (2010) 48 fueron clasificados como “sin excesos” y 20 como “con excesos” los restantes sistemas no pudieron ser clasificados ya que no se dispone de ningún tipo de observación en el infrarrojo que indique o descarte la presencia de disco.

En las Tablas 3.7 y 3.8 se listan las polarizaciones medidas para los sistemas clasificados como “sin excesos” y como “con excesos” respectivamente. En ambas tablas se listan los objetos pertenecientes a este trabajo junto con los sistemas correspondientes al trabajo de Simon (2010) que fueron clasificados como se describió en el párrafo anterior. La Tabla 3.9 lista los restantes 41 sistemas de la muestra de estrellas del hemisferio norte que no pudieron ser clasificadas. Estas estrellas serán analizadas posteriormente para identificar aquéllas que muestren polarizaciones por encima de los valores medios.

Los valores de polarización para las estrellas del hemisferio sur que se listan en las Tablas 3.7 y 3.8 corresponden a los promedios de los valores medidos en los filtro  $R$  e  $I$ . Para los sistemas que fueron observados con FOTOR los valores medidos fueron transformados mediante las expresiones (A.1.3) y (A.1.4) presentadas en el Apéndice A. En algunos casos, las mediciones polarimétricas de FOTOR transformadas al sistema de CASPROF, arrojaban valores negativos debido a las polarizaciones relativamente pequeñas medidas originalmente. En esas situaciones se le asignó el valor de 0. Valores negativos no tienen sentido físico. En los casos donde la estrella tuviera observaciones de FOTOR y CASPROF se prefirieron estas últimas ya que la precisión lograda con CASPROF en general, es mejor.

Los sistemas HD 121504B y HD 109749B aparecen listados en la Tabla 3.7 sin embargo, estas estrellas no se considerarán en la comparación estadística. Ambas son componentes secundarias de dos sistemas binarios para los cuales se tienen observaciones de *Spitzer* que descartan la presencia de discos en las correspondientes componentes primarias. Sin embargo, no

se tienen observaciones de las componentes secundarias que permitan inferir o no la presencia de discos en ellas. Ya que ambos sistemas presentan valores de polarización particularmente altos y que no pueden ser en principio, atribuidos a la presencia de discos, se las descarta en la comparación estadística para no incluir otras fuentes que pudieran originar la polarización observada.

Habiendo descartado los sistemas particulares mencionados en el párrafo anterior, la combinación de la muestra de sistemas del hemisferio sur más los del hemisferio norte resulta en un total de 157 sistemas con mediciones polarimétricas, 55 de ellos asociados a la presencia de disco y 102 sin evidencias de disco. Entre los sistemas con disco 21 tienen polarizaciones ( $P$ ) por encima de  $3\sigma$ , 11 tienen polarizaciones  $2\sigma < P < 3\sigma$  y las restantes 23 estrellas  $P < 2\sigma$ . Para la muestra de sistemas sin disco 18 tienen valores de polarización  $P > 3\sigma$ , 9 tienen  $2\sigma < P < 3\sigma$  y las restantes 75  $P < 2\sigma$ . La mayoría de las observaciones con valores de polarización  $P < 3\sigma$  provienen del trabajo de Simon (2010) y de las observaciones de FOTOR que no resultaron tan precisas. Todos los valores con  $P > 3\sigma$  provienen de observaciones de CASPROF.

La Figura 3.6 muestra las distribuciones para los conjuntos de estrellas con y sin excesos en el infrarrojo de la muestra combinada de estrellas del hemisferio sur y norte. La mediana correspondiente a la distribución de los sistemas con excesos es de 0.044% mientras que para la distribución de sistemas sin excesos es de 0.036%. Tales valores parecerían sugerir que los sistemas con evidencias de disco muestran en general, polarizaciones ligeramente mayores que los sistemas sin evidencia de disco. Sin embargo, dentro de los errores típicos ( $\Delta P \sim 0.035\%$ ) de las mediciones involucradas en la determinación de tales medianas resultan indistinguibles. La aplicación del test estadístico K-S indica que la probabilidad de 0.5 de que ambas distribuciones representen a una misma población. Si bien la manera en que se distribuyen los valores de polarización en ambas muestras no es idéntica, la probabilidad dada por el test K-S indica que la diferencia no es significativa.

Como se desprende del análisis en el párrafo anterior, los valores obser-

**Tabla 3.7:** Listado de polarizaciones medidas para estrellas sin excesos infrarrojos observadas con CASPROF y FOTOR desde el hemisferio sur y para las estrellas del hemisferio norte pertenecientes al trabajo Simon (2010)

Sistemas observados en este trabajo			Sistemas del hemisferio norte	
Sistema	$\bar{P}_{R+I}$ [%]	Instrumento	Sistema	$P_{7660\text{\AA}}$ [%]
HD 142	0.021±0.004	CASPROF	HD 10476	0.055±0.030
HD 739	0.009±0.023	FOTOR	HD 17206	0.060±0.034
HD 1237	0.071±0.070	FOTOR	HD 33564	0.033±0.033
HD 4391	0.016±0.016	FOTOR	HD 50692	0.074±0.061
HD 6434	0.040±0.047	FOTOR	HD 52711	0.073±0.041
HD 10360	0.183±0.156	FOTOR	HD 55575	0.018±0.033
HD 13445	0.067±0.082	FOTOR	GJ 271	0.046±0.024
HD 16141	0.110±0.080	FOTOR	HIP 37766	0.000±0.031
HD 20794	0.000±0.004	FOTOR	HD 58855	0.000±0.039
HD 23754	0.042±0.005	CASPROF	HD 69897	0.025±0.018
HD 31925	0.014±0.057	FOTOR	HD 75732	0.099±0.042
HD 38392	0.103±0.106	FOTOR	HD 76644	0.037±0.063
HD 39891	0.000±0.043	FOTOR	HD 78366	0.166±0.075
HD 43162	0.001±0.044	FOTOR	HD 79210	0.014±0.040
HD 51733	0.058±0.086	FOTOR	HD 82106	0.031±0.032
HD 62644	0.000±0.051	FOTOR	HD 84737	0.052±0.028
HD 68456	0.023±0.076	FOTOR	HD 86278	0.016±0.046
HD 70958	0.023±0.094	FOTOR	HD 89021	0.039±0.054
HD 73526	0.112±0.008	CASPROF	HD 89449	0.000±0.035
HD 75289	0.016±0.005	CASPROF	HD 90839	0.000±0.039
HD 84117	0.041±0.010	CASPROF	HIP 51317	0.020±0.037
HD 88745A	0.160±0.015	CASPROF	HD 95128	0.018±0.021
HD 88745B	0.124±0.017	CASPROF	HIP 53020	0.054±0.041
HD 92139	0.040±0.014	FOTOR	HIP 53767	0.000±0.030
HD 97698	0.024±0.011	CASPROF	HIP 54211	0.032±0.035
HD 99492	0.059±0.061	FOTOR	GJ 388	0.078±0.050
HD 102365	0.051±0.005	CASPROF	HD 95735	0.047±0.031
HD 109749	0.083±0.057	FOTOR	HD 97101	0.053±0.024
HD 109749B	0.334±0.181	FOTOR	HD 97603	0.090±0.055

**Tabla 3.7:** Continuación del listado de polarizaciones medidas para las estrellas sin excesos infrarrojos observadas con CASPROF y FOTOR y para las estrellas del hemisferio norte pertenecientes al trabajo de Simon (2010)

Sistemas observados en este trabajo			Sistemas del hemisferio norte	
Sistema	$\bar{P}_{R+I}$ [%]	Instrumento	Sistema	$P_{7660\text{\AA}}$ [%]
HD 114729	0.017±0.005	CASPROF	HD 100180	0.124±0.063
HD 121504A	0.060±0.030	CASPROF	HD 101501	0.068±0.049
HD 121504B	1.862±0.008	CASPROF	HD 103095	0.049±0.049
HD 129502	0.040±0.005	CASPROF	HD 103287	0.058±0.027
HD 134987	0.067±0.063	FOTOR	HD 108954	0.054±0.042
HD 136352	0.031±0.008	CASPROF	HD 110833	0.000±0.033
HD 139664	0.043±0.004	CASPROF	HD 111395	0.092±0.074
HD 141397	0.072±0.126	FOTOR	CCDM 13240+5456 A	0.035±0.036
HD 147513	0.009±0.003	CASPROF	HD 112413	0.031±0.042
HD 154088	0.017±0.004	CASPROF	HD 120136	0.079±0.038
HD 160032	0.000±0.045	FOTOR	HD 128165	0.000±0.037
HD 160691	0.013±0.076	FOTOR	HD 136923	0.029±0.030
HD 165499	0.083±0.012	CASPROF	CCDM 15278+2906 A	0.028±0.031
HD 168443	0.110±0.106	FOTOR	HD 140436	0.000±0.033
HD 169830	0.004±0.005	CASPROF	HD 144579	0.000±0.046
HD 177565	0.010±0.007	CASPROF	HD 151288	0.059±0.035
HD 179949	0.016±0.056	FOTOR	HD 154345	0.000±0.055
HD 181321	0.036±0.027	FOTOR	HD 157881	0.033±0.033
HD 188376	0.015±0.056	FOTOR	HD 184006	0.101±0.051
HD 189567	0.020±0.004	CASPROF	HD 265866	0.000±0.036
HD 196050	0.056±0.078	FOTOR		
HD 203608	0.040±0.066	FOTOR		
HD 212697	0.016±0.002	CASPROF		
HD 213240	0.081±0.072	FOTOR		
HD 216437	0.046±0.041	FOTOR		
HD 222582	0.030±0.002	CASPROF		

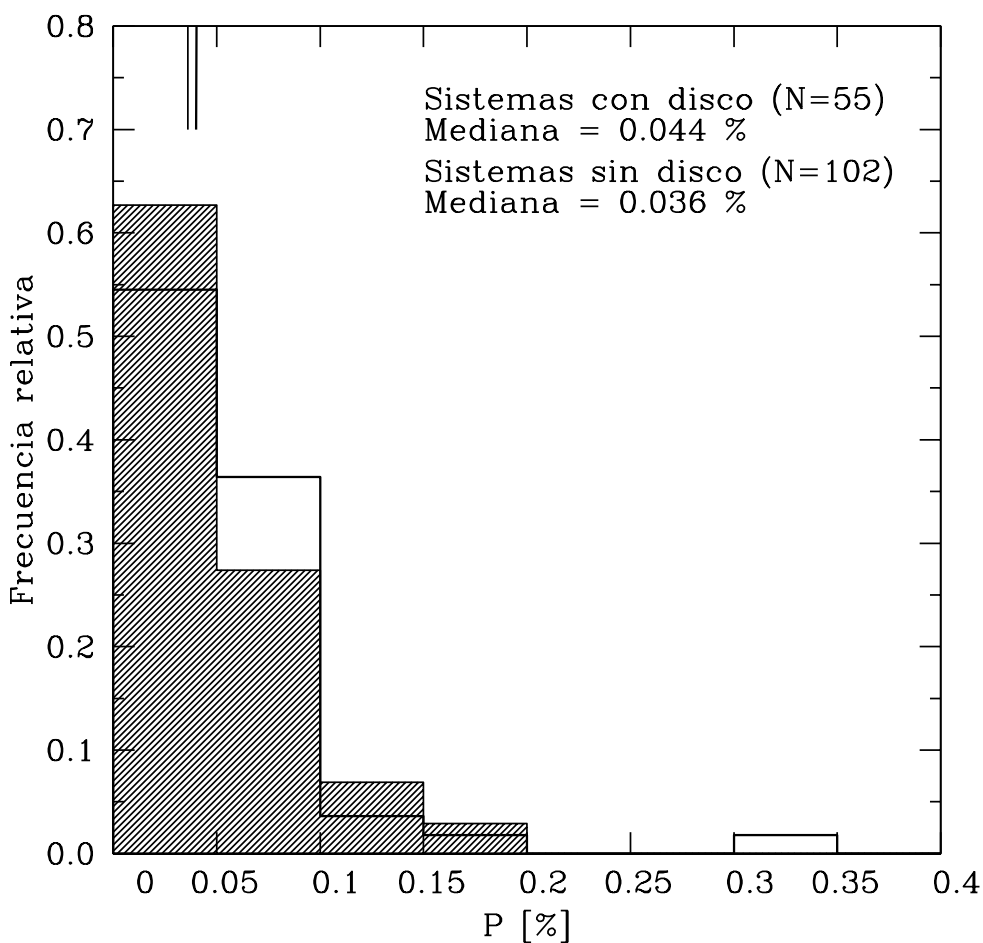


**Tabla 3.8:** Listado de polarizaciones medidas para las estrellas con excesos infrarrojos observadas con CASPROF y FOTOR desde el hemisferio sur y para las estrellas del hemisferio norte pertenecientes al trabajo de Simon (2010)

Sistemas observados en este trabajo			Sistemas del hemisferio norte	
Sistema	$\bar{P}_{R+I}$ [%]	Instrumento	Sistema	$P_{7660\text{\AA}}$ [%]
HD 105	0.049±0.005	CASPROF	HD 13161	0.022±0.039
HD 2262	0.056±0.006	CASPROF	HD 13974	0.024±0.041
HD 10008	0.050±0.003	CASPROF	HD 14055	0.084±0.047
HD 10647	0.016±0.003	CASPROF	HD 22484	0.043±0.045
HD 17925	0.022±0.002	CASPROF	HD 30495	0.055±0.035
HD 20320	0.018±0.009	CASPROF	HD 38678	0.000±0.035
HD 20631	0.010±0.005	CASPROF	HD 48682	0.078±0.060
HD 22049	0.051±0.007	CASPROF	HD 56537	0.050±0.031
HD 31392	0.186±0.003	CASPROF	HD 60179	0.067±0.025
HD 33262	0.026±0.054	FOTOR	HD 71155	0.000±0.043
HD 35850	0.008±0.004	CASPROF	HD 80081	0.029±0.031
HD 69830	0.015±0.003	CASPROF	HD 87696	0.010±0.039
HD 76151	0.010±0.005	CASPROF	HD 88230	0.082±0.048
HD 82943	0.013±0.008	CASPROF	HD 89125	0.064±0.033
HD 92945	0.082±0.004	CASPROF	HD 91312	0.029±0.040
HD 95698	0.017±0.005	CASPROF	HD 98231	0.070±0.032
HD 105211	0.040±0.008	CASPROF	HD 106591	0.084±0.033
HD 105912	0.344±0.038	CASPROF	HD 119850	0.116±0.093
HD 109085	0.046±0.004	CASPROF	HD 125162	0.026±0.043
HD 115617	0.057±0.008	CASPROF	HR 8799	0.070±0.025
HD 118972	0.015±0.004	CASPROF		
HD 139664	0.007±0.057	FOTOR		
HD 141943	0.057±0.005	CASPROF		
HD 191089	0.075±0.004	CASPROF		
HD 191408	0.016±0.035	FOTOR		
HD 197481	0.058±0.002	CASPROF		
HD 199260	0.010±0.004	CASPROF		
HD 199532	0.101±0.092	FOTOR		
HD 202917	0.012±0.006	CASPROF		
HD 207129	0.012±0.003	CASPROF		
HD 209253	0.013±0.003	CASPROF		
HD 210277	0.082±0.087	FOTOR		
HD 217792	0.014±0.003	CASPROF		
HD 219482	0.058±0.062	FOTOR		

**Tabla 3.9:** Listado de 41 sistemas pertenecientes al trabajo de Simon (2010) para las cuales no se encontraron evidencias que pudieran apoyar o descartar la presencia de discos en ellos

Sistema	$P_{7660\text{\AA}} [\%]$	Sistema	$P_{7660\text{\AA}} [\%]$
HD 115404	0.152±0.043	GJ 319 A	0.000±0.029
GJ 3522	0.103±0.036	CCDM 12337+4121 A	0.038±0.029
GJ 400 A	0.070±0.029	HD 133640	0.020±0.031
HD 110315	0.098±0.049	HD 122742	0.089±0.051
GJ 332 A	0.071±0.028	HD 137108	0.012±0.035
HD 101177	0.145±0.049	HD 79028	0.000±0.044
HIP 36208	0.011±0.030	HD 89269	0.046±0.052
HIP 34603	0.000±0.046	GJ 337 A	0.118±0.061
GJ 661 A	0.054±0.044	HD 82328	0.000±0.049
GJ 1093	0.170±0.120	HD 114378	0.023±0.038
HIP 49986	0.056±0.034	HD 58946	0.053±0.034
HIP 86287	0.000±0.033	GJ 335	0.054±0.054
HIP 38956	0.031±0.045	HD 78209	0.107±0.077
GJ 1230 A	0.083±0.050	HD 125161	0.024±0.028
HIP 66459	0.066±0.036	HD 104513	0.025±0.042
CCDM 15009+4526	0.065±0.038	HD 79439	0.124±0.071
HIP 67090	0.052±0.041	HD 102124	0.020±0.029
HD 128165	0.012±0.033	HD 95608	0.033±0.032
HIP 27188	0.000±0.030	HIP 13375	0.000±0.064
HIP 70218	0.035±0.036	HIP 37288	0.000±0.031



**Fig. 3.6:** Distribuciones de polarización para las muestras de estrellas del hemisferio sur y norte combinadas. El histograma rayado corresponde a la distribución de los sistemas sin excesos en el infrarrojo. El histograma rayado a 45 grados a los sistemas con excesos. Las medianas de cada distribución, junto con el número de sistemas en cada muestra, se dan en el rincón superior derecho del gráfico.

vados están en el límite de la capacidad de los instrumentos y las diferencias halladas resultan marginales. Dicho de otra manera, dentro de la precisión involucrada en las mediciones polarimétricas presentadas en este trabajo, los sistemas con y sin disco no muestran diferencias estadísticamente significativas en los valores de polarización para longitudes de onda comprendidas por los filtros *R* e *I*.

Esta tendencia concuerda con resultados obtenidos por otros autores. En su trabajo de tesis, Simon (2010) también encuentra una frecuencia baja de

sistemas con discos y polarizaciones altas: sólo un sistema con polarización  $P > 3\sigma$  (HD 115404, este sistema forma parte de las 41 estrellas de la Tabla 3.9 para las cuales no se encontraron mediciones en el infrarrojo que pudieran descartar o confirmar la presencia de disco en este sistema) y 3 sistemas con discos *debris* tienen polarizaciones  $2\sigma < P < 3\sigma$  (HD 60179, HD 98231 y HD 106591).

Chavero et al. (2006) miden la polarización en el óptico de una muestra de 38 estrellas de tipo Vega con discos *debris* detectados por IRAS. Encuentran un grupo de 6 sistemas cuya polarización no correspondería a la producida por el medio interestelar. Si bien esos objetos son más brillantes que los considerados en este trabajo, muestran una frecuencia baja de sistemas con polarizaciones altas ( $P > 3\sigma$ ) en sistemas con discos *debris*.

Mediante una técnica de imágenes polarimétricas de alto contraste en el infrarrojo cercano, Potter (2003) observa un total de 24 estrellas cercanas ( $d < 25$  pc), de tipos espectrales G0-K0 de secuencia principal y con edades del orden de  $\sim 10^8$  años. Posteriormente, observaciones del satélite *Spitzer* detectan la presencia de excesos infrarrojos en  $\lambda = 24-70 \mu\text{m}$  en 6 de ellos. Potter (2003) no detecta la presencia de radiación dispersada por un disco en ninguno de los 24 sistemas observados.

Los resultados de la comparación estadística presentada en esta sección junto con resultados de trabajos previos, sugieren que los discos *debris* no muestran grados de polarización altos o al menos, valores que los distinguen claramente de los sistemas sin discos asociados.

### **3.6. Análisis de la baja tasa de detección de polarización óptica en sistemas con discos *debris***

Existen varias causas que pueden hacer que la detección de polarización en discos *debris* sea difícil de medir. Una de las principales razones es la re-

lativamente baja masa de polvo que pueblan estos discos.

Al inicio de este capítulo se mencionó que las polarizaciones medidas para las estrellas en formación denominadas CTTS (edades de  $\sim 10^6$  años) mostraban valores en el óptico típicamente del orden de  $\sim 2\%$  mientras que los sistemas denominados WTTS (edades de  $\sim 10^7$  años), estrellas en un estado más avanzado en su evolución, difícilmente mostraban valores de polarización que alcanzaran el 2%. Este resultado, es totalmente coherente con el escenario donde el polvo de los discos es el responsable de la polarización y evidencia que, a medida los discos evolucionan, y la masa de polvo (capaz de producir polarización en el óptico) contenida en ellos disminuye, la polarización producida es menor. Por lo tanto, es razonable pensar que en sistemas tan evolucionados como los asociados a los discos *debris* (edades de  $\sim 10^8$ - $10^9$  años), las polarizaciones sean pequeñas.

Otro aspecto que afecta la posibilidad de detectar la polarización es la inclinación del plano del disco respecto a la dirección de la visual. Asumiendo un modelo donde la polarización es producida por la dispersión de la radiación de la estrella central, Bastien (1987) analizó distintos tipos de geometrías o posibilidades en cuanto a la forma en que los agentes dispersores podrían distribuirse alrededor de la fuente central. En el caso de que los agentes dispersores fueran electrones la expresión que se obtiene para la polarización es:

$$P_R \sim 2\tau(1 - 3\gamma)\text{sen}^2(i), \quad (3.1)$$

donde  $\tau$  es la profundidad óptica media,  $(1-3\gamma)$  es un factor que depende de la forma en que se distribuyen los agentes dispersores alrededor de un eje de simetría dado e  $i$  es el ángulo entre la visual y dicho eje.

Si por otro lado, se considera que los agentes dispersores son partículas de polvo esféricas distribuidas de alguna manera alrededor de un eje de simetría (como sería en el caso de los discos *debris*) la expresión que se obtiene para

la polarización es:

$$P_R \sim 3|F_{22}(k)N_2|\text{sen}^2(i), \quad (3.2)$$

donde al igual que en la ecuación (3.1),  $i$  es el ángulo entre el eje considerado y la visual,  $N_2$  es un factor que depende de cómo se distribuyen las partículas de polvo y  $F_{22}$  es un coeficiente que determina la dependencia de la polarización con la longitud de onda. Lo importante de las expresiones (3.1) y (3.2) es que toda la geometría del problema queda contenida en los factores  $(1-3\gamma)$  y  $|F_{22}(k)N_2|$  y puede verse que, independientemente de cual sea ésta, la polarización generada por mecanismos de dispersión depende de  $\text{sen}^2(i)$ .

Por ejemplo, en el caso de que las partículas de polvo productoras de la polarización se encuentren distribuidas en un disco el eje de simetría es perpendicular al plano que contiene al disco y pasa por el centro del mismo. Para un disco visto de canto  $i = 90^\circ$  mientras que para uno visto de frente es  $i = 0^\circ$ . De acuerdo a esto los discos cuyos planos sean paralelos a la dirección de la visual ( $i = 90^\circ$ ) son los que mostrarán los valores de polarización más altos. Para aquellos discos cuyo plano este contenido en el plano del cielo ( $i = 0^\circ$ ) la polarización observada será nula.

En principio, no hay razón para pensar que los discos tendrán inclinaciones apropiadas ( $i = 90^\circ$ ), como para que la polarización observada sea la máxima posible, y por lo tanto, en la mayoría de los sistemas observados se va a tener una disminución en la polarización observada debido a una inclinación diferente de  $90^\circ$ . Es decir que, la relativamente baja polarización producida por la masa de polvo de los discos *debris*, resulta en una polarización observada menor debido a la inclinación del disco respecto de la dirección de la visual. Sin embargo, es importante destacar que, si bien no se conoce exactamente la inclinación de cada uno de los sistemas analizados, ésta no puede tener valores extremos cercanos a  $i = 0^\circ$ . La razón está en la manera en que han sido detectados: a través de excesos en emisión. Para que dichos excesos sean apreciables es necesario que la inclinación del disco no esté muy

alejada de  $90^\circ$  ya que, de otra manera, se recibe mucha radiación directa de la estrella, y una cantidad mucho más pequeña de radiación reprocessada por el polvo (la responsable del excesos en emisión en el infrarrojo) que se volvería indetectable dentro de la radiación estelar. No obstante esto no garantiza que la inclinación sea la óptima, y siempre hay que tener en cuenta que el factor  $\sin^2(i)$  va a producir una disminución en la polarización que es posible medir.

Otra de las razones de que los sistemas con y sin disco no muestren diferencias claras, es que al utilizar un diafragma de  $15''$ , junto con la fracción de radiación estelar reprocessada y polarizada en el disco, se observa una fracción mayor de radiación no polarizada proveniente directamente de la estrella. La radiación no polarizada de la estrella “cubre” la fracción de radiación polarizada del disco. Por ejemplo, en el caso de AU Mic, Graham et al. (2007) utilizando la técnica coronográfica para bloquear la radiación proveniente de la estrella, determinan una polarización que varía entre el 5% y el 40% en la banda  $V$ , dependiendo de la distancia radial a la estrella. En el caso de  $\beta$  Pictoris Gledhill et al. (1991) determinan una polarización de  $\sim 17 \pm 3\%$  en la banda  $R$  utilizando también coronografía. Por otro lado, Krivova et al. (2000) determinan para  $\beta$  Pictoris una polarización de 0.2% cuando se integra la luz estelar directa y la radiación polarizada del disco.

### 3.7. Sistemas particulares

La polarización observada en los discos *debris* es producida mediante la dispersión de una fracción de la radiación estelar por las partículas de polvo que pueblan esos discos por lo tanto, sus características dependen del polvo que la produce. Aplicando un modelo que describa el proceso mediante el cual tiene lugar la polarización es posible estimar características de las partículas de polvo por ejemplo: tamaños y la masa total del polvo responsable de la polarización.

Con el objetivo de caracterizar los granos de polvo de discos *debris* median-

te las mediciones polarimétricas obtenidas se seleccionaron un conjunto de sistemas particulares que muestran valores de polarización altos de acuerdo al estudio estadístico en la sección 3.5. Con el objetivo de descartar un posible origen interestelar a la polarización medida se aplicó la ley empírica de *Serkowsky* (Serkowski et al. 1975) que describe la dependencia de la polarización producida por el polvo interestelar con la longitud de onda. Finalmente, se utiliza un modelo sencillo que describe un mecanismo para producir la polarización y que permita estimar el tamaño del polvo responsable de la polarización observada en los sistemas seleccionados.

### 3.7.1. Identificación de sistemas con polarización alta

Para determinar cuáles sistemas tienen polarizaciones por encima de la media que muestran los sistemas con evidencias de disco se define el parámetro  $\chi_n$  de la siguiente manera:

$$\chi_n = \frac{P_n^{\text{obs}} - \bar{P}_n}{\sigma_{P_n}}, \quad (3.3)$$

donde  $P_n^{\text{obs}}$  es la polarización observada para el filtro “ $n$ ” considerado ( $n$  puede ser alguno de los filtros *BVRI*),  $\bar{P}_n$  es la polarización media en filtro “ $n$ ” y  $\sigma_{P_n}$  es el error en la medición de la polarización  $P_n^{\text{obs}}$ .

Utilizando el parámetro  $\chi_n$  se identificaron aquellos sistemas cuya polarización medida resultó  $3\sigma_{P_n}$  veces por encima de la polarización media de la muestra de sistemas con excesos infrarrojos esto es:  $P_n^{\text{obs}} \geq 3\sigma_{P_n} + \bar{P}_n$ . La Tabla 3.10 lista los sistemas que cumplen este requisito en al menos uno de los filtros. Hay que destacar que todos ellos pertenecen a la muestra observada con CASPROF. Para cada uno se listan las polarizaciones correspondientes y el valor de  $\chi_n$  para cada banda. La misma definición de  $\chi_n$  se aplicó a los sistemas del hemisferio norte que no pudieron ser clasificadas como “con excesos” o “sin excesos” listadas en la Tabla 3.9. Ninguno de esos sistemas cumple el requisito de  $P_n^{\text{obs}} \geq \bar{P}_n + 3\sigma_{P_n}$ . Al final de la Tabla 3.10 se incluyen las estre-



llas HD 121504B y 109749B que habían sido descartadas en la comparación estadística.

Para algunos sistemas las polarizaciones medidas resultan particularmente significativas de acuerdo al valor de  $\chi_n$  como los casos de HD 31392, HD 92945, y HD 191089. El caso de HD 121504B es un caso excepcional y claramente las polarizaciones medidas se apartan de los valores típicos de la muestra de sistemas sin disco. HD 149089B es la otra estrella (junto con HD 121504B) que fue descartada de la estadística debido a que las polarizaciones observadas eran particularmente altas y no se tenían mediciones de *Spitzer* que permitieran descartar o apoyar la presencia de disco. De acuerdo a la definición de  $\chi_n$  si bien los valores medidos se apartan de la media de los sistemas sin disco, los errores relativamente grandes de las mediciones hacen que este “apartamiento” no sea significativo.

### **3.7.2. Ajuste de la ley de Serkowski**

En la década de 1970 Serkowski (Serkowski et al. 1975) determinó una ley empírica que describe la dependencia de la polarización producida por el polvo que se encuentra en el medio interestelar en función de la longitud de onda para la región del espectro comprendida por el óptico. Dicha ley tiene la siguiente expresión:

$$P_\lambda = P_{\max} \exp[-K \ln^2(\lambda_{\max}/\lambda)], \quad (3.4)$$

donde  $P_\lambda$  es el porcentaje de polarización en la longitud de onda  $\lambda$  y  $P_{\max}$  es la polarización máxima que ocurre en la longitud de onda  $\lambda_{\max}$ .  $K$  es un parámetro que inicialmente Serkowski había fijado a  $K = 1.15$ . Sin embargo, posteriormente, diferentes autores comenzaron a utilizar  $K$  como un parámetro libre que permitía mejorar los ajustes a los datos observacionales (ver por ejemplo, Whittet et al. 1992). Consecuentemente, además del valor estándar de  $K = 1.15$  dado inicialmente por Serkowski, existe actualmente un rango

**Tabla 3.10:** Listado de sistemas con polarizaciones observadas ( $P_n^{\text{obs}}$ )  $3\sigma$  por encima de la media para los sistemas con excesos infrarrojos

Sistema	$B$	$\chi_B$	$V$	$\chi_V$	$R$	$\chi_R$	$I$	$\chi_I$
HD 105	0.088±0.007	1.1	0.092±0.005	11.0	0.080±0.005	6.5	0.017±0.005	-5.3
HD 10008	0.066±0.007	-2.0	0.043±0.003	2.0	0.052±0.002	4.0	0.048±0.003	1.3
HD 22049	0.048±0.009	-3.6	0.054±0.004	4.3	0.053±0.005	1.1	0.049±0.008	0.7
HD 31392	0.114±0.006	5.7	0.023±0.003	-4.7	0.186±0.003	46.2	-	-
HD 92945	0.090±0.007	1.4	0.083±0.004	11.5	0.087±0.003	13.2	0.076±0.004	8.1
HD 105912	0.056±0.091	-0.3	0.186±0.055	2.7	0.274±0.043	5.3	0.414±0.032	11.6
HD 109085	0.027±0.009	-5.9	0.028±0.009	-1.0	0.057±0.003	3.2	0.035±0.005	-1.7
HD 141943	0.108±0.050	0.6	0.050±0.021	0.6	0.060±0.004	3.1	0.053±0.006	1.6
HD 191089	0.101±0.007	3.0	0.067±0.003	10.0	0.066±0.004	4.6	0.084±0.004	10.1
HD 197481	0.049±0.018	-1.7	0.027±0.005	-2.0	0.049±0.002	0.8	0.067±0.002	11.8
HD 217792	0.107±0.004	6.8	0.025±0.004	-3.0	0.018±0.003	-9.8	0.010±0.003	-11.2
HD 121504 B	1.896±0.016	113.6	2.068±0.008	253.3	2.003±0.008	245.8	1.721±0.007	240.6
HD 109749 B	0.328±0.186	1.4	0.195±0.175	0.9	0.236±0.132	1.5	0.432±0.230	1.7

de valores típicos que puede considerarse de  $\sim 0.6$  a  $\sim 2.0$  para la polarización producida por el medio interestelar (Whittet et al. 1992; Weitenbeck 2004).

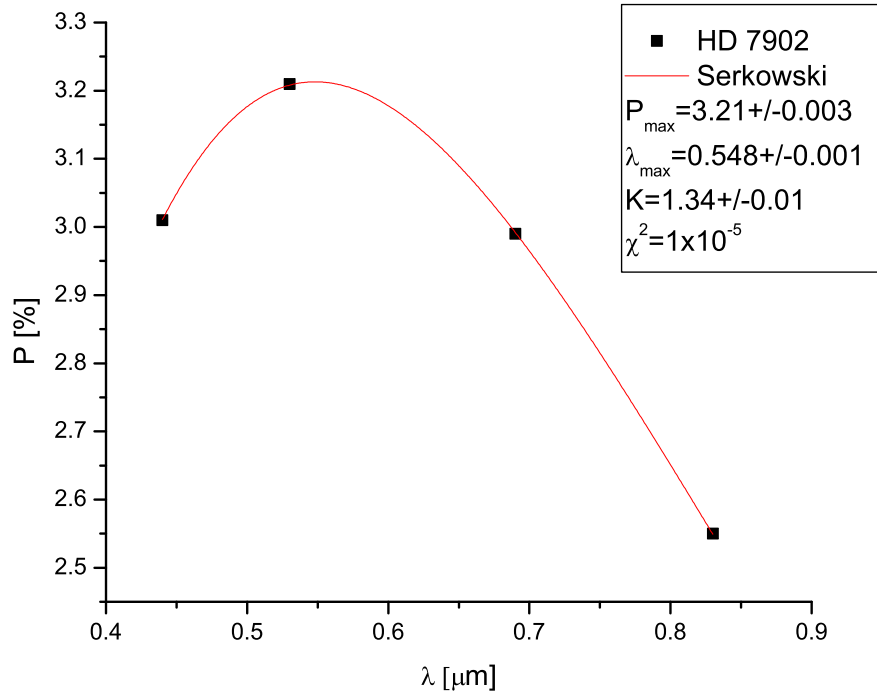
En la Figura 3.7 se presenta, a modo de ejemplo, un ajuste de la ley de Serkowski para una estrella cuya polarización es producida por el medio interestelar: HD 7902. La distancia a esta estrella es del orden de 1.5 Kpc mucho mayor que las distancias típicas de los sistemas analizados en este trabajo ( $d \sim 30$  pc). Las mediciones polarimétricas pertenecen al trabajo de Weitenbeck (2004). Este ejemplo muestra que la ley de Serkowski es un modelo adecuado para la polarización producida por el medio interestelar. Nótese los valores de polarización relativamente altos en comparación con los listados en la Tabla 3.8, así como también, la diferencia de valor de alrededor de  $\Delta P \geq 1\%$  entre el máximo de polarización y el medido en el filtro  $I$ .

El objetivo aquí es utilizar la ley empírica de Serkowski (3.4) para intentar reproducir las polarizaciones medidas en los sistemas seleccionados. Si la ley de Serkowski falla en reproducir con claridad las polarizaciones medidas será evidencia de que las polarizaciones observadas en los sistemas listados en la Tabla 3.10 no son de origen interestelar apoyando la idea de un origen intrínseco para la misma debido a la presencia del polvo en los discos.

Para el procedimiento de ajuste se utilizó el método de minimización de  $\chi^2$  definido de la siguiente manera:

$$\chi^2(P_{\max}, \lambda_{\max}, K) = \frac{1}{n^{\text{eff}} - p} \sum_n w_n [P_n^{\text{obs}} - P_n^{\text{Ser}}(\lambda, \lambda_{\max}, P_{\max}, K)]^2, \quad (3.5)$$

donde  $P_n^{\text{obs}}$  es la polarización medida en el filtro “ $n$ ”,  $P_n^{\text{Ser}}(\lambda, \lambda_{\max}, P_{\max}, K)$  es la polarización dada por la expresión (3.4) para los parámetros  $\lambda_{\max}$ ,  $P_{\max}$  y  $K$  en la longitud de onda  $\lambda$  correspondiente a la longitud de onda efectiva del filtro “ $n$ ”. La resta  $d = n^{\text{eff}} - p$  se denomina “grados de libertad” del ajuste y es la diferencia entre el número de puntos a ser ajustados  $n^{\text{eff}}$ , (4 en este caso, uno por cada filtro), y  $p$  el número de parámetros libres ( $P_{\max}$ ,  $\lambda_{\max}$  y  $K$  o, dos



**Fig. 3.7:** Ejemplo de ajuste de la ley de Serkowski para HD 7902 a  $\sim 1.5$  Kpc del Sol cuya polarización es producida por las partículas de polvo que se encuentran en el medio interestelar. En la figura se dan los valores de los parámetros  $P_{\max}$ ,  $\lambda_{\max}$  y  $K$  junto con el valor de  $\chi^2$ . Nótese el excelente acuerdo entre la ley de Serkowski en línea continua, y las polarizaciones observadas representadas por los cuadrados. El valor de  $\chi^2$  corresponde a la expresión (3.5) con  $w_n = 1$ . Los valores de polarización fueron tomados del trabajo de Weitenbeck (2004).

si  $K$  es fijo). Finalmente,  $w_n = 1/\sigma_n^2$  donde  $\sigma_n$  es el error de cada medición en el correspondiente filtro “ $n$ ”. El factor  $w_n$  es un “peso” que le adjudica mayor importancia a las mediciones con mayor precisión.

Dado que  $K$  ha sido considerado por otros autores como un parámetro libre se realizaron dos ajustes: primero permitiendo que  $K$  varíe libremente para obtener el valor que optimice el ajuste y luego manteniéndolo fijo a  $K = 1.15$ . Los valores resultantes de los dos ajustes se listan en la Tabla 3.11. Al final de la tabla se incluyeron las estrellas HD121504B y HD109749B. En la Figura 3.8 se presentan las curvas resultantes para los dos ajustes realizados en cada estrella. En línea continua se representan los ajustes donde  $K = 1.15$  y en línea de puntos los ajustes donde  $K$  se dejó variar libremente.

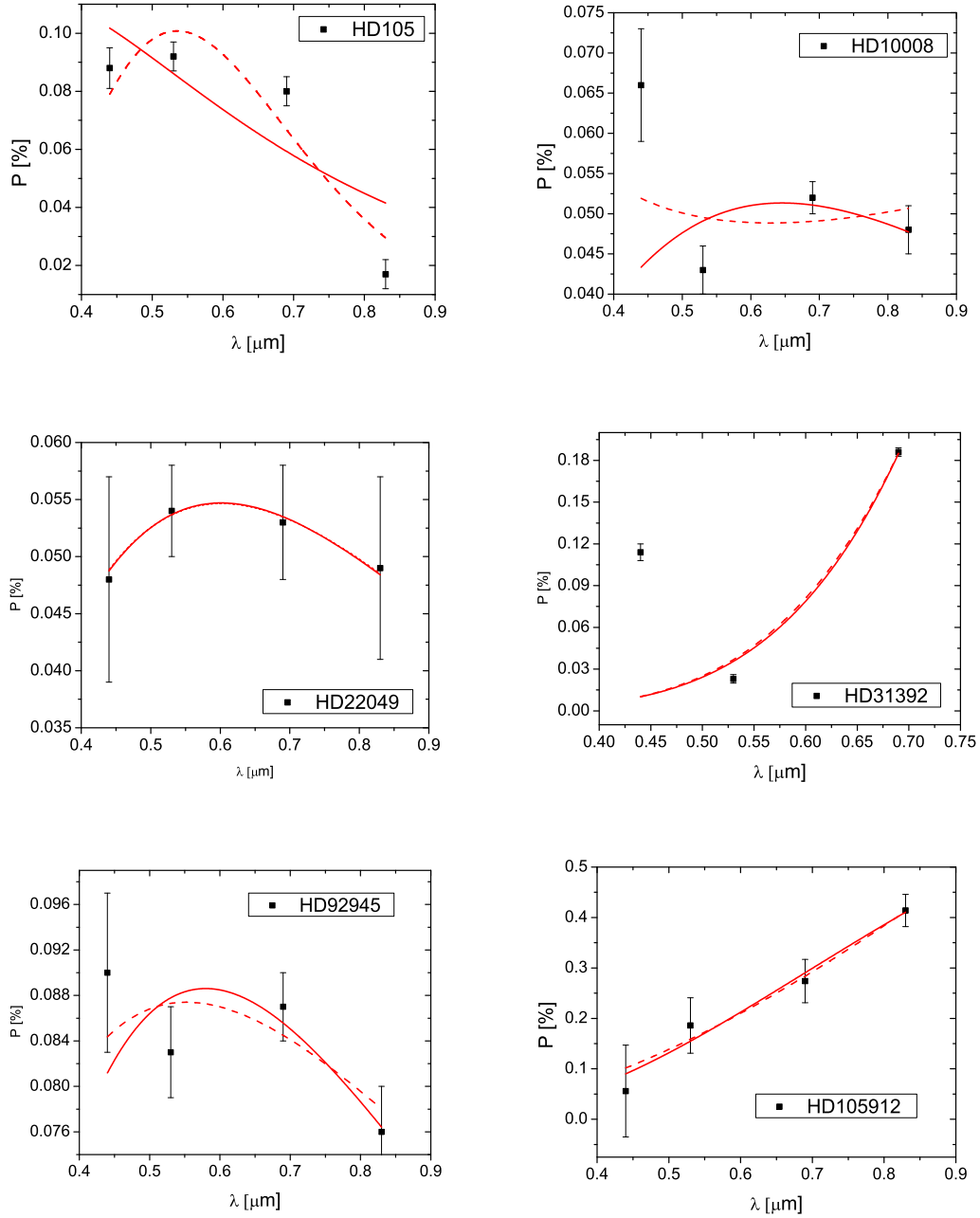
A continuación se discuten los resultados obtenidos de los ajustes para cada uno de los sistemas. Para decidir si la ley de Serkowski representa de manera adecuada las polarizaciones observadas será necesario no sólo considerar el valor de  $\chi^2$  sino también, verificar que el valor del parámetro  $K$  sea cercano al valor estándar dado por Serkowski originalmente, o esté al menos dentro del rango de valores que suelen darse en la literatura para  $K$ . Para ello se comparan los valores de  $K$  con los que se obtienen de estrellas con polarización producida por el medio interestelar como las presentadas Whitte et al. (1992) y Weitenbeck (2004). En algunos casos el valor de  $\chi^2$  indica que el ajuste es bueno pero el valor de  $K$  resultante está totalmente fuera del rango de valores aceptables.

Para  $\chi^2$  se adoptan los siguientes criterios: para los ajustes donde se tienen 3 parámetros libres el valor de  $\chi^2$  debe ser  $\sim 4$ . Valores por encima de 4 indican que la curva teórica definida en la expresión (3.4), calculada a partir de  $K$ ,  $P_{\max}$  y  $\lambda_{\max}$  pasa lejos de las polarizaciones observadas y la ley de Serkowski constituye un mal modelo a las polarizaciones observadas. En el caso de los ajustes donde se ha fijado el valor de  $K = 1.15$  y se tienen dos parámetros libres el valor esperado es  $\chi^2 \sim 2$ . Al igual que antes valores muy por encima de 2 son indicios de que el ajuste no es bueno.

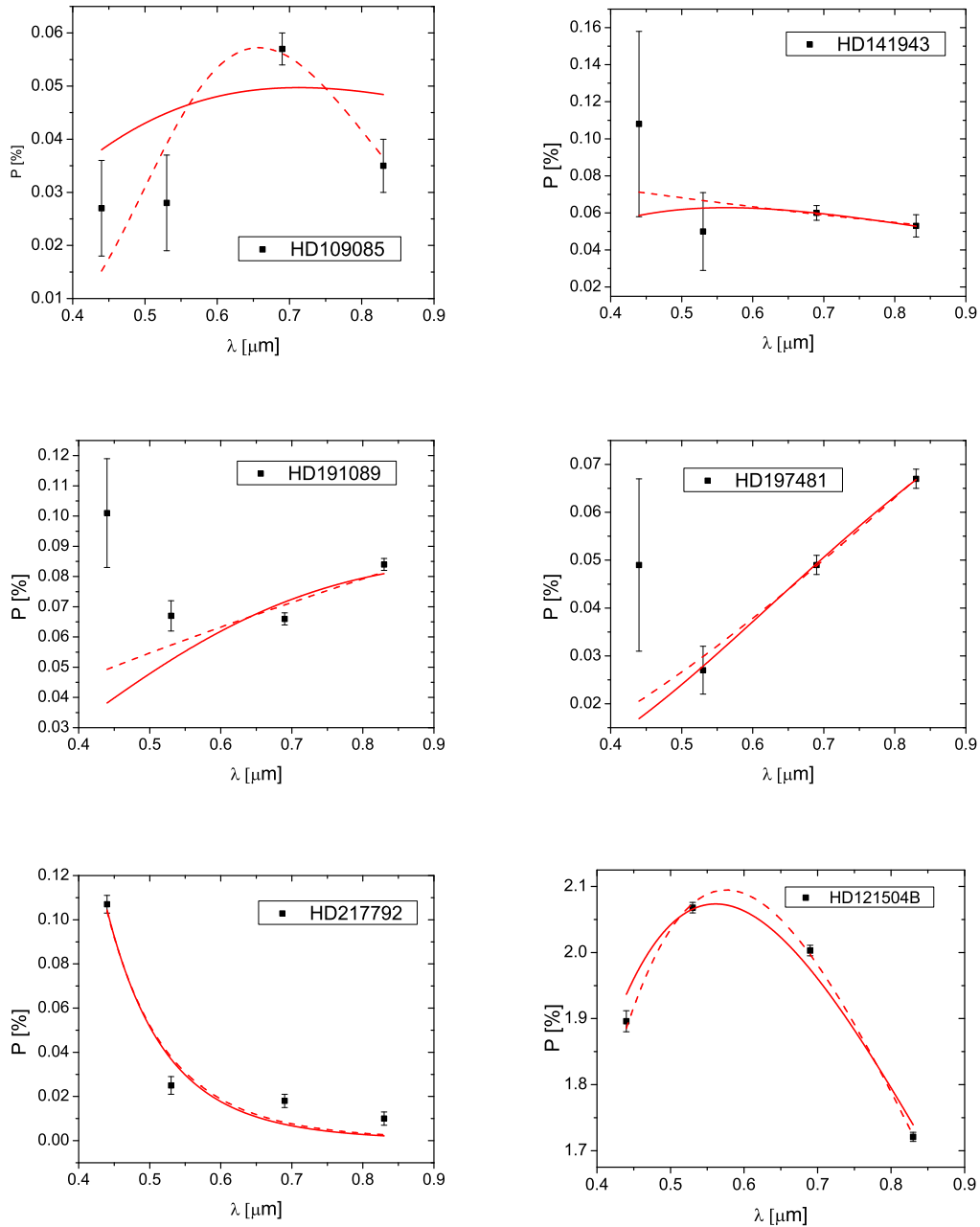
Por otro lado, valores muy por debajo de 4 o de 2 (según corresponda) no son necesariamente indicadores de que el ajuste es bueno. En general, cuando el valor resultante de  $\chi^2$  es muy pequeño suele ser consecuencia de errores altos en los datos observados que se quieren modelar. Por lo tanto, para considerar aquí que la ley de Serkowski constituye una buena representación a las polarizaciones observadas en cada sistema los valores de  $\chi^2$  deben ser cercanos a los valores definidos anteriormente para cada tipo de ajuste.

**Tabla 3.11:** Valores resultantes para los ajustes de la ley de Serkowski con  $K$  libre y con  $K = 1.15$  para los sistemas listados en la Tabla 3.10

Sistema	$P_{\max}$ [%]	$\lambda_{\max}$ [ $\mu\text{m}$ ]	$K$	$\chi^2$	$P_{\max}$ [%] ( $K = 1.15$ )	$\lambda_{\max}$ [ $\mu\text{m}$ ] ( $K = 1.15$ )	$\chi^2$
HD 105	0.10±0.02	0.53±0.05	6±5	18.0	0.11±0.01	0.32±0.03	23.2
HD 10008	0.05±0.01	0.6±0.4	0±3	11.8	0.051±0.004	0.6±0.1	7.4
HD 22049	0.055±0.004	0.60±0.08	1±2	0.03	0.0546±0.0003	0.601±0.009	0.01
HD 31392	25	3.9	1.6	-	404±6034	9±23	317
HD 92945	0.087±0.005	0.5±0.1	1±1	2.8	0.089±0.003	0.58±0.04	1.6
HD 105912	4±70	9±144	0±2	0.5	0.7±0.2	1.7±0.2	0.3
HD 109085	0.057±0.006	0.65±0.04	8±4	3.4	0.049±0.007	0.7±0.3	9.1
HD 141943	0.1±0.3	0±3	0±3	1.2	0.062±0.007	0.6±0.1	0.7
HD 191089	7±4076	1×10 <sup>5</sup> ±1×10 <sup>6</sup>	0±4	18.9	0.08±0.02	1.0±0.3	15.4
HD 197481	0±10	10±216	0±3	2.9	0.10±0.02	1.5±0.2	1.6
HD 217792	730±156223	0±1	1±19	27.5	55±243	0.04±0.03	14.3
HD 121504 B	2.095±0.009	0.576±0.004	1.46±0.08	1.7	2.06±0.02	0.568±0.009	13.0
HD 109749 B	0.192±0.008	0.584±0.004	-6.6±0.5	0.004	0.38±0.08	0.7±0.2	0.5

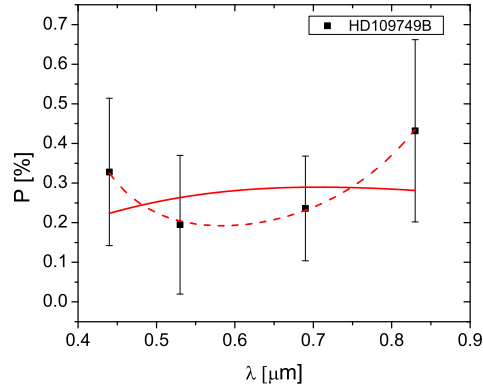


**Fig. 3.8:** Ajustes finales de la ley de Serkowski para los sistemas seleccionados con polarizaciones por encima de la media.



**Fig. 3.8:** Continuación. Ajustes finales de la ley de Serkowski para los sistemas seleccionados con polarizaciones por encima de la media.





**Fig. 3.8:** Continuación. Ajustes finales de la ley de Serkowski para los sistemas seleccionados con polarizaciones por encima de la media.

### HD 105

Para HD 105 la ley de Serkowski no reproduce de manera satisfactoria las polarizaciones observadas en los filtros *BVRI*. El caso del menor  $\chi^2$  da un valor de  $K$  altamente indeterminado  $K = 6 \pm 5$ . Dentro de la alta indeterminación,  $K$  podría tomar valores cercanos a 1.15 para este sistema. Sin embargo, el valor de  $\chi^2 \sim 18$  para este ajuste está por encima de  $\sim 4$  lo que indica un ajuste pobre. El caso donde  $K = 1.15$  fijo, da un valor de  $\chi^2 \sim 23$ .

### HD 10008

El ajuste de menor  $\chi^2$  se obtiene cuando  $K$  está fijo. En ese caso  $\chi^2 \sim 7$  es mayor que el valor  $\chi^2 \sim 2$  aceptable para un buen ajuste. Hay que notar que en el caso donde  $K$  se deja como un parámetro libre este resulta altamente indeterminado  $K = 0 \pm 3$  tomando valores dentro y fuera del rango aceptable. Por lo tanto, se concluye que la ley de Serkowski falla en reproducir las polarizaciones observadas para este sistema.

### **HD 22049**

En el caso de HD 22049 los valores de  $\chi^2$  resultan particularmente bajos para los dos ajustes realizados. El ajuste con  $K = 1.15$  fijo, es el que tiene el menor  $\chi^2 \sim 0.01$ . En el caso donde  $K$  se deja como un parámetro libre el valor de  $K = 1 \pm 2$  tiene una incerteza alta lo que se refleja en un  $\chi^2 \sim 0.03$  mayor que para  $K$  fijo. A pesar del bajo valor de  $\chi^2$  no se puede afirmar que este sistema responda bien a la ley de Serkowski pues el valor de  $\chi^2$  es 2 órdenes de magnitud menor a los valores aceptables. Esta situación puede deberse a que los errores estimados para este sistemas resultaron igualmente altos para los cuatro filtros.

### **HD 31392**

HD 31392 es un caso particular ya que las mediciones obtenidas con CAS-PROF en el filtro I no resultaron aceptables y fueron descartadas. El ajuste dejando 3 parámetros libres deja indeterminado el valor de  $\chi^2$  ya que los grados de libertad en ese caso son 0. Para el caso donde  $K = 1.15$  fijo, el ajuste es pobre dando un valor alto de  $\chi^2 = 317$  mostrando que este sistema no seguiría la ley de Serkowski.

### **HD 92945**

El ajuste con el menor valor de  $\chi^2 \sim 1.6$  se obtiene fijando  $K = 1.15$ . Cuando se deja  $K$  libre este resulta con una indeterminación alta  $K = 1 \pm 1$  pero dentro de los valores aceptables para  $K$ . En ese caso el valor de  $\chi^2 \sim 2.8$ . Los valores de  $\chi^2$  resultantes de ambos ajustes y el valor de  $K$  obtenido indican que la ley de Serkowski reproduce aunque de manera marginal las polarizaciones que se han observado en este sistema. Es decir, las polarizaciones medidas para HD 92945 podrían ser debidas al medio interestelar.

### **HD 105912**

En el caso de HD 105912 el ajuste con los 3 parámetros libres resulta en valores con una indeterminación alta, lo cual es razonable si se observa en la Figura 3.8 cómo se distribuyen las observaciones: es difícil establecer un máximo de polarización para este sistema ( $P_{\max}$ ) y una longitud de onda donde se produce dicho máximo ( $\lambda_{\max}$ ). El valor de  $\chi^2 \sim 0.5$  resulta menor que el valor aceptable de 4 para un buen ajuste. El valor de  $K = 0 \pm 2$  resulta con una indeterminación alta aunque dentro del rango de valores aceptables para este parámetro. Por otro lado, cuando se fija el valor de  $K$ ,  $\chi^2 \sim 0.3$  menor a 2, el valor aceptado para un buen ajuste. Por lo tanto, debido a los valores de  $\chi^2$ , la ley de Serkowski no constituye un buen modelo para reproducir las polarizaciones observadas en este sistema.

### **HD 109085**

Para este sistema el ajuste dejando  $K$  como un parámetro libre devuelve el menor valor de  $\chi^2$ . En ese caso  $K = 8 \pm 4$ , lo que está fuera del rango de valores típicos de  $K$  para la polarización del medio interestelar. Por lo tanto, debe concluirse de acuerdo a este ajuste que la polarización observada no parece ser consecuencia del medio interestelar a pesar de que el valor de  $\chi^2 \sim 3.4$  indicaría que el ajuste es aceptable. Cuando se impone que  $K = 1.15$ ,  $\chi^2 = 9.1$  muestra que el ajuste es pobre y la ley de Serkowski no reproduce de manera adecuada la polarización observada en este sistema.

### **HD 141943**

En este caso el ajuste con los 3 parámetros libres da una indeterminación alta en los 3 como se puede verificar en la Tabla 3.11. Para  $\chi^2$  resulta  $\chi^2 \sim 1.2$  debajo del valor 4 para un ajuste aceptable. Cuando se fija el valor de  $K$ ,  $P_{\max}$  y  $\lambda_{\max}$  quedan mejor determinados sin embargo, el valor de  $\chi^2 \sim 0.7$  indica que el ajuste de la ley de Serkowski a este sistema no es bueno y que las polarizaciones observadas no serían consecuencia del medio interestelar.

### **HD 191089**

Este caso es similar a HD 141943 en el sentido de que en ambos casos los ajustes donde se dejan los 3 parámetros libres, los 3 quedan pobremente determinados. En el caso de HD 191089 el  $\chi^2 \sim 19$  resulta mayor que el valor de 4 aceptado para un buen ajuste. Cuando se fija  $K = 1.15$ ,  $P_{\max}$  y  $\lambda_{\max}$  quedan mejor determinados pero el valor de  $\chi^2 \sim 15$  indica que el ajuste no es bueno y que la ley de Serkowski no reproduce de manera satisfactoria las polarizaciones observadas en este sistema.

### **HD 197481**

El ajuste para este sistema con  $K$  libre tiene una alta indeterminación en los 3 parámetros  $P_{\max}$ ,  $\lambda_{\max}$  y  $K$ , aunque el valor de  $\chi^2 \sim 3$  no difiere significativamente del valor de 4 tomado de referencia para un buen ajuste. El ajuste mejora cuando se fija el valor de  $K$  ya que  $P_{\max}$ ,  $\lambda_{\max}$  quedan mejor determinados y el valor de  $\chi^2 \sim 1.6$  es similar al valor de 2 aceptado como referencia para un buen ajuste en el caso de 2 parámetros libres. Por lo tanto, la ley de Serkowski constituye una buena aproximación a las polarizaciones medidas para este sistema dentro de los errores de las mediciones.

### **HD 211792**

En este caso los ajustes con 2 y 3 parámetros libres resultan pobres ya que sus valores tienen incertezas muy altas y los  $\chi^2$  resultantes son de 27 (3 parámetros libres) y 14 (2 parámetros libres) indicando que la ley de Serkowski no reproduce de manera satisfactoria las polarizaciones correspondientes a este sistema.

### HD 121504B

Este sistema se distingue del resto por los valores de polarización altos que muestra. Ambos ajustes (con  $K$  libre y  $K$  fijo) devuelven parámetros que quedan bien determinados y ambos muestran un buen acuerdo en los valores de  $P_{\max}$  y  $\lambda_{\max}$  resultantes. La principal diferencia entre ambos es que cuando se fija el valor de  $K = 1.15$  la calidad del ajuste empeora. Sin embargo, el valor de  $K = 1.46 \pm 0.08$  que resulta del ajuste con  $K$  libre está en total acuerdo con los valores dados en la literatura para este parámetro.

La estrella HD 121504B (A2  $V = 9.2$ ) se la ha asociado a la estrella HD 121504 A (d= 44 pc, G2 V,  $V = 8$ ,  $5.4 \times 10^9$  años) a la cual se le ha detectado la presencia de un planeta mediante la técnica de velocidades radiales. Sin embargo, HD 121504 B tiene movimientos propios ( $\mu_{\alpha} \cos \delta = -15.0 \pm 1.5$  mas/año  $\mu_{\delta} = -2.3 \pm 1.4$  mas/año) que difieren de los de HD 121504 A ( $\mu_{\alpha} \cos \delta = -250.5 \pm 0.7$  mas/año  $\mu_{\delta} = -84.0 \pm 0.8$  mas/año), lo que pone en duda su asociación física con HD 121504 A (Roell et al. 2012). Por otro lado, estimaciones de distancias dan valores de  $\sim 500$  pc para HD 121504 B (van Leeuwen 2007), lo concuerda con que la alta polarización observada para esta estrella tendría un origen interestelar.

### HD 109749B

HD 109749B ha sido confirmada que se encuentra asociada físicamente a HD 109749A a la cual se le ha detectado un planeta con  $m_p \sin(i) = 0.3 M_{\text{Júpiter}}$  (Desidera & Barbieri 2007; Roell et al. 2012). Para esta estrella el ajuste con  $P_{\max}$ ,  $\lambda_{\max}$  y  $K$  libre da un valor de  $K$  fuera del rango esperado para este parámetro. El  $\chi^2 \sim 0.004$  para ese ajuste. Fijando el valor de  $K = 1.15$  la calidad del ajuste es más pobre en el sentido de que con los mismos  $\sigma_n$  que en el ajuste con 3 parámetros libres, el valor de  $\chi^2$  aumenta a 0.5. De acuerdo al criterio adoptado la ley de Serkowski no es una buena aproximación a las polarizaciones observadas. Sin embargo, hay que destacar que los errores resultantes para las mediciones hacen que (si bien las polarizaciones medidas

aparecían por encima de la media), esto no sea significativo y el análisis sobre este sistema no es concluyente.

### **Consideraciones finales sobre los ajustes**

En términos generales, los ajustes muestran que el valor del parámetro  $K$  queda, en la mayoría de los sistemas, pobremente determinado. Esto justifica el hecho de tomar fijo su valor en 1.15. Como se vio previamente, al proceder de esta manera los  $\chi^2$  resultantes eran menores que cuando se dejaba  $K$  como parámetro libre. Notar que, como los  $\sigma_n^2$  son los mismos para ambos ajustes (de un mismo sistema) una disminución en el valor de  $\chi^2$  indica que la curva teórica se acerca más a las polarizaciones observadas.

Los sistemas HD 105, HD 109085, HD 121504 B y HD 109749 B fueron los casos donde  $K$  queda mejor determinado, aunque nuevamente las indeterminaciones son grandes. Sin embargo, en los casos de HD 109085 y HD 109749 B  $K$  toma valores apartados de los propuestos en la literatura de  $K \sim 0.6$  a  $\sim 2.0$ . En los casos de los sistemas HD 105, HD 10008, HD 22049, HD 92945, HD 105912, HD 141943, HD 191089, HD 197481, HD 217792 los valores resultantes del ajuste debido a la alta indeterminación cubren un rango de valores dentro de los que pueden considerarse aceptables como también fuera del mismo. HD 121504 B es el sistema para el que mejor queda determinado el valor de  $K = 1.46 \pm 0.08$  siendo este un valor que está de acuerdo con los valores típicos que se dan en la literatura.

Por otro lado, los valores de  $P_{\max}$  y de  $\lambda_{\max}$  quedan, en general, mejor determinados excepto en casos extremos como HD 105912, HD 191089, HD 197481, HD 217792 donde puede apreciarse a partir de los gráficos de la Figura 3.8 que resulta difícil definir donde se encuentra el máximo debido a como se distribuyen las mediciones. Los parámetros  $P_{\max}$  y de  $\lambda_{\max}$  definen aproximadamente la altura de la curva y el lugar donde se produce el máximo, respectivamente.

El valor de  $K$  determina cuán abierta o cerrada resulta la curva y depende fuertemente de la diferencia entre los valores de polarización medidos en los distintos filtros ya que, las longitudes de ondas donde se ubican las mediciones en los gráficos quedan fijas a las  $\lambda_{\text{eff}}$  de los filtros. El principal motivo por el cual este parámetro queda pobremente determinado en la mayoría de los sistemas es que los valores observados de polarización en los filtros *BVRI* no difieren significativamente entre sí para los objetos estudiados lo que hace que queden aproximadamente alineados en una recta casi horizontal que corresponde al valor  $K = 0$ . Si bien en algunos casos donde se ha descartado la ley de Serkowski, como por ejemplo HD 22049, los puntos no parecen alinearse en una recta hay que destacar las escalas relativamente pequeñas de los gráficos de la Figura 3.8 las cuales pueden compararse con la del gráfico de la Figura 3.7 para una estrella con polarización interestelar.

El hecho de que  $K$  quede pobremente determinado debido a que las polarizaciones en los distintos filtros no resultan muy distintas una de otras concuerda con la idea de un origen intrínseco para las polarizaciones observadas para los sistemas de la Tabla 3.10. Si las polarizaciones observadas en estos sistemas se han producido por el polvo presente en un disco no se esperan diferencias significativas en las polarizaciones medidas en el rango de longitudes de onda cubierto por los filtros *BVRI*.

Para resumir los resultados de la aplicación de la ley de Serkowski: el análisis de los ajustes para los sistemas con evidencias de disco listados en la Tabla 3.10 que mostraron polarizaciones por encima de la media de la muestra indica que la mayoría de estos sistemas, la ley de Serkowski no constituye un buen modelo para reproducir las polarizaciones observadas en ellos lo que refuerza la idea de que las polarizaciones que se midieron para estos sistemas tendrían un origen intrínseco debido a la presencia de polvo en un disco.

### 3.7.3. **Sobre las partículas de polvo responsables de la polarización óptica**

Un modelo que describa un mecanismo que intente explicar cómo se produce la polarización observada en los discos *debris* permite tener una idea de las características y propiedades del polvo responsable de producir dicha polarización. En esta sección se aplica el modelo descrito por Simmons (1982) a los sistemas identificados en la sección anterior.

El modelo asume una estrella ubicada en el origen de un sistema de coordenadas  $r, \theta, \phi$  la cual emite radiación no polarizada ( $I_0$ ) de manera isotrópica. A su alrededor se encuentra una distribución de partículas de polvo caracterizada por la densidad numérica  $n(r, \theta, \phi)$  donde la radiación estelar es dispersada. Las partículas se asumen esféricas y la dispersión simple es decir, la radiación interactúa una sola vez con las partículas de polvo y luego escapa. Esta es una buena aproximación para los discos *debris* ya que, a diferencia de discos por ejemplo, en estrellas en formación, son medios ópticamente delgados además, se sabe que la dispersión múltiple produce polarización circular la cual ha sido observada en pocas ocasiones en estrellas jóvenes ( $\sim 10^6$  años) con discos masivos. Mayormente se observa polarización lineal en estos sistemas jóvenes por lo cual es razonable encontrar este mismo tipo de polarización en discos relativamente menos masivos. El modelo considera además dispersión de tipo Mie<sup>6</sup>.

A partir de ese modelo, Bastien (1987) analiza diferentes tipos de geometrías para la manera en que se distribuyen los agentes dispersores (partículas de polvo en este caso) y obtienen que para un disco plano cuya densidad de polvo viene dada por una expresión de la forma  $n(r, \theta, \phi) = \delta(\theta - \pi/2)n'(r)$  (se asume que existe simetría para el ángulo  $\phi$ ) la polarización producida viene dada en primera aproximación por:

---

<sup>6</sup>Cuando las partículas dispersoras tienen tamaños mayores o comparables a la longitud de onda de la radiación dispersada se hace necesario considerar la solución analítica dada por Gustav Mie para la dispersión de radiación electromagnética por partículas esféricas.



$$P \simeq \left(\frac{15}{4}\right) \text{sen}^2 i |N' \bar{F}_{2;2}|, \quad (3.6)$$

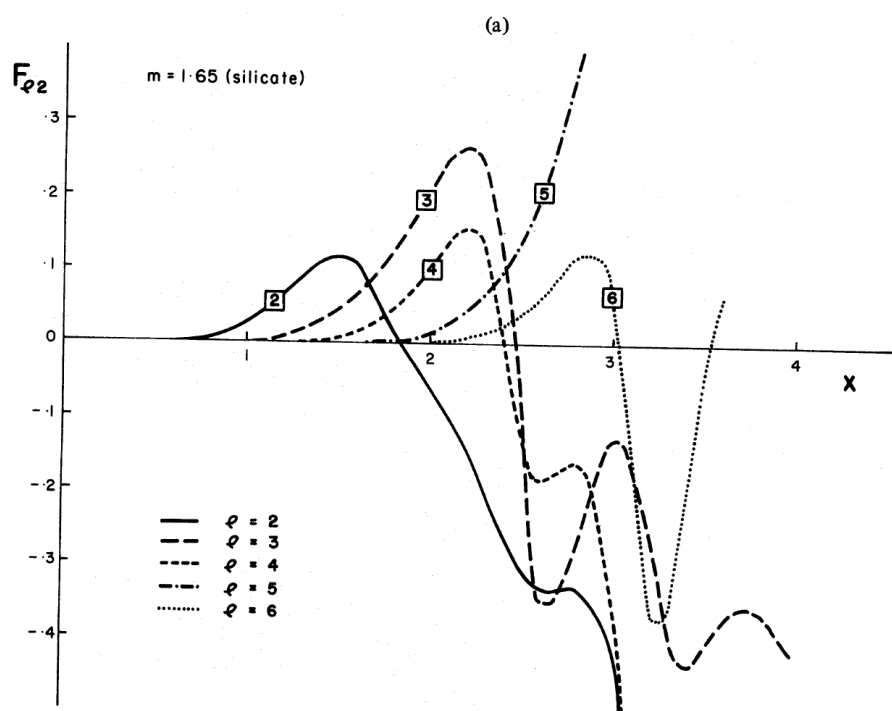
donde  $i$  es el ángulo entre el eje de simetría del disco y la dirección de la visual,  $N' = \int_0^\infty n'(r) dr$  es la cantidad total de granos de polvo responsables de producir la polarización. Este número se puede relacionar con la masa total ( $M$ ) de granos de polvo a través de la densidad ( $\rho$ ) de la siguiente manera:

$$N' = \frac{M}{m} = \left(\frac{3}{4}\right) \left(\frac{1}{\pi D^3}\right) \left(\frac{M}{\rho}\right) \quad (3.7)$$

donde  $m$  es la masa de una partícula de polvo individual. Aquí se ha supuesto un único tamaño de partícula definido por el radio  $D$ . En el caso de que las partículas se encuentren compuestas por silicatos astronómicos, la densidad  $\rho$  usualmente se toma alrededor de  $3 \text{ g/cm}^3$  (Laor & Draine 1993; Wyatt 2008).

El factor  $\bar{F}_{22}$  en la relación (3.6) contiene toda la dependencia de la polarización con la longitud de onda y es función de la relación  $x = 2\pi D/\lambda$ . En la Figura 3.9 se muestra un gráfico extraído del trabajo de Simmons (1982) de la dependencia de diferentes  $F_{l2}$  con  $x$ . El gráfico se ha construido asumiendo que las partículas de polvo se encuentran compuestas de silicatos definidos por el índice de refracción  $m=1.65$ . En primera aproximación interesa la forma de  $F_{22}$ .

A partir de la Figura 3.9 se puede concluir que la primera aproximación es muy buena para valores de  $x \leq 2.0$ . Si bien para valores de  $x > 2$  los términos de  $F_{l2}$  con  $l > 2$  pueden ser importantes, Simmons (1982) muestra que la forma que adquiere la dependencia de la polarización para los valores de  $x > 2$  depende fuertemente de la forma de  $F_{22}$ . Esto puede apreciarse más claramente en la Figura 3.10 donde se muestran las contribuciones relativas de  $F_{22}$  y  $F_{42}$  a la polarización resultante. La contribución de  $F_{62}$  no se muestra ya que resulta muy pequeña en comparación. Puede verse que la polarización

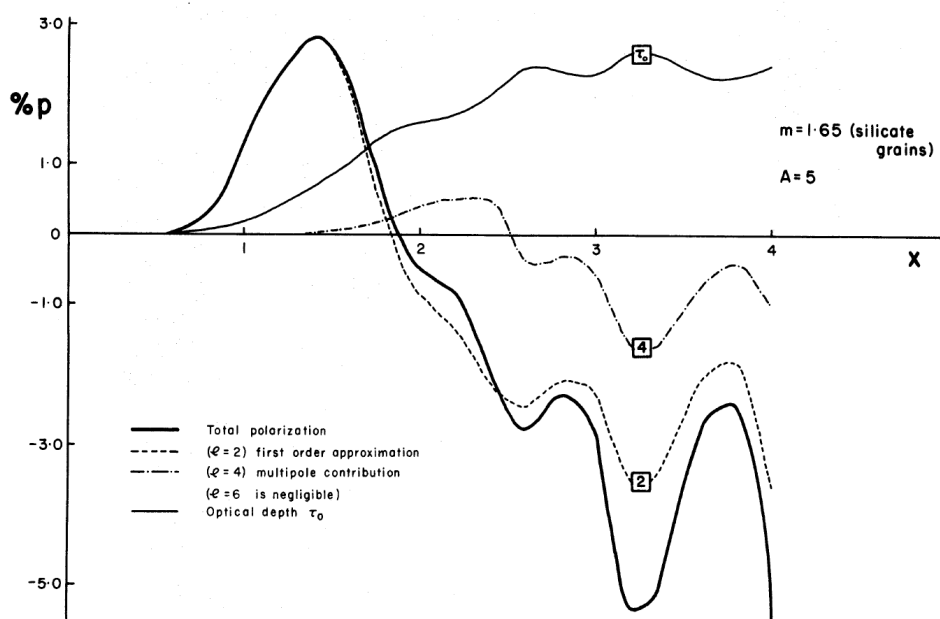


**Fig. 3.9:** Dependencia de  $F_{l2}$  con  $x = 2\pi D/\lambda$  para  $l = 2$  a  $6$ . En primera aproximación interesa la dependencia de  $F_{22}$ . El gráfico muestra que  $F_{22}$  es dominante para  $x \leq 2.0$ . Los cálculos fueron hechos para partículas de polvo compuestas de silicatos. Este gráfico está adaptado del trabajo de Simmons (1982).

total sigue la forma dada por  $F_{22}$  con apartamientos pequeños debidos a  $F_{42}$ .

Por otro lado, las longitudes de onda de las observaciones son fijas. Incrementar el número de términos  $F_{l2}$  considerados para estimar la polarización producida por las partículas de polvo y, de esta manera incrementar el rango de valores de  $x$  donde la expresión resultante de  $P(x)$  es exacta, equivale a considerar la contribución a esas longitudes de onda de partículas de polvo de cada vez mayor tamaño. Por ejemplo, si se consideraran términos  $F_{l2}$  suficientes para obtener la polarización exacta cuando  $x = 4 = 2\pi D/\lambda$  (hasta  $F_{42}$ ) se estarían sumando a la polarización la contribución de granos de polvo con  $D \leq 0.5 \mu\text{m}$ .

Por lo mencionado anteriormente, las contribuciones relativas a la polarización de los diferentes términos  $F_{l2}$  son cada vez más pequeñas a medida que  $l$  aumenta lo que lleva a la conclusión de que la mayor contribución a las



**Fig. 3.10:** Contribuciones relativas de  $F_{22}$  y  $F_{42}$  a la polarización total representada por la línea continua. La contribución de  $F_{62}$  resulta muy pequeña en comparación y no se la ha graficado. Puede apreciarse que la polarización total sigue esencialmente la forma dada por  $F_{22}$  con apartamientos pequeños debido a  $F_{42}$ . Este gráfico corresponde a granos de polvo compuestos de silicatos ( $m = 1.65$ ). El valor de  $A = 5$  es el cociente entre el radio ecuatorial y la altura del disco. En el gráfico también se ha representado la profundidad óptica  $\tau$ . Esta figura fue tomada del trabajo de Simmons (1982).

polarizaciones ópticas observadas en los sistemas listados en la Tabla 3.10 proviene de partículas de polvo con tamaños  $D < 1 \mu\text{m}$  que existan en los discos de esos sistemas. De esta manera, las observaciones polarimétricas obtenidas en este trabajo muestran que puede existir en los discos *debris* identificados alrededor de los sistemas HD 105, HD 10008, HD 22049, HD 31392, HD 105912, HD 109085, HD 141943, HD 191089 y HD 211792 una población de partículas con tamaños relativamente pequeños ( $D < 1 \mu\text{m}$ ).

La permanencia de partículas de polvo tan pequeñas en los discos *debris* está fuertemente limitada por la presión de radiación de la estrella que las expulsa fuera del sistema y por lo tanto su número en los discos debe ser reducido. Sumado a su pequeña masa hace que su contribución al total de masa del disco sea pequeña. La masa del disco queda determinada por el polvo de mayor tamaño que se detecta en longitudes de onda del infrarrojo.

Sin embargo, la presencia de partículas de polvo con tamaños por debajo de  $1 \mu\text{m}$  ya ha sido sugerida en otros discos *debris* para explicar las observaciones algunos objetos como HD 69830 (Beichman et al. 2005a) y HR 8799 (Su et al. 2009). Este tipo de partículas de polvo pequeñas (como las responsables de las polarizaciones detectadas), pueden haber sido generadas en colisiones lo suficientemente recientes como para que aún permanezca una masa detectable de ellas en el disco (Kenyon & Bromley 2008).

### **3.8. Resumen y consideraciones finales**

En este capítulo se presentaron mediciones de polarización en el óptico de una muestra de 100 estrellas de tipo solar del hemisferio sur, 40 de ellas con evidencias de la presencia de discos *debris*. Además se observaron 68 estrellas que no mostraban evidencias de discos como una muestra de referencia o control. Las polarizaciones se obtuvieron con los instrumentos FOTOR y CASPROF del observatorio CASLEO durante 5 años de observaciones.

Inicialmente se compararon estadísticamente las polarizaciones medidas de las muestras de sistemas con y sin evidencia de disco *debris* observadas con cada instrumento por separado. Para construir muestras más numerosas de sistemas con y sin discos, se establecieron una serie de argumentos que permitieran combinar las observaciones de FOTOR y CASPROF. Ese tratamiento se encuentra en el Apéndice A.

Los sistemas del hemisferio sur se combinaron con una muestra de  $\sim 100$  estrellas del hemisferio norte observadas por Simon (2010). Como resultado se obtuvo una muestra de 55 estrellas de tipo solar asociadas a discos *debris*, y una de 102 sistemas de comparación las cuales no tienen evidencias de la presencia de disco. Luego, se compararon las polarizaciones medidas de estos dos conjuntos.

La comparación estadística de las polarizaciones de estrellas de tipo solar con y sin disco *debris* no mostró diferencias significativas. Otros autores han encontrado tendencias similares. Simon (2010) encuentra sólo 3 estrellas de su muestra con polarizaciones  $3\sigma > P > 2\sigma$  que tienen además, evidencias de disco *debris*. En el caso de las observaciones presentadas en este trabajo 21 (del total de 55) de los sistemas con discos presentaron valores de  $P > 3\sigma$  mientras que, 18 (del total de 102) de los sistemas sin disco tiene  $P > 3\sigma$ . Potter (2003) observa 24 estrellas de tipo solar, 6 de ellas son evidencias de disco *debris* mediante una técnica de imágenes polarimétricas de alto contraste en el infrarrojo cercano. Ninguna de las estrellas observadas por Potter (2003) mostró evidencias de luz dispersada en un disco circunestelar.

Puede haber varios mecanismos operando que lleven a que no se detecte una diferencia estadística entre las polarizaciones de los sistemas con y sin discos *debris*. Una de las principales, podría ser una reducida masa de polvo en condiciones de poder producir la polarización de la luz de la estrella central. Por otra parte, si la inclinación del disco respecto de la dirección del observador no es  $90^\circ$  la polarización medida no es la máxima que sería posible, sino que está disminuida por un factor  $\text{sen}^2(i)$ , siendo  $i$  el ángulo entre la visual y el eje de simetría del disco. Finalmente, otro factor que puede influir es que junto con la fracción de radiación polarizada del disco, se recibe una fracción mayor de luz no polarizada de la estrella lo cual podría “diluir” la radiación polarizada del disco.

Si bien la comparación de las estrellas de tipo solar con y sin discos *debris* no arrojó diferencias estadísticamente significativas en las polarizaciones observadas, se identificaron 9 estrellas cuyas polarizaciones sobresalen por encima de la media de la muestra con disco, y no responden a la ley de Serkowski. Los nueve objetos fueron observados desde CASLEO. Por otro lado, dado que son sistemas relativamente cercanos ( $\sim 30$  pc), se refuerza la idea de que las polarizaciones de este conjunto de estrellas podría tener un origen intrínseco debido a la presencia del disco. Chavero et al. (2006) miden las polarizaciones en el óptico de 38 estrellas asociadas con discos *debris* detectados

por el satélite IRAS la cual complementan con 87 estrellas con polarizaciones disponibles en la literatura. Si bien estas estrellas son en general, de tipos espectrales más tempranos a los considerados aquí, los autores identifican un grupo de 7 estrellas cuyas polarizaciones podrían tener un origen asociado a la presencia de un disco *debris*.

Dadas las longitudes de onda donde se midieron las polarizaciones, y de acuerdo al modelo de Simmons (1982) la polarización observada el grupo de 9 estrellas podría ser producida por una población de partículas de polvo muy pequeñas con tamaños  $D < 1 \mu\text{m}$ . La presencia de polvo con tamaños de ese orden ya ha sido propuesta para explicar las observaciones de algunas estrellas con discos *debris* como HD 69830 (Beichman et al. 2005a) y HR 8799 (Su et al. 2009). Se ha sugerido (por ejemplo para el caso de HD 69830) que partículas tan pequeñas de polvo deberían haber sido generadas en alguna colisión reciente ya que sus tiempos de vida (alrededor de  $10^3$  años para el polvo con  $D < 1 \mu\text{m}$  en HD 69830) son cortos en comparación con la edad del sistema ( $\sim 2 \times 10^9$  años para HD 69830). La muestra de 9 sistemas identificados en este trabajo constituyen un grupo muy interesante para continuar estudiando por ejemplo, mediante imágenes, debido a las colisiones recientes que podrían haber originado las partículas de polvo relativamente pequeña halladas en esos sistema (Su et al. 2013).

**Capítulo 4**

***Imágenes coronográficas de alta  
resolución: Técnica observacional***

#### 4.1. Introducción

En el Capítulo 2 se abordó el método del modelado de las SED's para caracterizar los discos *debris* de estrellas individuales y binarias. Esta técnica tiene la ventaja que, con mediciones de flujos en distintas longitudes de onda y, a través de un modelo de disco y estrella, permite estimar distintos parámetros de los discos y de las partículas de polvo que los componen. Para que los parámetros obtenidos del modelado de las SEDs resulten lo más confiables posible, es necesario tener mediciones de flujos precisas en el mayor número de longitudes de onda posible sobre todo, en el infrarrojo y submilimétrico donde se concentra la emisión o excesos producidos por el disco.

En muchos casos es posible obtener un número adecuado de mediciones de flujos precisas para cubrir un rango amplio de longitudes de onda y reconstruir la SED observada. Sin embargo, en otros casos no es posible, ya sea porque los errores de las mediciones las hacen poco confiables o, porque tales mediciones no existen. En esos casos algunos de los parámetros de los modelados pueden resultar menos confiables que en el caso que se dispongan de muchas mediciones en el infrarrojo y submilimétrico. Una manera de remediar este tipo de situaciones es asumir y luego fijar determinados parámetros en los modelos, disminuyendo el número de parámetros libres. Para fijar los parámetros en los modelos se debe hacer algún tipo de presunción acerca del sistema (o sistemas) analizado. Por ejemplo, cuando se modelan las SEDs de un conjunto de sistemas es usual asumir que la distribución de tamaños de los granos de polvo viene fijada solamente por las colisiones.

Las imágenes son una herramienta excelente para el estudio de discos *debris* y constituyen un complemento ideal para el modelado de las SEDs. Este capítulo, y el siguiente, están dedicados a las imágenes de discos *debris*. Aquí se describen el instrumento y las técnicas observacionales aplicadas. Dado que ésta es la primera vez que en el observatorio de Córdoba se utilizan las técnicas que se describen más adelante, creemos que puede resultar de utilidad, y como material de referencia, dar una descripción exhaustiva de las



técnicas utilizadas así como de la instrumentación y del proceso de reducción de las observaciones obtenidas con tales métodos. Posteriormente, en el Capítulo 5 se hace el análisis sobre las imágenes obtenidas.

#### **4.2. Relevancia de las imágenes de alta resolución en la caracterización de discos *debris***

Una de las primeras utilidades de las imágenes es que confirman sin dejar lugar a dudas la presencia de los discos *debris*, usualmente identificados a través de emisiones en el infrarrojo por encima de lo esperado. Del análisis de imágenes puede extraerse información de distintos aspectos de los discos: extensión, estructura, distribución del material, características del polvo que lo compone etc. La información puede utilizarse para complementar el modelado de las SEDs. Las imágenes también permiten estimar parámetros que difícilmente podrían determinarse a través del modelado de las SEDs por ejemplo, inclinación del disco respecto del plano del cielo, distribución radial del polvo, composición de dicho polvo.

Por ejemplo, conocer cómo se distribuye radialmente el material en el disco, es uno de los parámetros más importantes al momento de modelar las SEDs observadas. Sin embargo, es difícil de determinar ya que puede ser afectado por diversos mecanismos. Algunos de ellos pueden ser: la presencia de cuerpos masivos en el disco, o la presencia de una estrella compañera cercana en sistemas binarios o múltiples. Resulta muy complicado considerar en un modelo todos los mecanismos. Cuando no se posee información adicional sobre cómo está distribuido el polvo, el procedimiento usual es asumir que está gobernada por los mecanismos que tienen mayor influencia y que se piensa actúan más comúnmente sobre las partículas en los discos *debris*.

La distribución radial del material en los discos tiene influencia sobre la forma general que adopta la SED modelada. En la Figura 4.1 se muestran diferentes SEDs modeladas con el código de Wolf & Hillenbrand (2003). Para

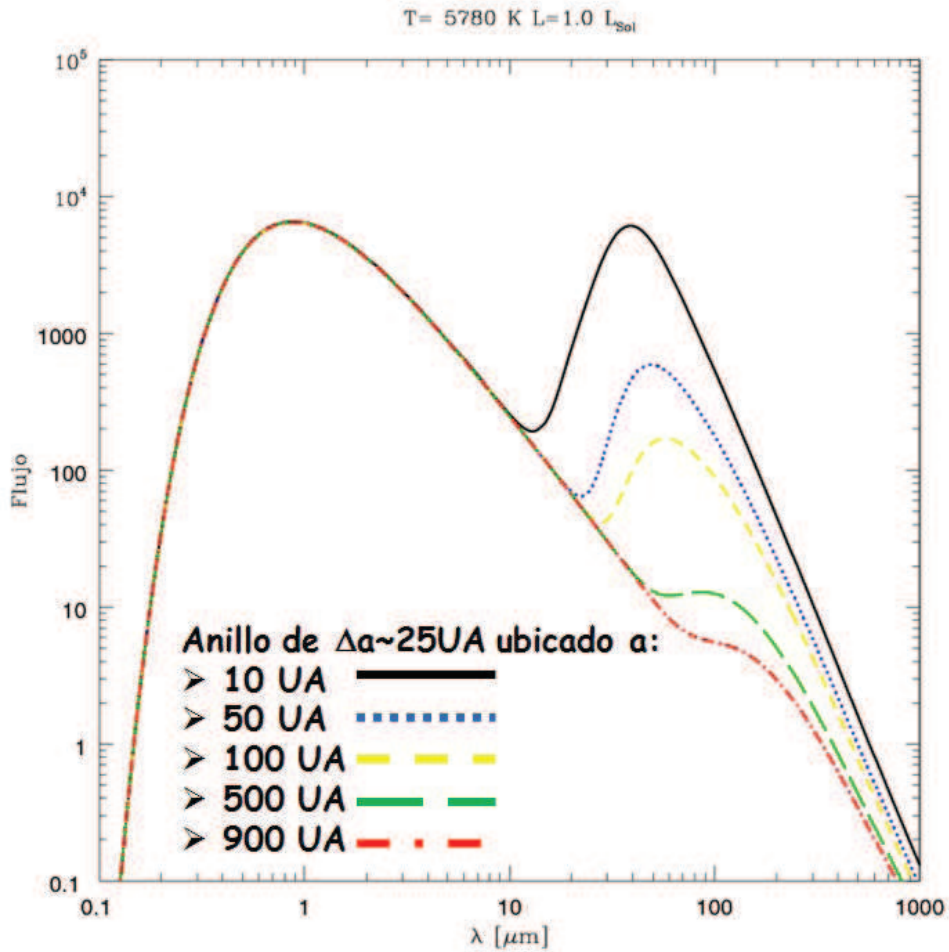
estos modelos se ha tomado una estrella de las mismas características que el Sol ( $T = 5780$  K,  $L = 1.0 L_{\odot}$ ) ubicada a 30 pc de distancia (una distancia típica para una estrella de tipo Vega). A la estrella se le ha asumido un disco con las características que se listan en la Tabla 4.1 al cual se le ha introducido una región con una densidad mayor a la media con una extensión de 25 UA, lo que puede llamarse un anillo de sobre densidad. El disco está poblado por partículas de polvo de un único tamaño ( $5 \mu\text{m}$ ) cuya composición química corresponde a la de silicatos astronómicos de Draine & Lee (1984b).

Habiendo asumido un sistema con las características descritas, se varió la posición del anillo de sobre densidad moviéndolo desde la parte interna hacia la parte externa del disco manteniendo el resto de los parámetros fijos. Los modelos de la Figura 4.1 corresponden a las ubicaciones para la región media del anillo de: 10 UA (línea continua), 50 UA (línea de puntos), 100 UA (línea de rayas cortas), 500 UA (línea de rayas largas) y 900 UA (línea de rayas y puntos). Este ejemplo muestra la variación de la forma general que adquiere la SED modelada al variar sólo la posición de un anillo de material más denso en el disco es decir, al variar como se distribuye el material.

**Tabla 4.1:** *Parámetros del disco para el ejemplo de la estrella de tipo Solar con un anillo de sobre densidad de 25 UA de extensión*

Parámetro	Valor
$a_{\text{in}}$	0.5 UA
$a_{\text{ext}}$	1000 UA
$M_{\text{asa}}$	$0.1 M_{\text{Luna}}$
$D_{\text{min}} = D_{\text{max}}$	$5 \mu\text{m}$

La información obtenida de las imágenes acerca de cómo se distribuye el material en los discos puede ser introducida en los modelos de SEDs para fijar este parámetro. A la izquierda de la Figura 4.2 se muestra la imagen del disco detectado alrededor de la componente primaria del sistema binario HD 141569, obtenida por Clampin et al. (2003) con la *Advanced Camera for Surveys* (o simplemente ACS) del telescopio espacial *Hubble*. A la derecha en



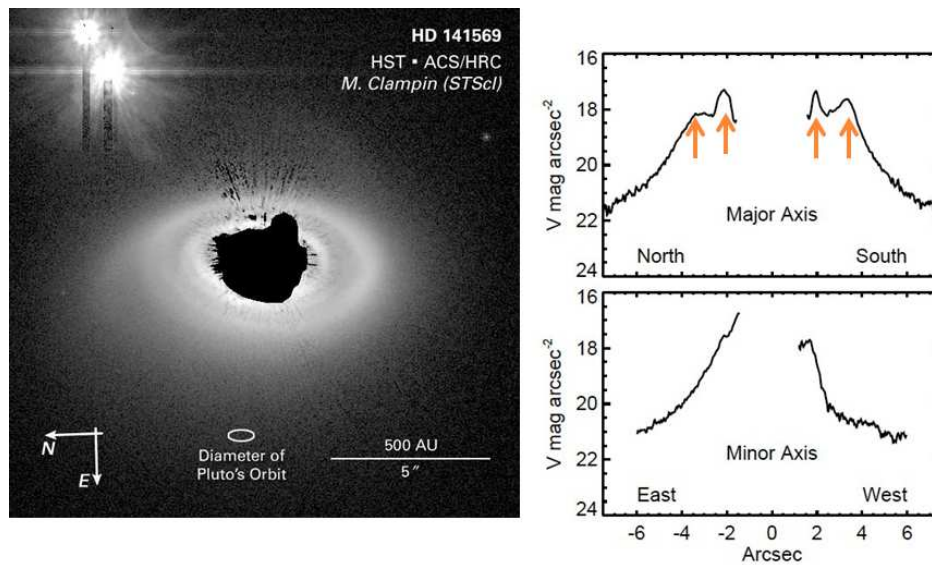
**Fig. 4.1:** Ejemplos de SEDs modeladas para una estrella similar al Sol ubicada a 30 pc de distancia con un disco con las características listadas en la Tabla 4.1 el cual, tiene un anillo de sobre densidad de 25 UA de extensión. Cada SED corresponde a una ubicación distinta de dicho anillo. Al variar la posición del anillo de sobre densidad la forma de la SED modelada cambia. Los modelos se produjeron mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003).

la misma figura se muestran dos gráficos acerca de cómo varía el brillo de la imagen con la distancia al centro, lo que se denomina “Perfil de Brillo”.

En la imagen del disco de HD 141569 A se pueden distinguir un par de estructuras con forma de anillos concéntricos centrados en la posición de la estrella oculta, en este caso, por una máscara coronográfica (la estrella se encuentra en el centro de la imagen). La presencia de tales anillos se evidencia en los perfiles de brillo de la derecha en la Figura 4.2. El gráfico superior corresponde a la variación del brillo en la imagen en dirección horizontal, el

gráfico de abajo en dirección vertical. En el perfil de brillo en dirección horizontal se pueden notar claramente una serie de picos que indican la existencia de zonas de mayor densidad de material dentro del disco y que resultan más brillantes en la imagen.

Por supuesto la detección de estructuras como en el ejemplo de HD 141569 requiere de imágenes de alta resolución angular para lograr identificar las estructuras que, típicamente, tienen dimensiones del orden y por debajo del segundo de arco. Los autores luego de un análisis más detallado determinaron que posiblemente éstos sean brazos espirales de sobre densidad inducidos por la estrella compañera o la presencia de un cuerpo masivo en el disco (Wyatt 2005a).



**Fig. 4.2:** A la izquierda se muestra una imagen en  $\lambda = 5907 \text{ \AA}$  del disco detectado alrededor de la componente primaria de la binaria HD 141569. A la derecha se muestra el perfil de brillo, donde se han indicado con flechas las posiciones de picos de brillo en la imagen. La presencia de estos picos evidencia la existencia de estructuras tipo anillo en la imagen de la izquierda. Figura adaptada del trabajo de Clampin et al. (2003).

Dado que las imágenes obtenidas para este trabajo (ver Capítulo 5) corresponden a más de una longitud de onda haremos una breve mención de las ventajas de obtener imágenes de un disco en múltiples longitudes de onda. Actualmente, se conocen varios ejemplos de discos *debris* para los cuales se

tienen imágenes en diferentes longitudes de onda. Algunos de estos ejemplos se muestran en la Figura 4.3. Los ejemplos corresponden a: Fomalhaut, Vega,  $\beta$  Pictoris y AU Mic.

Lo que debe notarse de las imágenes de la Figura 4.3, es que, el mismo disco muestra aspectos diferentes dependiendo de la longitud de onda. Distintos tamaños de granos polvo emiten más o menos eficientemente en diferentes longitudes de onda y a su vez, no se distribuyen de la misma manera. Dependiendo de su tamaño, resultan afectados de manera diferente por los mecanismos que gobiernan la distribución radial del material. Es así que las imágenes en múltiples longitudes de onda revelan aún más información sobre la estructura de los discos y permiten hacer estimaciones sobre las propiedades de dispersión del polvo lo cual ayuda a inferir la composición química de dichas partículas.

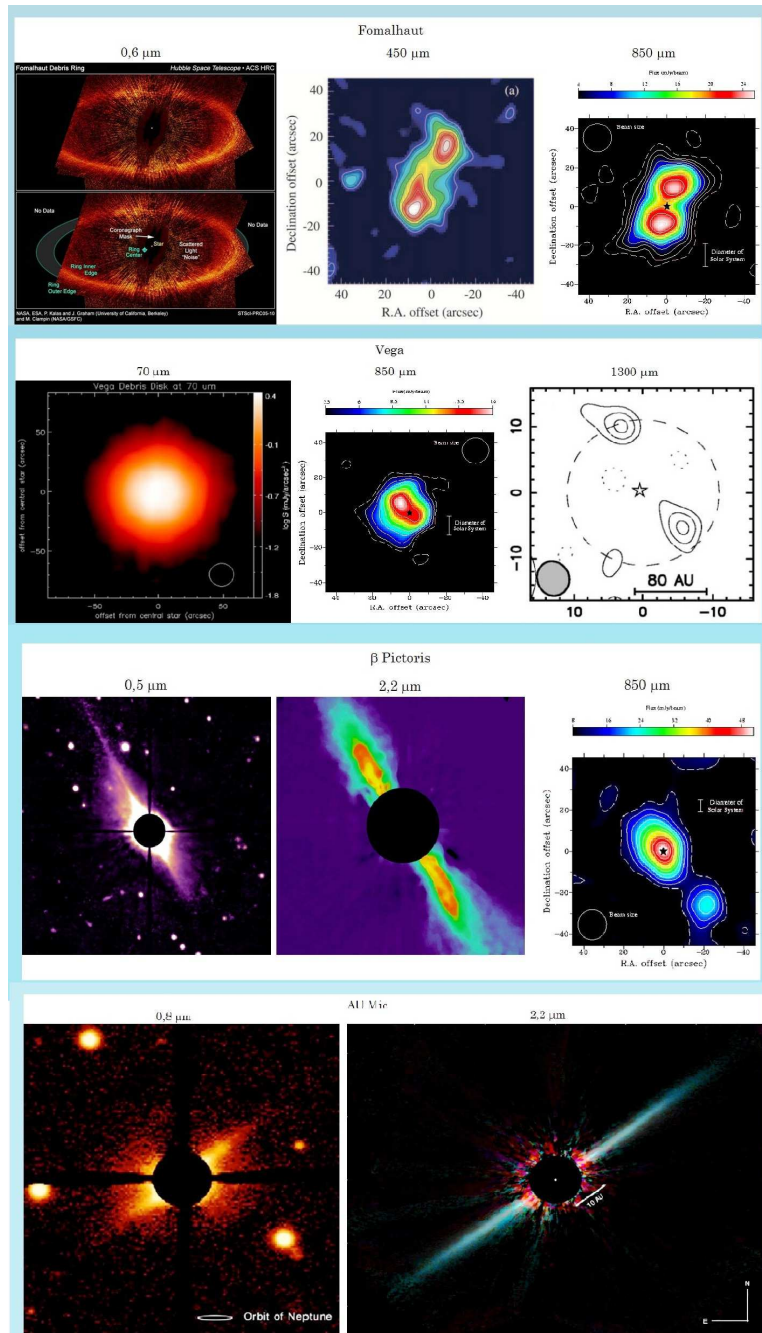
#### **4.3. Introducción al *Near Infrared Coronagraphic Imaging* o NICI**

Para lograr el objetivo de obtener imágenes de alta resolución de discos *debris* se trabajó con el instrumento denominado NICI<sup>1</sup> por sus siglas en inglés de *Near Infrared Coronagraphic Imaging*. NICI es un instrumento relativamente nuevo que se encuentra en el telescopio Gemini Sur disponible para la comunidad científica desde el año 2009. En la Figura 4.4 se muestra, a la izquierda, una imagen del instrumento y a la derecha otra imagen del mismo montado en el telescopio.

Se trata esencialmente de un coronógrafo que permite obtener imágenes en el infrarrojo cercano entre  $\lambda = 1-5 \mu\text{m}$ . Este instrumento cuenta además con un sistema de óptica adaptativa que consiste en un espejo deformable de 85 elementos controlados por un sistema de actuadores y una computadora que, utilizando la imagen de una estrella de referencia, controlan en tiempo real la forma que adquiere el espejo para corregir los efectos producidos por la

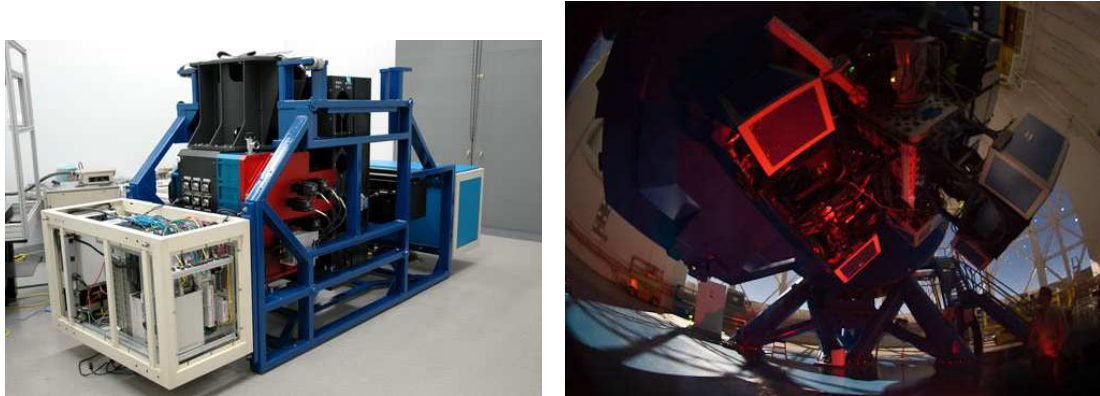
---

<sup>1</sup><http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/?q=sciops/instruments/nici>



**Fig. 4.3:** Ejemplos de discos debris para los cuales se han obtenido imágenes en múltiples longitudes de onda. Los ejemplos corresponden a (desde arriba hacia abajo): Fomalhaut, Vega,  $\beta$  Pictoris y AU Mic. Las imágenes de los discos se encuentran en el sitio de internet: <http://astro.berkeley.edu/kalas/disksite/pages/gallery.html>.

atmósfera. Además, también contiene un sistema de cámaras de dos canales. A *grosso modo*, coronografía, óptica adaptativa y cámara de dos canales, son las 3 componentes esenciales del instrumento.

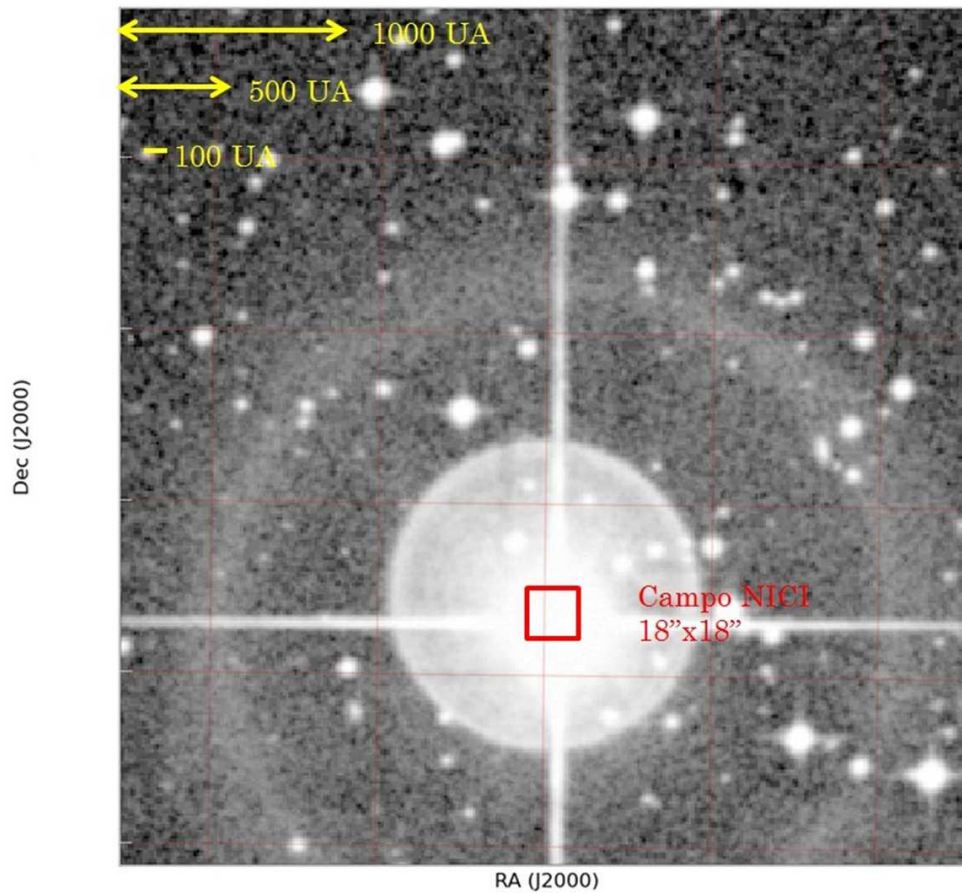


**Fig. 4.4:** Izquierda: Imagen del instrumento NICI fuera del telescopio. Derecha: Imagen de NICI montado en el telescopio. En la fotografía NICI aparece iluminado en rojo. Crédito de las imágenes: Observatorio Gemini.

#### 4.3.1. Características de NICI

El instrumento NICI fue concebido con el propósito exclusivo de estudiar la región inmediata a la de un objeto centrado en su campo visual, en el caso de una estrella por ejemplo, lo que se denomina el “halo estelar”. Es por este motivo que NICI tiene un campo de solo  $18'' \times 18''$ . En esta región deben concentrarse las observaciones si se desea obtener imágenes de discos circunestelares ya que, es allí donde se produce el proceso de formación del disco y eventualmente el posterior proceso de formación planetaria que luego dará lugar a la formación de “escombros” responsables de la liberación del polvo en los discos *debris*.

Para tener una mejor percepción de la extensión de la región a la cual se hace referencia, se muestra en la Figura 4.5 un campo de  $5' \times 5'$  centrado en la estrella HD 69830, sistema conocido por ser uno de los pocos casos donde se estima una distancia para el disco similar a la que se encuentra el Cinturón de Asteroides en el Sistema Solar (Beichman et al. 2005a) y que además, posee planetas detectados (Lovis et al. 2006). La imagen fue tomada en la banda *R* donde la estrella resulta particularmente brillante debido a que es de tipo espectral K.



**Fig. 4.5:** Campo de  $5' \times 5'$  centrado en  $\alpha = 8:18:24.0$ ,  $\delta = -12:36:36.0$  (norte hacia arriba, este hacia la derecha). En el campo se ubica la estrella HD 69830. En la parte superior izquierda se han representado 3 posibles extensiones de discos debris ubicados en esta estrella. A la distancia de HD 69830 (12 pc) 1000 UA equivalen a  $83''$ , 500 UA a  $42''$  y 100 UA a  $8.3''$ , esta última es lo que podría considerarse una extensión típica para un disco debris. Sobre la posición de la estrella se ha representado el campo de NIC1 de  $18'' \times 18''$ . La imagen pertenece al catálogo The Digitized Sky Survey producido por el Space Telescope Science Institute. Este relevamiento está basado en datos fotográficos obtenidos con una cámara Schmidt del telescopio del observatorio de Monte Palomar.

A la distancia a la que se encuentra HD 69830 (12 pc) 1000 UA equivalen a  $83''$ . Esto se encuentra representado en la parte superior izquierda del campo de la Figura 4.5. Esta extensión es comparable con la estimada de  $\sim 750$  UA mediante imágenes para el disco de  $\beta$  Pictoris, uno de los discos *debris* más extensos conocidos hasta la fecha (Bruhweiler et al. 1997). Quinientas unidades astronómicas equivalen a  $42''$ , representado también en la parte superior izquierda de la Figura 4.5. Finalmente, 100 UA equivalen a sólo  $8.3''$ . Esta



última puede ser considerada como la extensión típica para un disco *debris*. Sobre la imagen, en la posición de la estrella, se ha esquematizado el campo de NICI.

El ejemplo muestra la necesidad de concentrarse sobre regiones pequeñas del cielo y por ello el campo de NICI no necesita ser extenso pero, se requieren además, resoluciones angulares altas sobre todo si se pretende detectar la estructura interna del disco. Además, en el ejemplo se ha considerado el caso de una estrella relativamente cercana. Una distancia que se podría considerar típica para estrellas con disco *debris* es de  $\sim 30$  pc. A esa distancia  $18''$  corresponden a 540 UA. El otro punto que puede destacarse de este ejemplo es la necesidad de utilizar óptica adaptativa para poder reducir el tamaño de la imagen de la estrella. Dado que la región de interés es la zona inmediata a la estrella es deseable evitar que por efecto de la atmósfera se tenga una imagen extendida de la misma.

#### **4.3.2. Componentes de NICI**

La Figura 4.6 es un diagrama de las componentes de NICI. Aquí se discutirán los aspectos más relevantes. La luz recogida por el telescopio (no graficado en la Figura 4.6) ingresa al instrumento luego de ser corregida por el sistema de óptica adaptativa, representados en el esquema por las secciones denominadas *AO Relay* y *Adaptive Optics Controller*. El sistema WFS por sus siglas en inglés de *Wave-Front Sensor* es un sistema ajeno al instrumento y no es relevante para la discusión que sigue.

Luego de ser corregida por el sistema de óptica adaptativa el haz de luz incidente pasa al sistema coronográfico de NICI representado en el esquema por: una rueda con máscaras opacas ubicada en el plano focal de un determinado sistema óptico (*Focal Plane Mask Wheel* en el esquema), un sistema colimador (*Collimator*), de donde los rayos de luz emergen paralelos para luego incidir en una rueda que contiene un conjunto de pupilas denominadas *Liot* (*Spider Rotator Pupil Wheel* en la Figura 4.6). Dichas pupilas son simplemente

agüjeros de diferentes tamaños hechos en placas de metal.

Luego de pasar por el sistema coronográfico el haz incidente es dividido en dos y cada nuevo haz es enviado a cada una de las cámaras. Esto se hace en la sección indicada como *Dichroic Wheel* en el esquema. La posibilidad de dividir el haz incidente es opcional pudiéndose utilizar sólo una de las cámaras.

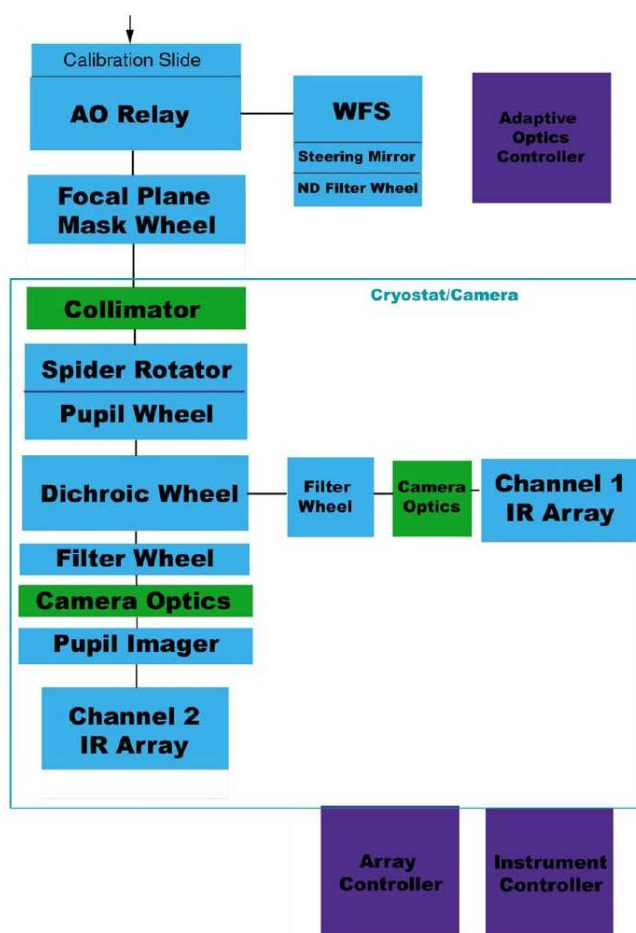
Cada una de las cámaras está compuesta esencialmente de: una rueda de filtros (*Filter Wheel* en el esquema) que funcionan de manera independiente, la óptica de cada cámara (*Camera Optics*) y los sistemas detectores (*Channel # Array* donde # puede ser 1 o 2) compuestos por dos detectores Aladdin II de  $1024 \times 1024$  pixeles construídos de Indio y Antimonio.

#### **4.3.3. Coronografía**

A continuación se describirá la componente coronográfica de NICI. El objetivo de tal descripción es revisar la idea básica de qué es un coronógrafo y llamar la atención hacia determinados aspectos del diseño que en general no son mencionados. Además, esta revisión va a servir para las secciones posteriores donde se verán las técnicas de observación aplicadas en NICI.

Uno de los aspectos fundamentales del diseño de NICI es que fue concebido como un coronógrafo. Es decir, NICI cuenta con una serie de máscaras y pupilas de distintos tamaños que se ubican en el plano focal de un determinado sistema óptico para bloquear la mayor cantidad de luz proveniente de un objeto centrado en o cerca del centro del campo, dejando pasar la luz proveniente de sus alrededores. En este trabajo nos interesa el caso en el que el objeto central es una estrella.

El uso de la coronografía es fundamental para la detección mediante imágenes de discos circunestelares y planetas extrasolares. Esto es por el hecho de que el contraste de brillo entre la estrella y disco o planeta es demasiado grande y los objetos quedan ocultos en el halo de brillo de la estrella.



**Fig. 4.6:** Diagrama esquemático de los distintos elementos de NICI. NICI se compone esencialmente de una sección de coronografía formada por: La rueda de máscaras, un colimador y una rueda con pupilas. El haz incidente es dividido en dos y cada nuevo haz es enviado a las cámaras. Cada cámara se compone de una rueda de filtros, la óptica de la cámara y los detectores. El diagrama fue adaptado del sitio web de NICI: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/imaging/schematic>.

En el óptico, una estrella como el Sol es del orden de  $10^9$  veces más brillante que un planeta como Júpiter. La diferencia disminuye a  $10^6$  veces en el infrarrojo. La disminución en la diferencia de brillos es uno de los motivos por el que NICI trabaja en el infrarrojo. Tanto los discos circunestelares como los objetos de masas subestelares emiten preferentemente en el infrarrojo.

La analogía típica que suele hacerse para tener una mejor idea de lo que significan esas diferencias de brillos es, el de la luciérnaga y el faro: tratar de

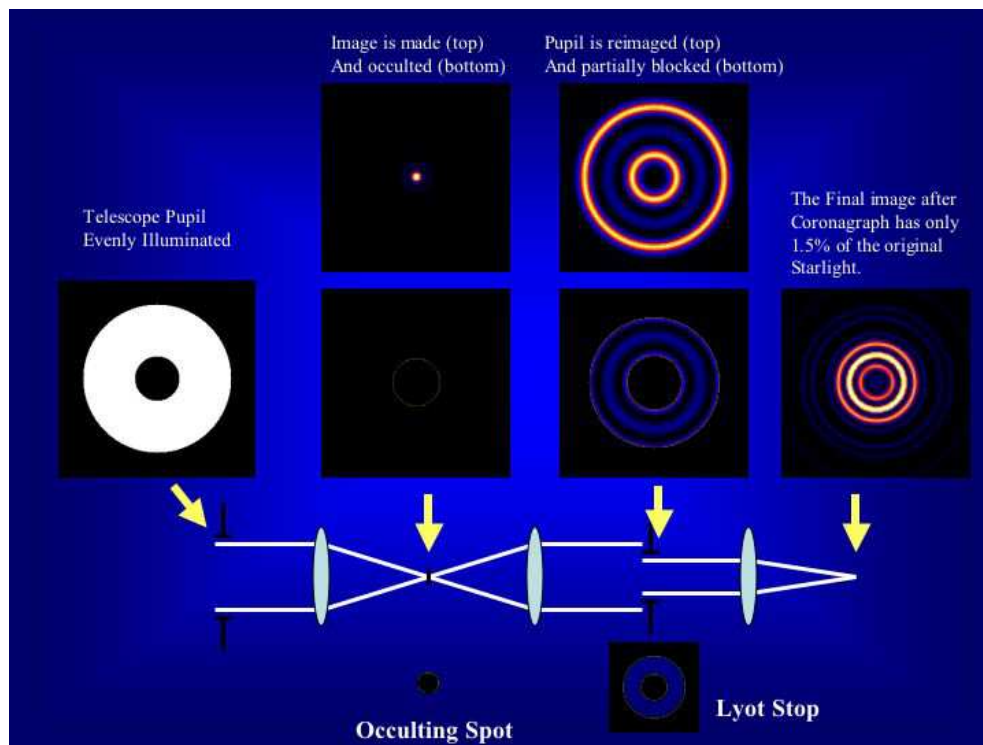
detectar un planeta mediante imágenes es como querer separar la luz emitida por una luciérnaga de la de un faro que apunta hacia nosotros a 100 km de distancia. La situación se representa esquemáticamente en la Figura 4.7.



**Fig. 4.7:** Izquierda: Representación de una luciérnaga junto a un faro que apunta directamente al observador. En esta imagen la presencia de la luciérnaga no se percibe debido al resplandor del faro. Algo similar sucede con las estrellas huésped y sus planetas: el resplandor de la estrella oculta la luz reflejada del planeta. Derecha: Cuando se apaga el faro es posible identificar la luciérnaga en la imagen. De manera análoga, si bien no se puede “apagar” una estrella es posible bloquear buena parte de su luz lo cual permite detectar la presencia de algún posible planeta a su alrededor. Las representaciones han sido adaptadas de una presentación del Dr. Charles Beichman, disponible en: <http://ebookbrowse.com/beichman-pdf-d195826896>.

En la Figura 4.8 se muestra un esquema simplificado de un coronógrafo como el implementado en NICI. Este tipo de coronógrafo se los denomina de tipo *Lyot* en honor a su inventor el astrónomo francés Bernard Lyot quien lo construyó para estudiar la corona solar. En la parte inferior de la figura se representan sus secciones y el recorrido seguido por la luz a través de ellas. En la parte superior de la figura están las imágenes que se forman en cada una de las etapas. En este esquema se asume que la pupila del telescopio es iluminada uniformemente con luz coherente, no hay efectos de la atmósfera y además, la óptica del sistema es perfecta es decir, no se introducen efectos por el instrumento como por ejemplo aberraciones. Las imágenes en la parte superior de la figura son para ese caso idealizado.

En general, se puede decir que luego de entrar al telescopio, reflejarse en el espejo principal, algún sistema óptico forma una imagen del campo en su



**Fig. 4.8:** Diagrama esquemático de un coronógrafo de tipo Lyot. En la parte inferior de la figura, se representan las componentes y el recorrido seguido por la luz. En la parte superior se muestran las imágenes que se formarían en cada etapa en una situación ideal, donde no se introducen aberraciones ni efectos atmosféricos de ningún tipo, y al telescopio se lo ilumina uniformemente con luz coherente. Imagen del sitio de internet: <http://lyot.org/background/coronagraphy.html>.

plano focal. En el caso particular de NICI el frente de onda primero es corregido por el sistema de óptica adaptativa como se mencionara antes. Usualmente en este plano focal es donde se puede ubicar un detector para obtener la imagen del campo. En el ejemplo particular de la Figura 4.8 donde se ha asumido una óptica perfecta y la ausencia de atmósfera, se obtiene el patrón de difracción del telescopio como se lo representa en la parte superior de la figura.

Sin embargo, en el caso del coronógrafo, en lugar de ubicar el detector en ese plano focal se ubica una máscara que bloquea la mayor parte de la luz proveniente del centro del campo. Luego de pasar por una lente colimadora, cuando se vuelve a formar la imagen, debido a que se ha bloqueado el paso de la luz con un objeto opaco, se produce un patrón de anillos con luz “remamente” de la luz central bloqueada que es lo que se representa en la imagen

superior en la siguiente etapa.

Tanto en el caso de que se desee obtener la imagen de un disco o la de un planeta, la presencia de los anillos en la misma zona donde se esperan obtener las imágenes de los objetos, dificulta su detección. Por lo tanto en la siguiente etapa, luego de que la luz es colimada, se coloca una pupila que bloquea parte de la luz proveniente de los anillos más externos.

Un coronógrafo ideal de este tipo deja pasar el 50% de la luz proveniente de los alrededores de la estrella central, y bloquea el 99% de la luz estelar. De aquí que sea un instrumento ideal para obtener imágenes de discos circunestelares y planetas extrasolares.

Es claro que en la práctica los frentes de onda de la luz proveniente de la estrella están severamente afectados por la turbulencia atmosférica y aquí vuelve a resaltar la importancia de contar con un sistema de óptica adaptativa. Además, a los efectos atmosféricos hay que sumarle los efectos que el instrumento introduce a la radiación corregida por la óptica adaptativa. Es decir, que el elegante patrón de anillos representado en la Figura 4.8 que, es algo conocido, es deformado tanto por efecto de la atmósfera como por efecto del instrumento. En particular, los efectos del instrumento han demostrado ser una limitación importante para la detección de discos y planetas extrasolares. Esos efectos están presentes incluso, en los telescopios espaciales. Dada la relevancia de los efectos introducidos por el instrumental se los discutirá luego, con mayor detalle.

La Tabla 4.2 lista las máscaras coronográficas o de plano focal disponibles para NICI junto con las pupilas Lyot o simplemente pupilas. El radio de las máscaras se indica en segundos de arco. Una característica distintiva de las máscaras de NICI es que no son totalmente opacas. En la región central producen una atenuación de  $\sim 6$  magnitudes. El tamaño de las pupilas se da en porcentajes de la pupila de entrada. Por ejemplo, la pupila de 95% quiere decir que solo bloquea el 5% del área de la pupila de entrada. Hay que men-

cionar que en el caso de no utilizar una máscara coronográfica, en el plano focal se coloca un sustrato de  $\text{CaF}_2$  (Fluoruro de Calcio) para mantener el foco del sistema. El modo bloqueado de las pupilas obstruye la luz de entrada al igual que el modo denominado 100% en la Tabla 4.2. En el modo *Red* se coloca una grilla cuadriculada que permite medir la deformación del campo.

**Tabla 4.2:** Listado de máscaras coronográficas y pupilas Lyot disponibles para NICI

Máscaras Coronográficas			Pupilas Lyot	
Posición	Máscara	Radio	Posición	Diámetro en % pupila
1	Sin máscara	Sustrato de $\text{CaF}_2$	1	Bloqueado
2	F0.90	0.90"	2	95 %
3	F0.65	0.65"	3	90 %
4	F0.46	0.46"	4	85 %
5	F0.32	0.32"	5	80 %
6	F0.22	0.22"	6	Apodized
7	Red	–	7	Abierto
8	Pinhole	–	8	100 %

#### 4.3.4. Filtros

Como se muestra en la Figura 4.6 luego de pasar por el coronógrafo el haz incidente es dividido en dos y cada nuevo haz enviado a cada uno de los canales de la cámara. El instrumento puede ser configurado para no dividir el haz y utilizar un sólo canal lo que permite ganar sensibilidad. El principal motivo por el que NICI fue diseñado con dos canales es que le permite producir un par de imágenes simultáneas del mismo campo en dos filtros distintos. La gran ventaja por sobre el caso en que tomara una imagen primero en un filtro y luego otro es que, ambas imágenes están igualmente afectadas por efectos de la atmósfera y del instrumento.

La Tabla 4.3 lista los filtros disponibles para NICI para cada canal. En la lista hay algunos filtros más conocidos como los *JHK* pero en particular

hay que destacar una serie de filtros del metano (aquellos cuyo nombre inicia con “CH<sub>4</sub>”). Estos filtros se han diseñado centrándolos en determinadas características espectrales producidas por el metano alrededor de  $\lambda \sim 1.6 \mu\text{m}$ . El metano es un compuesto que se estima muy abundante en objetos sub-estelares y por lo tanto se espera que produzca claras características en los espectros de los planetas extrasolares (Kirkpatrick 2005; Seager & Deming 2010).

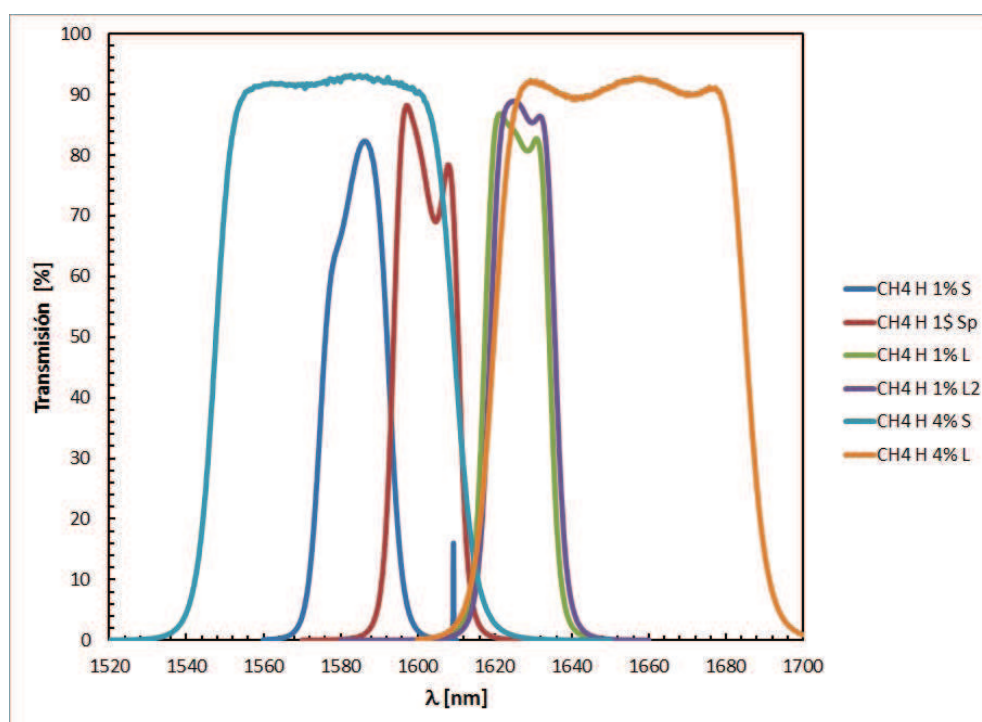
**Tabla 4.3:** Listado de filtros disponibles para los dos canales que posee NICI. Especialmente importantes resultan los filtros del metano (CH<sub>4</sub>)

Nombre del filtro	$\lambda$ central [ $\mu\text{m}$ ]	Ancho de banda ( $\Delta\lambda$ ) [ $\mu\text{m}$ ]
Bloqueado	–	–
CH4 H 1 %	1.587	0.0150 (0.94 %)
CH4 H 1 % Sp	1.603	0.0162 (1.01 %)
CH4 H 1 % L	1.628	0.0174 (1.07 %)
CH4 H 1 % L-2	1.628	0.0174 (1.07 %)
CH4 H 4 % S	1.578	0.062 (4.00 %)
CH4 H 4 % L	1.652	0.066 (3.95 %)
CH4 K 5 % S	2.080	0.105 (5.06 %)
CH4 K 5 % L	2.241	0.107 (4.84 %)
H2O Ice L	3.09	3.02-3.15
J	1.25	1.15-1.33
H	1.65	1.49-1.78
K	2.20	2.03-2.36
Ks	2.15	1.99-2.30
Kprima	2.12	1.95-2.30
Lprima	3.78	3.43-4.13
Mprima	4.68	4.55-4.79
Fe II	1.644	1.5 %
H2 1-0 S(1)	2.1239	1.23 %
Br-gamma	2.1686	1.36 %
Kcont	2.2718	1.55 %
CH4 H 6.5 % S	1.596	0.1175 (7.3 %)
CH4 H 6.5 % L	1.701	0.0972 (5.7 %)

En la Figura 4.9 se grafican curvas de transmisión para algunos de los



filtros del metano de NICI. Los filtros son de diferentes anchos de banda y centrados sobre, por delante y por detrás de  $\lambda = 1.6 \mu\text{m}$ . En las siguientes secciones se discutirá la utilidad de los filtros del metano cuando se traten las técnicas observacionales aplicadas en NICI.



**Fig. 4.9:** Curvas de transmisión para los filtros del metano indicados en las referencias de la figura. Los gráficos muestran ejemplos de filtros de mayor y menor ancho de banda centrados en longitudes de onda sobre, por delante y por detrás de  $\lambda = 1.6 \mu\text{m}$ . Los gráficos se construyeron a partir de los datos de la transmisión de los filtros publicados en: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/imaging/filters>.

#### 4.4. Técnicas implementadas en NICI: *Angular Differential Imaging* (ADI) y *Spectral Differential Imaging* (SDI)

NICI fue pensado y diseñado para hacer uso de dos técnicas observacionales que permiten reducir los efectos introducidos por el instrumento y el telescopio. A estas técnicas se las denomina *Angular Differential Imaging* o ADI y *Spectral Differential Imaging* o SDI. NICI es el primer instrumento en combinar ambas técnicas. Dicha combinación se la suele denominar ASDI.

De manera resumida, la idea de la técnica ADI consiste en tomar una serie de imágenes rotando el campo que se está observando. Por otro lado, la técnica SDI consiste básicamente en tomar un par de imágenes simultáneas en dos filtros distintos para luego restarlas. La técnica SDI es el motivo por el cual NICI fue diseñado con dos canales.

Antes se mencionó que determinados efectos introducidos por los instrumentos han demostrado ser una limitación importante al momento de detectar la imagen de un disco u objetos tan débiles como puede ser un planeta. Uno de estos efectos se lo denomina *speckles* o “moteado” el cual será descrito a continuación.

#### **4.4.1. Speckle o “moteado instrumental”**

Los *speckles* o moteado, es un patrón residual que típicamente se lo asocia a efectos de la atmósfera. Al atravesar las capas de aire el frente de onda de la luz proveniente de una estrella es deformado de manera aleatoria. Cada punto de ese frente de onda puede interpretarse como un emisor de ondas secundarias (principio de Huygens). Cada una de las ondas emitidas por estos emisores secundarios recorren caminos con longitudes levemente diferentes y les toma intervalos de tiempo distintos llegar al plano focal del sistema. Cuando inciden sobre el detector, dependiendo del camino que hayan recorrido, puede suceder que sus fases coincidan para producir interferencia destructiva, formando una región oscura sobre el detector o, que por otro lado, resulten sumándose produciendo una región brillante o, algo intermedio entre estos dos extremos. Dado que la atmósfera está constantemente cambiando los frentes de onda son deformados y el patrón que resulta es aleatorio y cambiante.

La óptica adaptativa corrige las perturbaciones de la atmósfera reduciendo la cantidad de luz dispersa y concentrando la mayor parte dentro del patrón de difracción del telescopio que es algo conocido. Sin embargo, la óptica adaptativa es efectiva en la parte central del campo y fuera esa región queda luz

residual.

El patrón producido de esta manera por la atmósfera es cambiante de manera rápida y totalmente aleatoria, durante una exposición prolongada (para fijar ideas del orden de 30 minutos), este patrón se promedia durante la observación resultando en un fondo suave que puede ser removido tomando imágenes de referencia.

Sin embargo, esto no es suficiente si lo que se intenta es detectar objetos tan débiles como planetas, y no es suficiente porque pequeñas imperfecciones en la óptica del telescopio y del instrumento así como la luz residual que la óptica adaptativa no puede corregir, producen un patrón de *speckles* que, a diferencia del patrón de *speckles* atmosférico, es cuasi-estacionario y lo suficientemente intenso como para confundirse con la imagen de un planeta extrasolar. Con pequeñas imperfecciones nos referimos a errores del orden del nanómetro o incluso a la presencia de partículas de polvo en los espejos. Este tipo de *speckles* se los denomina “moteado instrumental”.

El moteado instrumental está presente incluso en los telescopios espaciales porque en la práctica no hay óptica que sea perfecta y siempre existen imperfecciones en los sistemas ópticos que producen que los distintos frentes de onda que inciden sobre los detectores recorran caminos que resultan ligeramente distintos.

Estrictamente hablando, el moteado instrumental es cuasi-estático: varía con la temperatura y la orientación del telescopio que a su vez varían con el tiempo. Sin embargo, las variaciones son muy lentas (comparado con el moteado que produce la atmósfera) y ésto hace que produzcan un patrón en las imágenes que permanece invariante durante una observación típica (alrededor de 30 minutos).

En la Figura 4.10 se muestra una imagen sin procesar tomada con NICI en una de las observaciones realizadas para este trabajo de tesis. La imagen

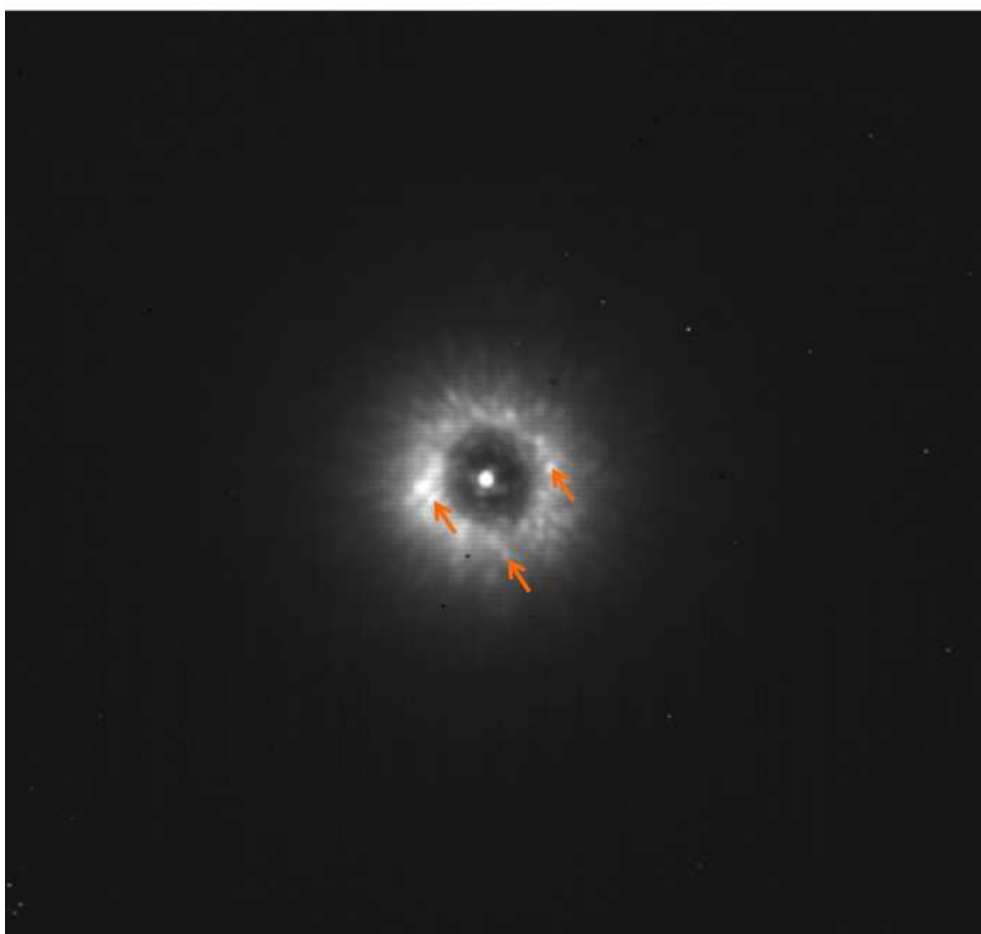
tomada en el filtro  $K_s$ , muestra a la estrella HD 117176 en el centro del campo cubierta por una máscara de  $0.32''$  de radio. Las flechas superpuestas a la imagen indican algunas de las manchas producidas por el efecto de moteado instrumental. Estas manchas (de las cuales hay muchas en la imagen y sólo se indican algunas pocas), tienen una apariencia muy similar a la imagen de un planeta extrasolar. En las imágenes de discos puede alterar la estructura aparente de éste. Por estos motivos resultan una limitación para poder identificar imágenes de planetas extrasolares o tener información confiable sobre la estructura discos circunestelares.

Hay que destacar que, en general, los efectos de moteado son muy débiles por lo que sólo en exposiciones prolongadas se vuelven notables. Sin embargo, para detectar ya sea discos o planetas se necesitan exposiciones prolongadas de 30 minutos y más. Tanto la técnica ADI como la técnica SDI han sido pensadas e implementadas en NICI para tratar de suprimir tal efecto.

#### **4.4.2. Angular Differential Imaging: ADI**

ADI es una de las dos técnicas principales que se aplican en NICI con el objetivo de suprimir el moteado instrumental. El diseño de NICI fue pensado para utilizar esta técnica. Para entender cómo funciona es necesario comenzar por revisar cómo es la rotación del campo estelar en los telescopios que utilizan monturas horizontales como es el caso de los telescopios Gemini. La rotación del campo estelar es una de las características distintivas de la técnica ADI.

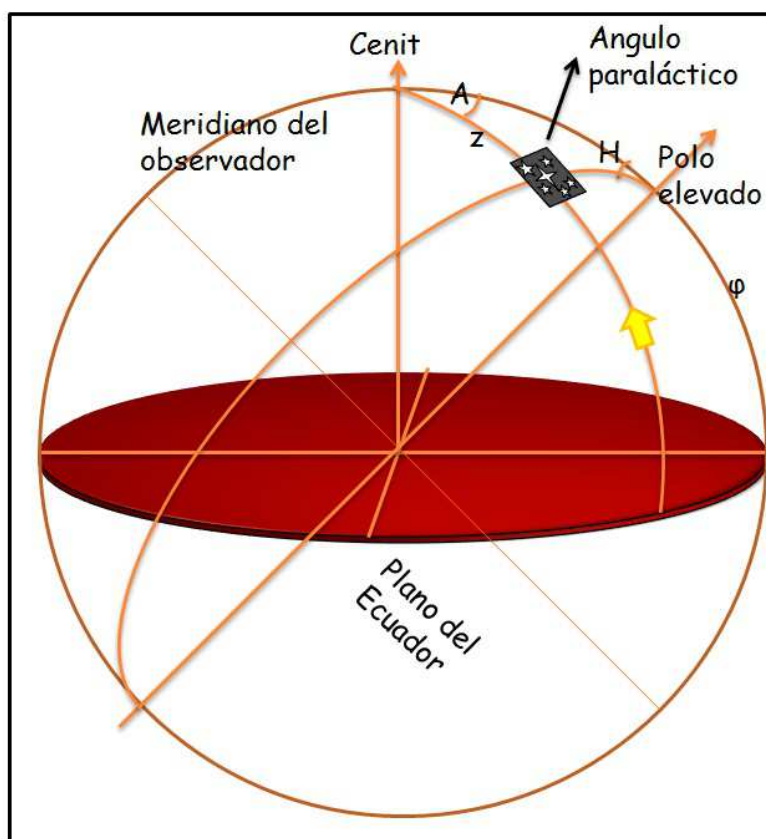
Es costumbre representar el cielo nocturno como una esfera idealizada de radio infinito donde se proyectan las posiciones de las estrellas. A medida que la Tierra gira sobre su eje esta esfera parece rotar y completar una vuelta en 24 horas, por lo que durante una observación prolongada en el tiempo el telescopio debe seguir ese movimiento para mantener los objetos centrados en el campo. Una montura adecuada para este tipo de situaciones es la ecuatorial ya que permite mantener la declinación fija variando solo el ángulo



**Fig. 4.10:** Ejemplo de una de las imágenes sin procesar tomadas con NICI para este trabajo de tesis. La imagen muestra en el centro del campo a la estrella HD 117176 cubierta por una máscara coronográfica de 0.32" en el filtro  $K_s$ . Alrededor de la máscara puede identificarse un patrón de manchas: estas manchas son el patrón producido por los speckles instrumentales. Las flechas indican algunas de las mencionadas manchas. Nótese que estas manchas tienen una apariencia muy similar a la imagen de un planeta extrasolar. La región central de la máscara aparece brillante ya que esta no es totalmente opaca allí.

horario. En la Figura 4.11 se muestra una de estas representaciones. En ella se ha dibujado un cuadrado con estrellas que representa un hipotético campo estelar que contiene al objeto que se está observando en el centro del mismo.

Los telescopios grandes como Gemini utilizan sistemas de montura horizontal debido a las complicaciones técnicas que implica aplicar un sistema de montura ecuatorial en un espejo del peso de uno de 8 metros de diámetro ( $\sim 22200$  kg). Para apuntar a una estrella en un telescopio con montura horizontal se debe especificar un ángulo de elevación o altura y un ángulo que

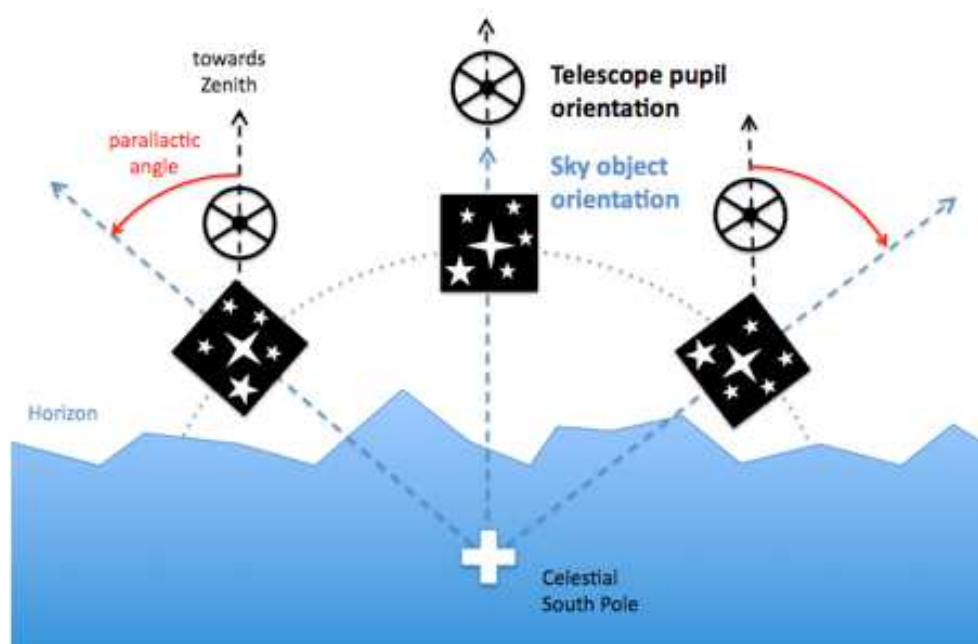


**Fig. 4.11:** Esfera celeste donde se ha representado mediante un cuadrado negro el campo en estudio en la posición del objeto en observación. El ángulo que se forma en la posición del objeto que se está observando se denomina ángulo paraláctico.

se mide horizontalmente o azimut. En el esquema de la Figura 4.11 el azimut está indicado por  $A$  y la altura es  $h=90-z$ , donde  $z$  es la distancia cenital. Para que el telescopio sea capaz de seguir el movimiento de los astros es necesario variar ambas coordenadas.

El ángulo con vértice en el objeto, definido por el meridiano que pasa por el objeto y el polo elevado y el círculo máximo que pasa por el cenit y el objeto se denomina “ángulo paraláctico”. De la Figura 4.11 se puede ver, por ejemplo que, cuando el objeto está culminando el ángulo paraláctico es cero. Nótese que, el campo estelar representado por el cuadrado negro, permanece orientado en la dirección de los polos independientemente de la altura a la que se encuentre.

La Figura 4.12 es otro esquema donde se tiene el mismo campo estelar que en la Figura 4.11 desde el punto de vista de un observador ubicado en el Ecuador sobre la superficie terrestre mirando hacia el sur. En el esquema se ha indicado la posición del Polo Sur. Como se puede ver en esa representación el campo estelar mantiene su orientación hacia los polos mientras se mueve por el cielo. En este esquema se ha indicado la pupila de entrada del telescopio mediante una cruz rodeada de un círculo. Lo importante que se debe notar de este esquema es que, a diferencia del campo estelar que se mantiene orientado hacia los polos, la pupila del telescopio mantiene su orientación hacia el Cenit en las 3 posiciones representadas en la figura. El resultado es que, mientras el telescopio sigue el campo manteniendo su orientación hacia el Cenit, el campo rota respecto de este manteniendo su orientación hacia los polos.



**Fig. 4.12:** Esquema que representa la rotación de un campo estelar (representado por el cuadrado negro con estrellas blancas) que mantiene su orientación hacia los polos celestes, respecto de la pupila de un telescopio con montura horizontal (representado por la cruz rodeada por un círculo) que mantiene su orientación hacia el Cenit a medida que el campo estelar se mueve por el cielo. Gráfico del sitio de internet: <http://www.mpia.de/homes/thalmann/adi.htm>.

En el esquema de la Figura 4.12 se ha indicado el ángulo paraláctico en

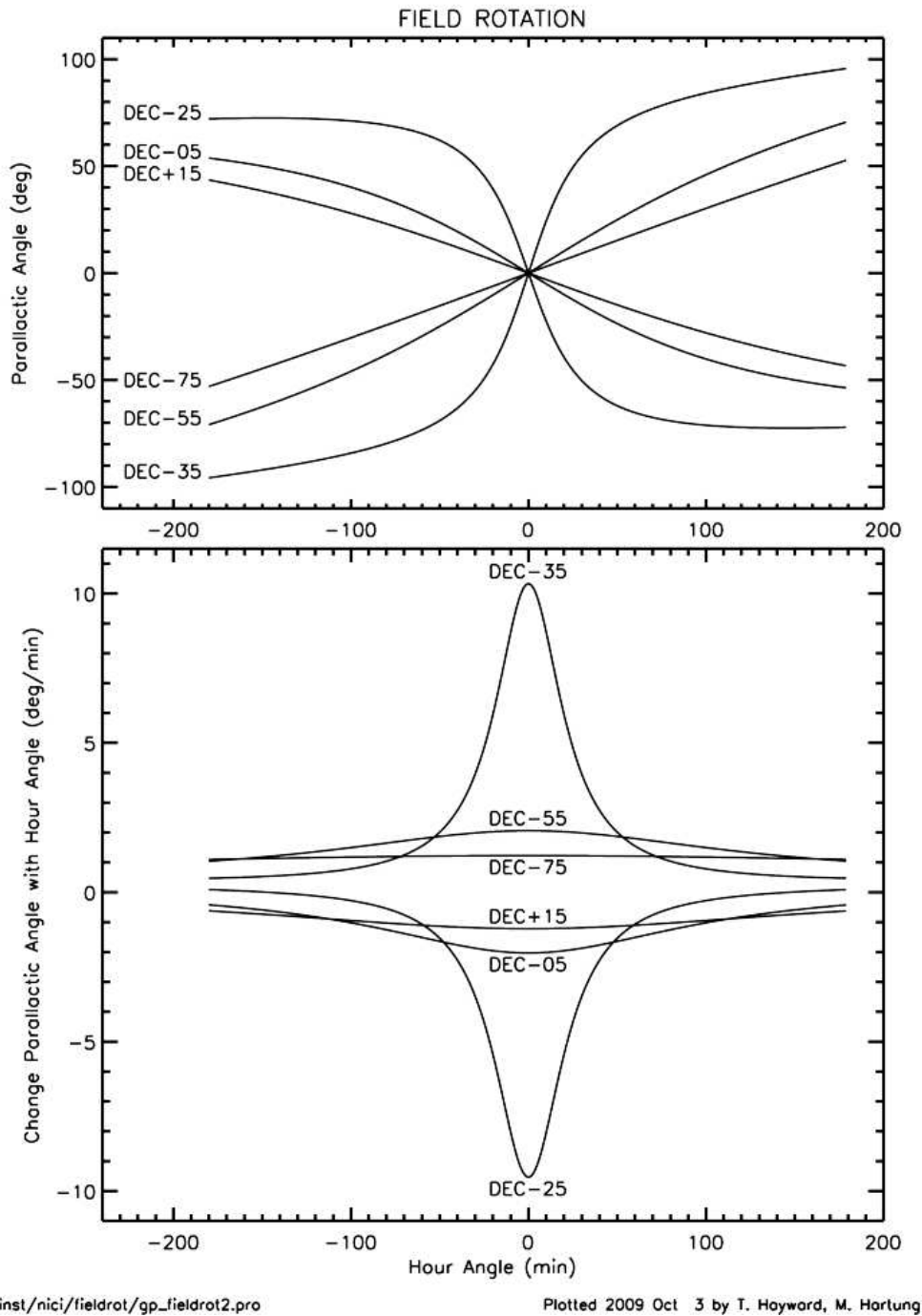
las 3 posiciones mostrando su variación a medida que el campo estelar se desplaza por el cielo. Por ejemplo, cuando el objeto está culminando (posición central en la Figura 4.12) el ángulo paraláctico es nulo. Esto muestra que el ángulo paraláctico es una medida de cómo y cuánto rota el campo estelar respecto del telescopio. A su vez, la variación del ángulo paraláctico va a depender del objeto que se está observando, es decir, de la declinación y ascensión recta del objeto y además del lugar sobre la superficie de la Tierra que se está considerando más precisamente, de la latitud del lugar de observación.

En la Figura 4.13 se presentan dos gráficos que muestran como varía el ángulo paraláctico para distintas declinaciones (gráfico superior) y, la velocidad a la cual varía, en función del ángulo horario (gráfico en la parte inferior). Ambos gráficos fueron construidos para la latitud y longitud de Cerro Pachón, Chile donde se encuentra instalado el telescopio Gemini Sur (longitud de  $-70:44:12$  y latitud de  $-30:14:26$ ). Algunas conclusiones que se pueden obtener de los gráficos son que: independientemente de la declinación, al momento de culminar, el ángulo paraláctico siempre pasa por cero. Al acercarse el momento de culminación la variación del ángulo paraláctico es más rápida es decir, el campo rota más rápidamente cuando el objeto está más cerca del meridiano del observador. Además, para aquellos objetos cuya declinación es tal que culminan cerca del Cenit del lugar (en los gráficos de la Figura 4.13 declinaciones de  $-25$  y  $-35$ ), la variación del ángulo paraláctico cerca del momento de culminación, se vuelve particularmente abrupta.

Considerar cuánto y cómo varía el ángulo paraláctico es muy importante al momento de ejecutar las observaciones con NICI ya que esto dice cuánto y cómo va a rotar el campo. La tasa de rotación debe ser la apropiada al igual que el ángulo total de rotación del campo durante las observaciones.

Habiendo visto cómo rota el campo en el tipo de monturas usadas en el telescopio Gemini, se discutirá la utilidad de hacer rotar el campo la cual se puede adelantar aquí: el objetivo es separar los objetos reales en el cielo de





**Fig. 4.13:** Gráficos que muestran la variación del ángulo paraláctico (arriba) y la velocidad de cambio en función del ángulo horario para distintas declinaciones. Ambos gráficos fueron construidos para la latitud y longitud de Cerro Pachón, Chile donde se encuentra el telescopio Gemini Sur. Los gráficos se encuentran en el sitio web de NICI en: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/imaging/observing-strategies>.

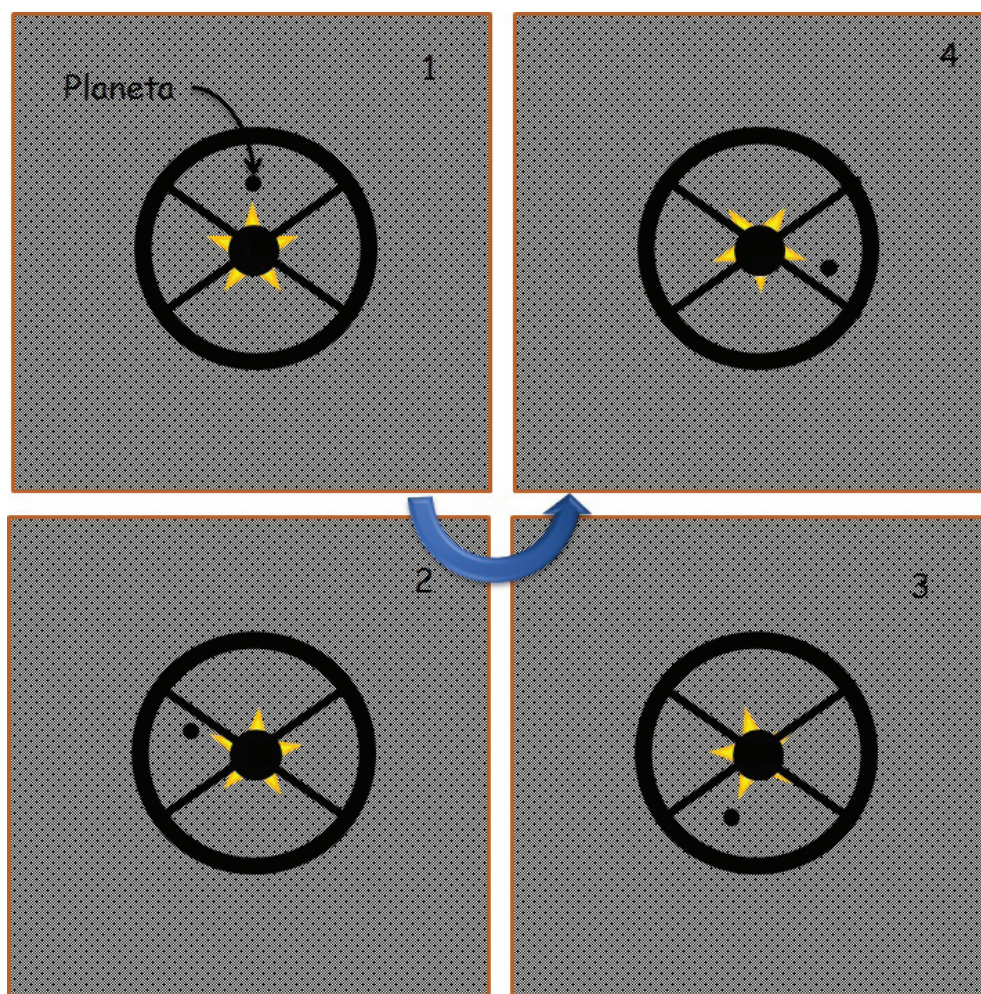
los ficticios introducidos en las imágenes por el telescopio y el instrumento. Si bien la descripción que sigue se hace para un planeta los mismos pasos se

aplican para las imágenes de discos.

En las observaciones astronómicas tradicionales hay un sistema que compensa la rotación del campo respecto de la pupila del telescopio para mantener el campo fijo sobre el detector y así poder combinar las distintas imágenes obtenidas durante la observación convenientemente. En las observaciones ADI este sistema se lo deja apagado. Lo que se consigue es que las fuentes que producen los efectos instrumentales (las piezas del telescopio y el instrumento) permanezcan fijas unas respecto de las otras lo que produce un patrón de *speckles* instrumental lo más estable y estático posible.

Con este sistema apagado lo que se hace es tomar una serie de imágenes como las que se representan esquemáticamente en la Figura 4.14. Estas serían 4 imágenes tomadas en el orden temporal indicado por la flecha. En el esquema se representan una estrella oculta por la máscara coronográfica (en el centro) y un hipotético planeta alrededor de la estrella dibujado como círculo negro. En este esquema se supone que la máscara y la cruz que la sostienen representan también el patrón producido por el moteado instrumental.

Lo que hay que notar en la Figura 4.14 es que durante esta secuencia de 4 imágenes el patrón del moteado producido por el instrumento permanece en la misma exacta posición durante toda la secuencia mientras que la estrella y el planeta aparecen en distintas posiciones respecto de dicho patrón es decir, el campo aparece rotado. De esta manera, la técnica ADI aprovecha la rotación del campo para separar todo lo que sean objetos reales en el cielo de objetos ficticios o efectos introducidos por el telescopio y el instrumento: mientras que los objetos reales en el cielo aparecen rotados en una secuencia ADI, el patrón del moteado instrumental aparece en la misma posición durante toda la secuencia.



**Fig. 4.14:** Esquema que representa 4 imágenes de una hipotética secuencia ADI tomadas en sentido opuesto a las agujas del reloj. Mientras que el patrón de speckles instrumentales, representado por la cruz negra rodeada de un círculo, aparece en la misma posición, la estrella (en el centro) y el planeta (círculo negro) aparecen rotados en la secuencia.

### **Ventajas, limitaciones y requerimientos para la aplicación de la técnica ADI**

Una de las principales ventajas que tiene la técnica ADI es que (como veremos más adelante) son las imágenes del mismo objeto en estudio las que se utilizan para remover los efectos instrumentales indeseados. Por lo tanto, las imágenes de calibración así construidas tienen las mismas características espectrales que el objeto en estudio y el mismo brillo lo que produce una remoción más eficiente de los efectos instrumentales. Por otra parte, no se consume tiempo moviendo el telescopio a otra posición para obtener imáge-

nes de referencia de por ejemplo, una estrella estándar distinta.

Otra de las ventajas de ADI es que, debido a que el campo va rotando, una determinada región del campo estelar es integrada en distintas porciones del detector lo cual hace que la técnica sea poco sensible a problemas como no uniformidad en la sensibilidad de los píxeles o píxeles calientes y fríos etc. Finalmente, no requiere de una óptica especializada y se puede aplicar a distintos tipos de objetos porque tampoco es necesario que éstos presenten alguna característica espectral particular.

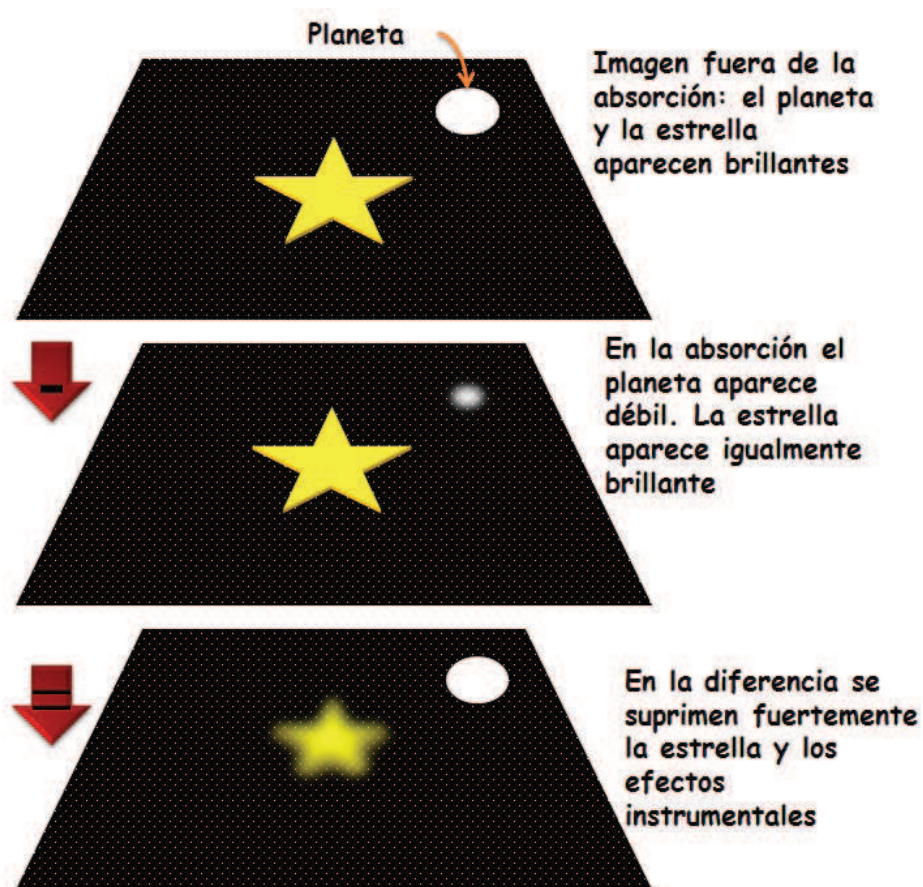
En cuanto a las limitaciones de la técnica, una de las principales, es el hecho de cuánto debe rotar el campo y a qué velocidad. Poca rotación puede resultar en una sustracción del planeta al momento de procesar las imágenes como se explicará más adelante. Por otro lado, una rotación muy rápida puede llevar a obtener imágenes borrosas del planeta en cada imagen de la secuencia. Cuánto rota y a qué velocidad dependen de la posición del objeto a observar y en la práctica estos requerimientos pueden resultar en una limitación de los sistemas efectivamente observables.

#### **4.4.3. *Spectral Differential Imaging: SDI***

La técnica SDI es esencialmente el motivo por el cual NICI fue diseñado con dos canales. Este método aprovecha determinadas características que aparecen en los espectros de objetos sub-estelares (con temperaturas  $\leq 1400$  K). Si bien la técnica no es aplicable a discos circunestelares, pues no muestran características espectrales que puedan ser aprovechadas de la misma manera, es interesante conocer este método que conforma una las principales técnicas observacionales de NICI.

El método consiste en tomar un par de imágenes, una centrada en una región espectral donde el metano absorbe fuertemente esas longitudes de onda y, por lo tanto, el planeta aparece débil y otra fuera de esa absorción en una longitud de onda cercana de tal manera que el planeta aparecerá más

brillante. Como a las imágenes se las obtiene de manera simultánea ambas están igualmente afectadas por los efectos atmosféricos e instrumentales por lo tanto, el patrón del moteado instrumental, va a resultar prácticamente idéntico en ambas. De esta manera, si se hace la diferencia de las imágenes dentro y fuera de la absorción del metano, se va a suprimir fuertemente todo lo que aparezca de manera similar en ambas esto es, la estrella y el patrón del moteado, dejando la señal del planeta. Esta situación se la representa esquemáticamente en la Figura 4.15.



**Fig. 4.15:** El esquema superior representa una imagen tomada fuera de la absorción del metano donde el planeta y la estrella aparecen brillantes. El esquema inmediatamente debajo representa una imagen tomada con el filtro centrado en la absorción donde la estrella aparece igualmente brillante que en la imagen fuera de la absorción pero el planeta aparece débil. Al restar las imágenes en el esquema inferior los efectos instrumentales, producidos con luz de la estrella son fuertemente suprimidos dejando intacta la señal del planeta.

Un hecho importante y el motivo por el cual este método es eficiente re-

moviendo el moteado instrumental es que el espectro de la estrella central es prácticamente plano en el intervalo de longitudes de onda definido por los filtros usados. La Figura 4.16 es un gráfico del trabajo de Biller et al. (2007). El mismo muestra el espectro de un objeto con una masa de  $3 M_{\text{Júpiter}}$  y una edad de  $30 \times 10^6$  años. Al espectro de este objeto se le han superpuesto 3 filtros del metano: en particular el F3 centrado en una absorción y el F2 en una  $\lambda$  cercana pero fuera de la absorción. En la parte superior se ha incluido también el espectro de la estrella  $\epsilon$  Eridani. Si bien los filtros mostrados allí pertenecen a otro instrumento<sup>2</sup> el gráfico es útil para ilustrar la ubicación de los filtros y mostrar lo plano que resulta el espectro de una estrella en el intervalo de longitudes de onda cubierta por estos filtros. Dado que, el moteado instrumental se produce con luz residual de la estrella esto asegura que el patrón sea de la misma intensidad en las dos imágenes tomadas haciendo que la técnica funcione.

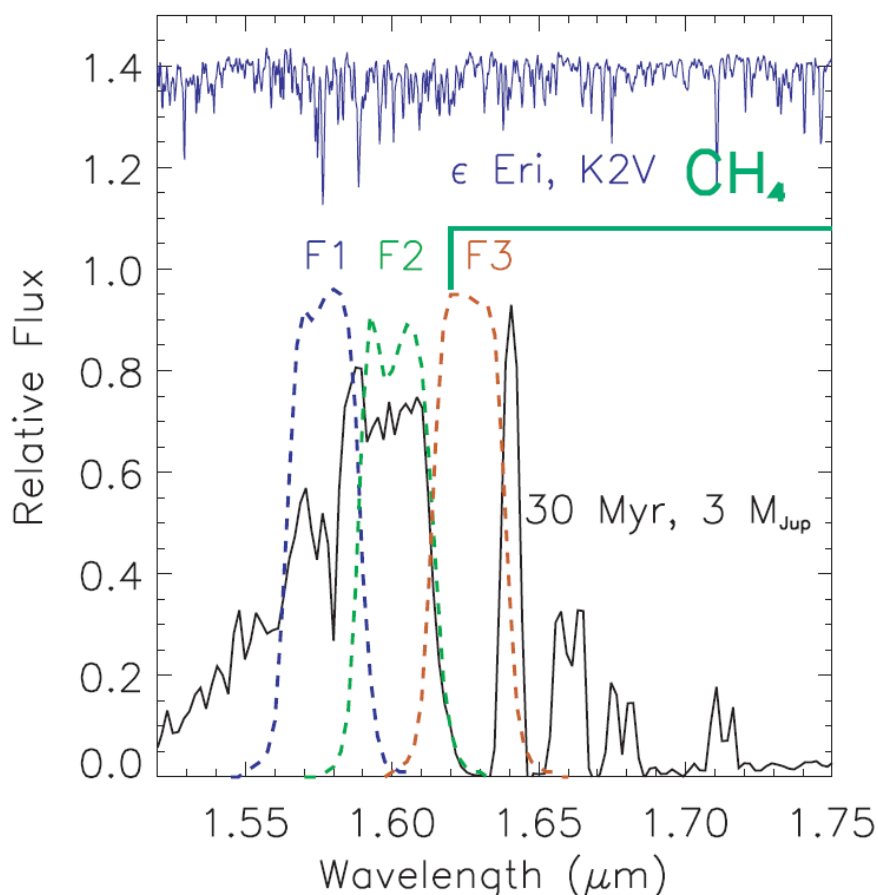
#### 4.5. Observaciones con NICI

Con el objetivo de obtener imágenes de alta resolución de discos *debris*, solicitamos 2 turnos de observación con el instrumento NICI del telescopio Gemini Sur durante el segundo semestre de 2009 y el segundo semestre de 2011 para observar un conjunto de estrellas asociadas a discos *debris* seleccionadas a partir del análisis de las SEDs.

Las solicitudes de observación a los telescopios Gemini se realizan en dos etapas o “Fases” denominadas simplemente Fase 1 y Fase 2. El armado de cada una de estas fases implica el uso de dos programas distintos provistos por el observatorio Gemini: el primero denominado PIT por sus siglas en inglés de *Phase 1 Tool* para la preparación de la Fase 1 y el segundo llamado “OT” por *Observing Tool* para la preparación de la segunda fase u observaciones propiamente dichas.

---

<sup>2</sup>Los filtros corresponden a la instrumentación del telescopio MMT (*The Multiple Mirror Telescope*) instalado en el monte Hopkins, Estados Unidos y del *Very Large Telescope* del ESO (*European Southern Observatory*) en Paranal, Chile.



**Fig. 4.16:** Gráfico adaptado del trabajo de Biller et al. (2007) que muestra el espectro de un objeto sub-estelar de  $3 M_{\text{Jupiter}}$  y una edad de  $30 \times 10^6$  años al cual se le han superpuesto 3 filtros del metano junto con el espectro de la estrella  $\epsilon$  Eridani en la parte superior. Si bien los filtros del gráfico no pertenecen a NICI, éste es útil para mostrar que el espectro de una estrella es plano en el intervalo de longitudes de onda cubierta por los filtros del metano.

Cada una de las fases contiene una serie de requerimientos que deben ser completados para que la propuesta pueda ser enviada y considerada para su ejecución. En términos generales la Fase 1 requiere justificar, tanto desde el punto de vista técnico como científico, la utilidad y relevancia de las observaciones propuestas así como, la elección del instrumento, configuración instrumental y las condiciones observacionales requeridas. La Fase 2 por otro lado, sólo se realiza cuando la propuesta ha sido aprobada y tiene como característica que es allí donde las observaciones son armadas para su posterior ejecución.

#### 4.5.1. Fase 1

De la Fase 1 se pueden destacar 4 aspectos fundamentales: la elección de la muestra a observar, el instrumento y la configuración instrumental requerida así como las condiciones de observación, las justificaciones científica y técnica y el tiempo solicitado para que las observaciones se realicen.

##### **Elección de la muestra a observar**

Existen diversos aspectos que deben considerarse al momento de la elección de los sistemas a observar, no sólo desde el punto de vista del objetivo científico sino también, desde el punto de vista técnico. Para este trabajo en particular originalmente se habían seleccionado 6 sistemas para ser observados: 3 sistemas binarios y 3 estrellas individuales. Posteriormente la lista original de objetos debió ser modificada en distintas ocasiones debido a diversas cuestiones de tipo climática y técnicas.

Desde el punto de vista del objetivo científico de nuestras observaciones, lo más apropiado era elegir aquellos sistemas que mostraran excesos en emisión tanto en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  como en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  y que éstos fueran lo más intensos posible. Ésta es una manera de asegurar de que se trata de un disco masivo y extenso aumentando las chances de poder obtener una imagen de él. Si bien desde el punto de vista del objetivo a cumplir lo anterior es lo deseable existen otra serie de requisitos algunos observacionales y de otra índole que deben ser cumplidos. En consecuencia, de la muestra de objetos seleccionada, HD 202917 fue la única estrella que muestra excesos en emisión en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  como en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  y que superó los restantes criterios de selección.

En la muestra se incluyeron sistemas binarios asociados a discos *debris*, como el caso de HD 95698, ya que uno de los objetivos es estudiar las características de discos *debris* en sistemas binarios. Para seleccionar las binarias



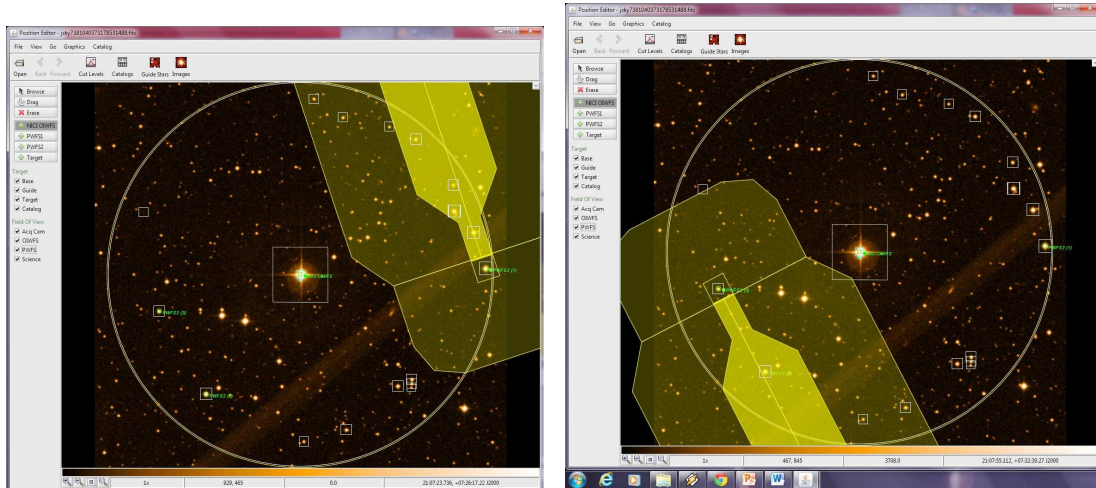
se tomó en especial consideración la separación de las componentes. Tratando de abarcar distintas configuraciones posibles, se seleccionaron sistemas cuya separación fuera muy pequeña como el caso de HD 95698 ( $A_{\text{bin}} = 0.1''$ ). En este caso la separación es lo suficientemente pequeña como para que ambas componentes quedaran ocultas por la máscara coronográfica seleccionada. Posiblemente para este sistema se trate de un disco alrededor de ambas componentes. Por otro lado, también se incluyeron binarias con separaciones grandes como el caso de HD 117176 cuya separación entre componentes es de  $A_{\text{bin}} = 296''$ .

Un requerimiento muy importante al momento de construir las observaciones para los telescopios Gemini es la elección de la estrella guía. En la Fase 1 de la solicitud de observación debe mostrarse que existe al menos una estrella guía adecuada para cada uno de los objetos que se desean observar. En el caso particular de NICI se requieren 2 estrellas guía: una para la óptica adaptativa del instrumento y la otra es la que se denomina *Peripheral Wave-Front Sensor 2* o simplemente PWFS2. La elección de la estrella guía PWFS depende, en general, de la configuración instrumental.

En la etapa de funcionamiento en que se encuentra NICI las observaciones coronográficas se ejecutan utilizando como estrella guía para la óptica adaptativa el mismo objeto de estudio, ya que se tiene poca experiencia para los casos donde la estrella guía de la óptica adaptativa y el objeto de estudio son distintos. Afortunadamente, los objetos a observar en nuestro proyecto eran estrellas lo suficientemente brillantes ( $V < 11$ ) y además están en campos poco poblados por lo que resultaron adecuadas para ese propósito.

La elección de las estrellas PWFS resultó, por otro lado, una limitación para seleccionar los sistemas a observar en este proyecto. Las estrellas guía PWFS se utilizan para correcciones de aberraciones del espejo primario, compensar errores de *tracking* del telescopio, sacudidas por viento, y algunas correcciones por efecto de la atmósfera en el infrarrojo cercano. Estas estrellas deben satisfacer criterios de distancias máximas y mínimas al centro del

campo así como también de magnitudes mínimas. La falta de una estrella guía PWFS2 adecuada dejó fuera varios sistemas que desde el punto de vista del objetivo científico eran buenos candidatos para ser observados.



**Fig. 4.17:** Izquierda: Captura de la sección del Observing Tool donde se puede visualizar el campo alrededor del objeto a observar en el centro de la imagen. El círculo externo indica el radio máximo al cual se puede encontrar la estrella guía PWFS2. El cuadrado grande en el centro representa el campo de la cámara de adquisición. El cuadrado más pequeño dentro de éste, el campo de NICI. Los cuadrados superpuestos en algunos objetos de la imagen son potenciales estrella guías seleccionadas por el programa a partir de un catálogo. La gran estructura que se superpone en la imagen representa el sistema que controla la estrella PWFS. Derecha: Ejemplo que muestra alguna de las dificultades que pueden surgir al momento de elegir una estrella PWFS2: que el sistema que la controla viñete el campo o que el programa ubique objetos indicados por el catálogo que no aparecen en la imagen.

Además de las mencionadas exigencias, NICI tenía al momento de la presentación de la propuesta una lista de alrededor de 300 sistemas los cuales no se permitía que fueran observados por la comunidad<sup>3</sup>. Esto también supuso una limitación debido a que algunos de los sistemas seleccionados como potenciales sistemas para ser observados estaban dentro de la lista de 300 sistemas. El conjunto de condiciones y restricciones descriptos antes hizo que se debieran relajar las condiciones de elección de los sistemas a observar.

<sup>3</sup>Estos objetos corresponden a la campaña de NICI para la cual se destinaron 500 horas de observación. Ver más detalles en: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/campaign-targets-and-status>.

### **Justificaciones científica y técnica**

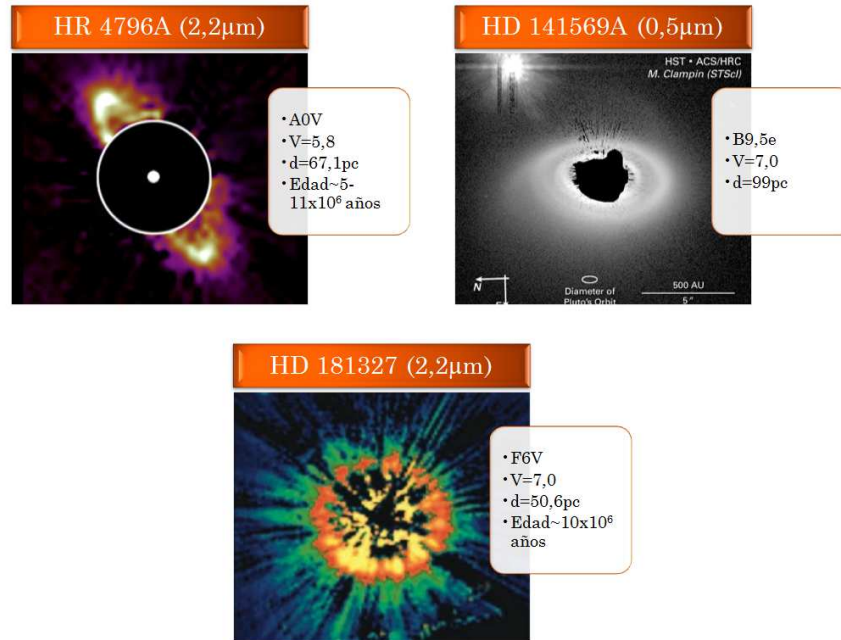
No es la intención en esta sección mostrar cómo fue la justificación científica y técnica de la propuesta sino resaltar algunos aspectos que hacen relevantes este tipo de observaciones y lo que se esperaba obtener de las imágenes tomadas. Para la configuración del instrumento se eligió la máscara de 0.32" y la pupila Lyot de 95%. En cuanto al uso de los dos canales, si bien los discos *debris* no tienen características espectrales que puedan ser explotadas para aplicar la técnica SDI, se decidió aprovechar esta facilidad para obtener imágenes en los filtros H y Ks de manera simultánea. Este par de imágenes en dos longitudes de onda distintas pueden brindar información acerca de las propiedades de dispersión del polvo.

La elección de la máscara coronográfica estuvo atada a que la mayoría de la experiencia con NICI se ha conseguido con esta máscara y la pupila de 95%. Eso quiere decir que la mayor parte de la información disponible para estimar, por ejemplo, los tiempos de exposición, está dada para esa configuración instrumental. En el caso de la pupila, si bien NICI tiene otras pupilas en principio disponibles, al momento de presentar esta solicitud solo se podía hacer uso de la de 95%.

Con la máscara de 0.32" y, dependiendo de la distancia, se abarcaban extensiones que van entre 5-10 UA hasta 300-700 UA de los objetos de la muestra. Fijada la configuración instrumental, con un tiempo de exposición de 30 minutos, se alcanzaría un contraste de 12 magnitudes a una distancia de 0.6" del centro del campo. NICI no dispone de una herramienta que calcule los tiempos de integración en función de la configuración del instrumento y las condiciones atmosféricas, como sí existen para otros instrumentos de Gemini. Las estimaciones de los tiempos de exposición debieron hacerse a través de gráficos que se verán cuando se discuta el armado de la Fase 2.

El contraste de 12 magnitudes debería ser suficiente para detectar discos como los hallados HR 4796A, HD 141569 y HD 181327. En la Figura 4.18 se

presentan las imágenes de los discos de estos sistemas.



**Fig. 4.18:** Imágenes de los discos detectados alrededor de HR 4796 A (Schneider et al. 1999), HD 141569 A (Clampin et al. 2003) y HD 181327 (Schneider et al. 2006). Las observaciones realizadas con NICI para este trabajo serían lo suficientemente sensibles para detectar discos como los de estos ejemplos.

Además, dependiendo de las edades y la distancia al objeto central las imágenes podrían detectar planetas con una masa mínima de 10 masas de Júpiter de acuerdo a los modelos teóricos evolutivos de Baraffe et al. (2003). Estas imágenes significarían las primeras de los discos de estos sistemas y además harían un aporte significativo a la muestra de imágenes de discos en binarias.

#### 4.5.2. Fase 2

En esta sección se revisarán los aspectos más relevantes en la preparación de la Fase 2 para NICI esto es: la configuración del instrumento, condiciones para la ejecución de las observaciones y la secuencia típica que siguen las observaciones en el modo ASDI.

### **Configuración Instrumental**

Para las observaciones de este trabajo se seleccionaron la máscara de 0.32", la pupila de 95 %, se optó por dividir el haz para los dos canales y finalmente se seleccionaron los filtros de banda ancha H y K<sub>s</sub> para uno y otro canal. En la Tabla 4.3 se dan las longitudes de onda centrales de ambos filtros y sus anchos de banda. También es necesario indicar que se debe detener el sistema que compensa la rotación del campo y además a qué ángulo fijarlo.

### **Condiciones para la ejecución de las observaciones**

Dadas las características de NICI, el instrumento tiene un determinado conjunto de exigencias en cuanto a las condiciones de observación ya pre-determinadas. Si tales condiciones no se cumplen las observaciones no se realizan. El usuario debe, en el peor de los casos, elegir estas condiciones de observación. En el código de Gemini las condiciones exigidas para que las observaciones con NICI se ejecuten son: calidad de imagen 70 % lo que quiere decir un seeing mejor que 0.5" en K. La cobertura de nubes (*Cloud Cover*), debe ser en el peor de los casos de 50 % lo que equivale a exigir condiciones fotométricas en el infrarrojo cercano. Este parámetro es particularmente crítico ya que determina fuertemente cuán brillante resulta el fondo de cielo en la imagen.

El vapor de agua (*Water Vapor*), es otro parámetro que debe ser considerado en el infrarrojo. En este caso no había restricciones predeterminadas y el usuario podía elegir las condiciones que considerara más adecuadas. Esto se debe a que es un instrumento que toma imágenes y no espectros. En el caso de los espectros este parámetro es más relevante pues el vapor de agua produce características tan marcadas en los espectros que los hace inútiles en las longitudes de onda donde aparecen. En este caso, se eligió 80 % o mejor la cual no es una condición demasiado restrictiva. El fondo de cielo (*Sky Background*), dominado principalmente por la fase lunar, es otro parámetro a considerar pero que no es crítico en el infrarrojo cercano, solo en longitudes

de onda del visible, por lo tanto se seleccionó *any* (cualquiera).

Dentro de lo posible, siempre se trató de relajar las condiciones de observación para aumentar las probabilidades de que se produzcan las condiciones adecuadas y las observaciones se ejecuten. Aún así, las condiciones determinadas impuestas por el instrumento son muy restrictivas: la combinación de todas las condiciones descritas anteriormente tienen una frecuencia de sólo el 22 % de ocurrencia en Cerro Pachón. La baja frecuencia de ocurrencia de las condiciones de observación complicó la ejecución de las observaciones durante el primer semestre de 2010 y por ello algunas de las estrellas de la muestra original no fueron observadas. Se debieron enviar otros objetos observables durante la segunda mitad de 2010.

Finalmente, un parámetro más que se debe tener en cuenta aquí es definir la ventana de ángulos horarios dentro de la cual las observaciones deben ser ejecutadas. De esta definición depende luego cuánto va a rotar el campo durante la observación. Por ejemplo, para HD 201219 se eligió un rango entre  $-0.75-0.75$  horas desde el meridiano. Esta estimación se hizo basada en los gráficos que se muestran en la Figura 4.13.

### **Secuencia de observación**

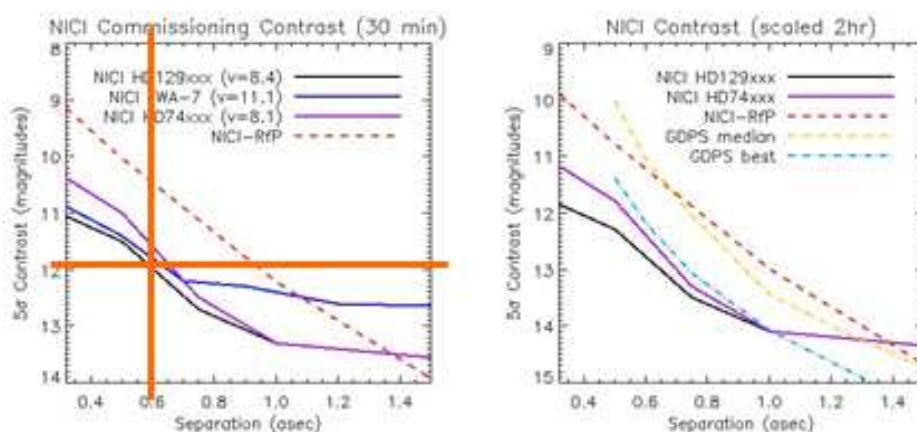
La secuencia de observación de NICI en el modo ASDI consta de una parte de adquisición y una parte de observación que, a su vez, se divide en 3 secuencias: dos denominadas *short* y una *long*. Dentro de la secuencia de observación también se incluyen los *flats*.

El paso de adquisición, como indica su nombre, es para adquirir el campo, ubicar la estrella guía PWFS y la estrella a observar. En este paso también se ubica la máscara en el campo. Ésta es una secuencia previa a la observación propiamente dicha y es necesaria para todas las observaciones con NICI.

La secuencia que más interesa es la llamada *long* que es donde se toman

las imágenes de ciencia. Las secuencias *short* son pasos previos de verificación que son relevantes cuando se observan objetos débiles pero que no hacen a la parte de la observación científica.

Dado que NICI aún está en una etapa de prueba las estimaciones de los tiempo de exposición necesarios para alcanzar el contraste deseado se realizan a través del gráfico de la Figura 4.19 provisto en la página del instrumento<sup>4</sup>. De acuerdo al gráfico con un tiempo de exposición de 30 minutos se alcanza un contraste de 12 magnitudes a 0.6" del centro del campo para una estrella de magnitud  $V = 8.4$ . Los sistemas seleccionados para este trabajo son todos más brillantes que  $V = 8.4$  por lo que 30 minutos de exposición serían suficientes para alcanzar un valor de contraste similar.



**Fig. 4.19:** Gráficos que muestran el contraste alcanzado en función de la distancia al centro del campo para tiempos de exposición de 30 minutos (izquierda) y de 2 horas (derecha). Por ejemplo, para una exposición de 30 minutos se alcanza un contraste de 12 magnitudes a 0.6" del centro del campo para una estrella con  $V = 8.4$ .

Esta media hora es el tiempo total necesario para detectar los discos. Sin embargo, no es posible hacer una exposición de media hora en el infrarrojo pues tanto el telescopio como el cielo resultan extremadamente brillantes y saturan rápidamente los detectores. En lugar de eso se realizan una serie de exposiciones muy cortas cuyo tiempo de exposición se estima de acuerdo a la

<sup>4</sup>Sitio de internet donde se pueden encontrar los gráficos: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/nici/itc-sensitivity-and-overheads>.

siguiente fórmula:

$$t_{\text{exp}}[\text{s}] = t_0 10^{m/2,5}, \quad (4.1)$$

donde  $t_0$  es una constante que depende de los filtros seleccionados, la máscara coronográfica y si se va a usar un sólo canal o ambos. Los valores de  $t_0$  están tabulados para distintas configuraciones posibles<sup>5</sup>. La variable  $m$  es la magnitud del objeto a observar en la banda H o K<sub>s</sub>. Dado que el filtro H es el más sensible se utilizaron los tiempos de exposición estimados para éste con la expresión (4.1) para cada una de las exposiciones cortas.

Las exposiciones cortas combinadas se guardan como una única imagen con un tiempo de exposición que será:

$$t_{\text{save}}[\text{s}] = \text{Nro.Coadds} \times t_{\text{exp}}, \quad (4.2)$$

donde *Nro.Coadds* es el número de exposiciones cortas (con tiempo de exposición  $t_{\text{exp}}$ ). Estas imágenes que llamaremos  $A_i$  son las imágenes que se guardan y conforman una secuencia de imágenes ADI. Para cada una de ellas se debe prestar atención a cuanto rota el campo. De acuerdo a la experiencia ganada, los especialistas de NICI recomiendan que el tiempo de exposición ( $t_{\text{save}}$ ) sea de alrededor de 1 minuto para cada imagen guardada. Para obtenerlo se ajusta el número de exposiciones (*Nro.Coadds*) para que  $t_{\text{save}}$  sea el sugerido. En general, el número de exposiciones cortas suele variar entre 10 a 50.

Por ejemplo, para HD 201219 el tiempo de exposición de cada exposición es de 4 segundos. Por lo tanto, se ajustó el *Nro.Coadds* a 15 para obtener un  $t_{\text{save}}$  de 60 segundos exactamente. Para alcanzar los 30 minutos necesarios para detectar los discos se repite este esquema de 15 exposiciones cortas de 4 segundos de tal manera que al combinar las imágenes salvadas con la técnica ASDI se obtenga una imagen final equivalente a haber tomado una única

---

<sup>5</sup>Para la configuración instrumental utilizada  $t_0 = 1,17 \times 10^{-2}$  para el filtro H y  $t_0 = 3,56 \times 10^{-2}$  para el filtro K<sub>s</sub>.



exposición de 30 minutos. En el ejemplo de HD 201219 se obtendrán un total de 37 imágenes  $A_i$ . Estas son las imágenes que luego deben procesarse.

Finalmente, dentro de la secuencia de observación se incluyen los *flats* para cada objeto. Esto se ha hecho así para que sean tomados inmediatamente luego de la observación. La importancia de que los *flats* sean tomados de esta manera radica en la posición de la máscara coronográfica. Los *flats* en este tipo de observaciones son importantes porque cada máscara tiene sus propias imperfecciones (rayas, por ejemplo) que introducen efectos en la imagen y además esos efectos varían con la posición de la máscara. Por eso es importante que los *flats* se tomen inmediatamente luego de ejecutada la observación para así asegurar que la máscara no ha cambiado su posición. Finalmente se tiene la adquisición de los *darks* con el tiempo de exposición y el número de coadds correspondiente a esta observación.

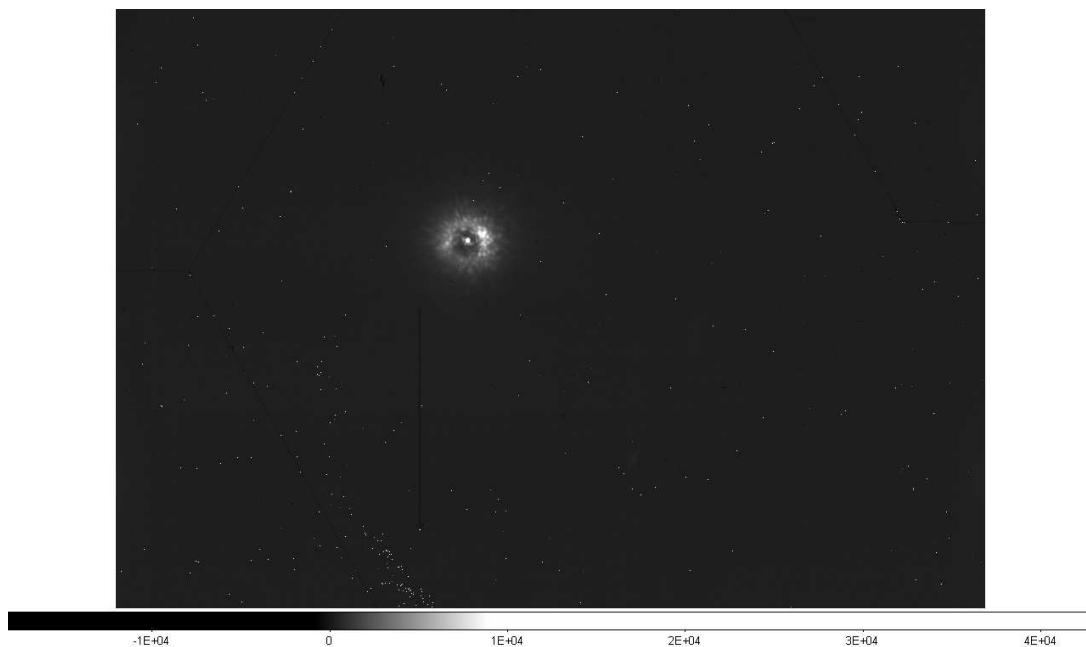
#### 4.6. Objetos seleccionados para las observaciones

La Tabla 4.4 lista los sistemas que se enviaron para ser observados, cuáles de ellos fueron observados y la época en la que adquirieron las imágenes. En total se enviaron 15 sistemas para ser observados de los cuales se obtuvieron imágenes de 8 de ellos. La mayoría de los sistemas se observaron usando la técnica ASDI excepto HD 105211 que se observó usando la técnica de *dithering*.

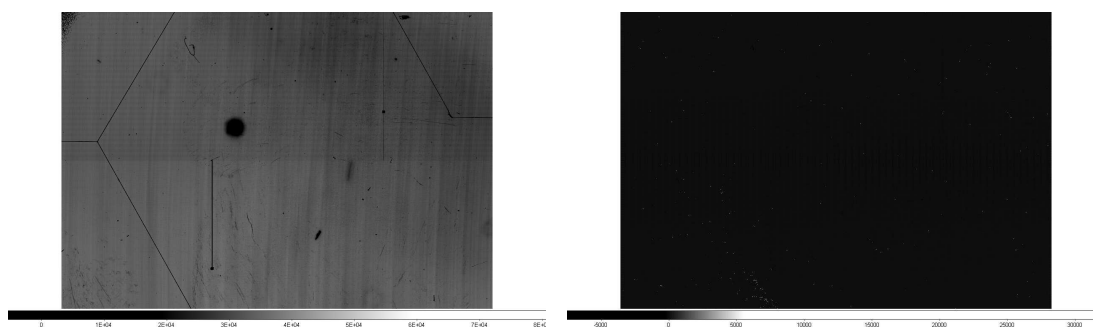
La Figura 4.20 es un ejemplo de una de las imágenes en bruto de la secuencia ADI para la estrella HD 201219 en el filtro  $K_s$ . En la Figura 4.21 se muestra un *flat* (a la izquierda) y un *dark* (a la derecha). En la imagen del flat se ve claramente la imagen de la máscara.

**Tabla 4.4:** Resumen de las observaciones obtenidas para este trabajo de tesis con el instrumento NICI

Sistema seleccionado	Época de adquisición
HD 10008	Sin observar
HD 10647	Diciembre 2010
HD 20320	Agosto 2010
HD 31392	Sin observar
HD 35850	Sin observar
HD 82943	Agosto 2010, Enero 2011
HD 95698	Sin observar
HD 105211	Abril 2010
HD 117176	Mayo 2010
HD 187897	Agosto 2010, Agosto 2012
HD 199260	Sin observar
HD 201219	Agosto 2010, Agosto 2012
HD 202917	Sin observar
HD 207129	Agosto 2010
HD 209253	Sin observar



**Fig. 4.20:** Ejemplo de una de las imágenes de la secuencia ADI en el filtro  $K_s$  para la estrella HD 201219. En la imagen se ve la estrella cubierta por la máscara de  $0.32''$ .

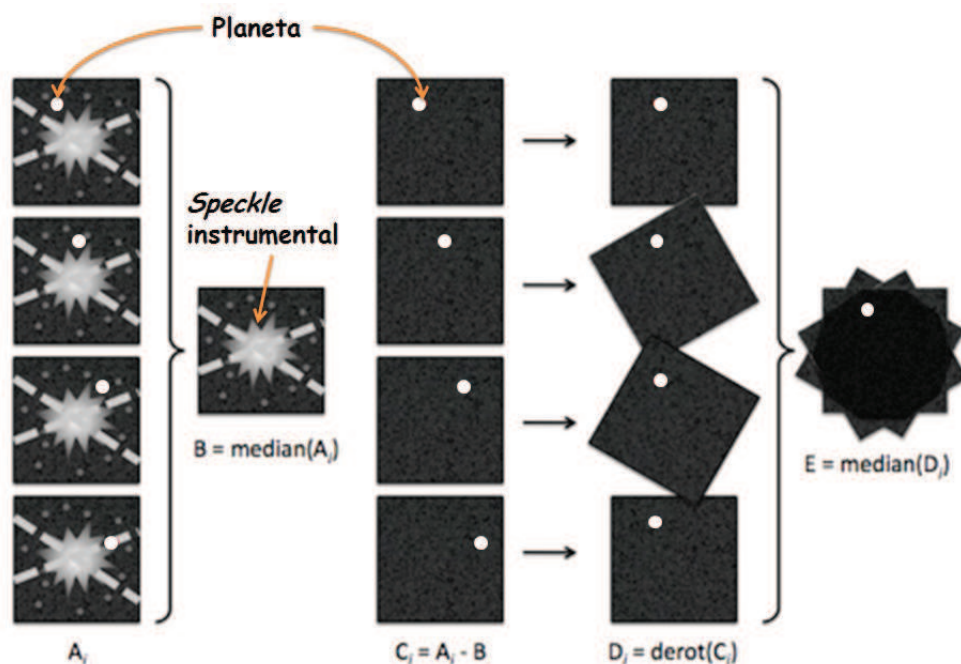


**Fig. 4.21:** Izquierda: Ejemplo de un flat en el filtro  $K_s$  donde se ve claramente la imagen producida por la máscara coronográfica de 0.32". Derecha: Ejemplo de un dark.

#### 4.7. Proceso de reducción de las imágenes

El siguiente paso de la técnica ADI es, de qué forma deben procesarse las secuencias de imágenes. Para ver el proceso de reducción elemental de las imágenes ADI es útil el esquema presentado en la Figura 4.22. El esquema presenta en la primera columna a partir de la izquierda una secuencia de imágenes ADI cualquiera. A cada una de las imágenes de la secuencia se las denomina  $A_i$ . Al igual que antes en esta secuencia se tiene un círculo (blanco en este caso), que representa un planeta alrededor de la estrella ubicada en el centro de cada imagen. La misma descripción vale para el caso de un disco. La cruz con la estrella de muchas puntas representa el patrón de moteado instrumental. Nótese que la posición del círculo blanco aparece rotada en la secuencia.

A partir de este conjunto de imágenes en bruto se construye lo que denomina una imagen media o de referencia tomando la media del conjunto completo de imágenes de la secuencia. Al hacer esta media, todas las estructuras que hayan aparecido coherentemente en todas las imágenes (esto es, el patrón cuasiestático del moteado instrumental, la estrella etcétera) se van a reforzar y van a aparecer claramente en la imagen media mientras que, aquellas estructuras que aparecieron en algunas imágenes pero que luego no se repitieron en las otras van a dejar poco rastro en la imagen media como es el caso del planeta que aparece en posiciones distintas en cada una de las



**Fig. 4.22:** Esquema que representa los pasos elementales para reducir una secuencia de imágenes ADI. El proceso consiste en construir una imagen media  $B$  con las imágenes  $A_i$  de la secuencia. Luego se resta la media a cada una de las imágenes  $A_i$ , se rotan las imágenes resultantes  $C_i$  a una posición común y finalmente, se combinan las imágenes  $D_i$  para obtener la imagen final  $E$ . Esquema adaptado del sitio de internet: <http://www.mpia.de/homes/thalmann/adi.htm>.

imágenes de la secuencia. A la imagen media se la llama  $B$  en el esquema de la Figura 4.22.

Construída la imagen de referencia  $B$ , ésta es restada a cada una de las imágenes  $A_i$  de la secuencia obteniendo como resultado una nueva secuencia de imágenes  $C_i = A_i - B$ . Al realizar la resta en la nueva serie de imágenes  $C_i$  se suprime fuertemente todo lo que tiene que ver con el halo estelar, el patrón cuasiestático del moteado y cualquier otra cosa que se haya repetido de manera coherente en las imágenes. Lo que queda es la señal del planeta, y una componente variable del ruido de moteado porque éste no es exactamente estático, pero al mantener las piezas del telescopio fijas se aproxima bien a ese ideal.

Lo siguiente es rotar cada una de las imágenes  $C_i$  a una posición común

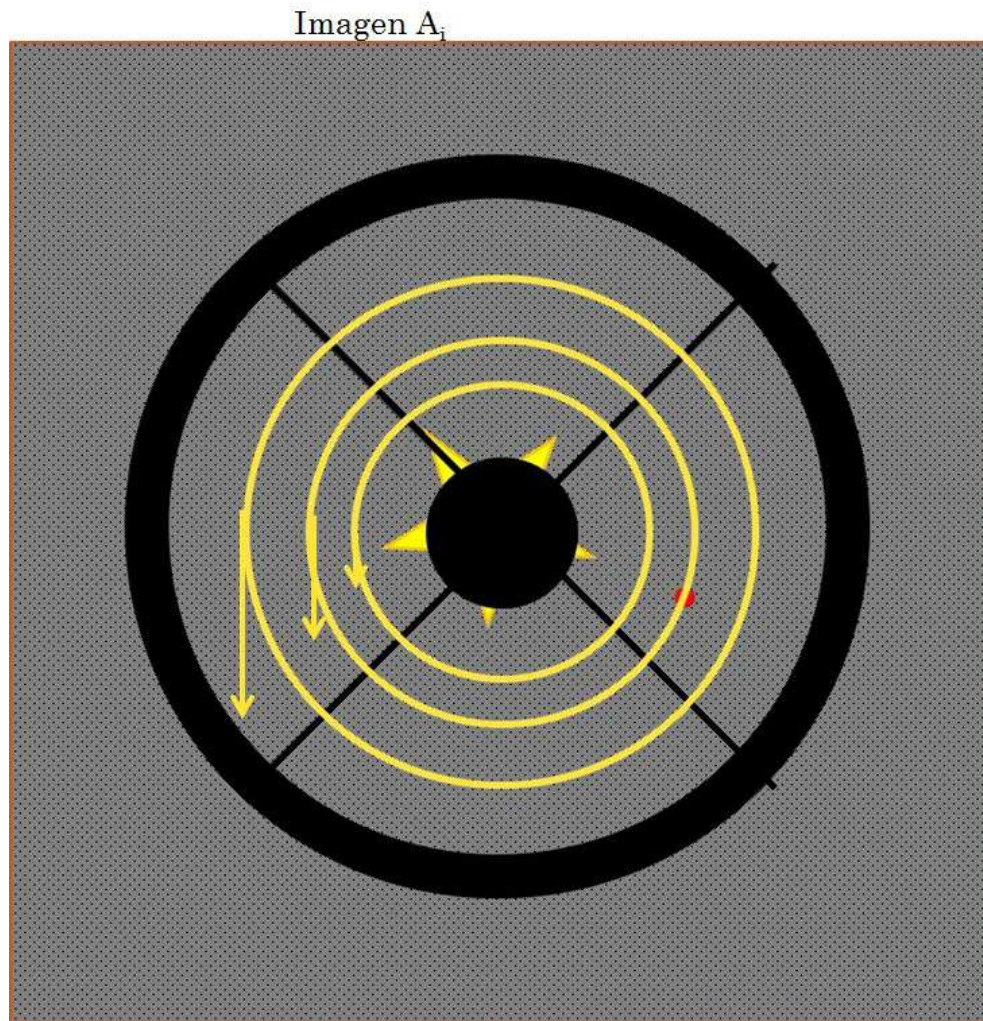
para obtener las imágenes  $D_i$  como se muestra en la Figura 4.22. En las imágenes  $D_i$  se puede ver que el planeta aparece en la misma posición en cada una de ellas. Luego, a las imágenes  $D_i$  se las combina como una media para obtener la imagen final  $E$ . En la imagen media  $E$  todo lo que sea ruido aleatorio que haya quedado de los pasos anteriores se va a promediar mientras que, la señal del planeta (que aparece de manera coherente en las imágenes  $D_i$ ) se va sumar reforzándose en la imagen final  $E$  ayudando a detectar su presencia.

La descripción anterior corresponde a lo que puede llamarse el procedimiento elemental de reducción para una secuencia de imágenes ADI. En la práctica se aplica un método denominado LOCI por sus siglas en inglés de *Locally Optimized Combination of Images* que en la esencia es lo mismo, pero trata de optimizar la obtención de la imagen de referencia  $B$ .

Para describir el procedimiento LOCI se utiliza el esquema presentado en la Figura 4.23. El esquema representa una de las imágenes  $A_i$  anteriores a la cual se la ha dividido en anillos concéntricos. Cuanto rota un objeto que esté ubicado en uno u otro anillo depende de la distancia al centro del campo: un objeto en un anillo cercano al centro rota menos que un objeto en un anillo más externo en el mismo intervalo de tiempo. Esto está representado en la figura por la longitud de las flechas que representan las velocidades.

Para poder continuar primero hay que tratar de responder la pregunta: ¿Cuánto debe rotar el campo para que podamos detectar por ejemplo un planeta utilizando la técnica ADI?. Ésta es una cuestión de suma importancia en las observaciones ADI y es por este motivo que es necesario determinar que ventana de ángulo horario es la adecuada para obtener una determinada variación del ángulo paraláctico y con él la rotación del campo observado.

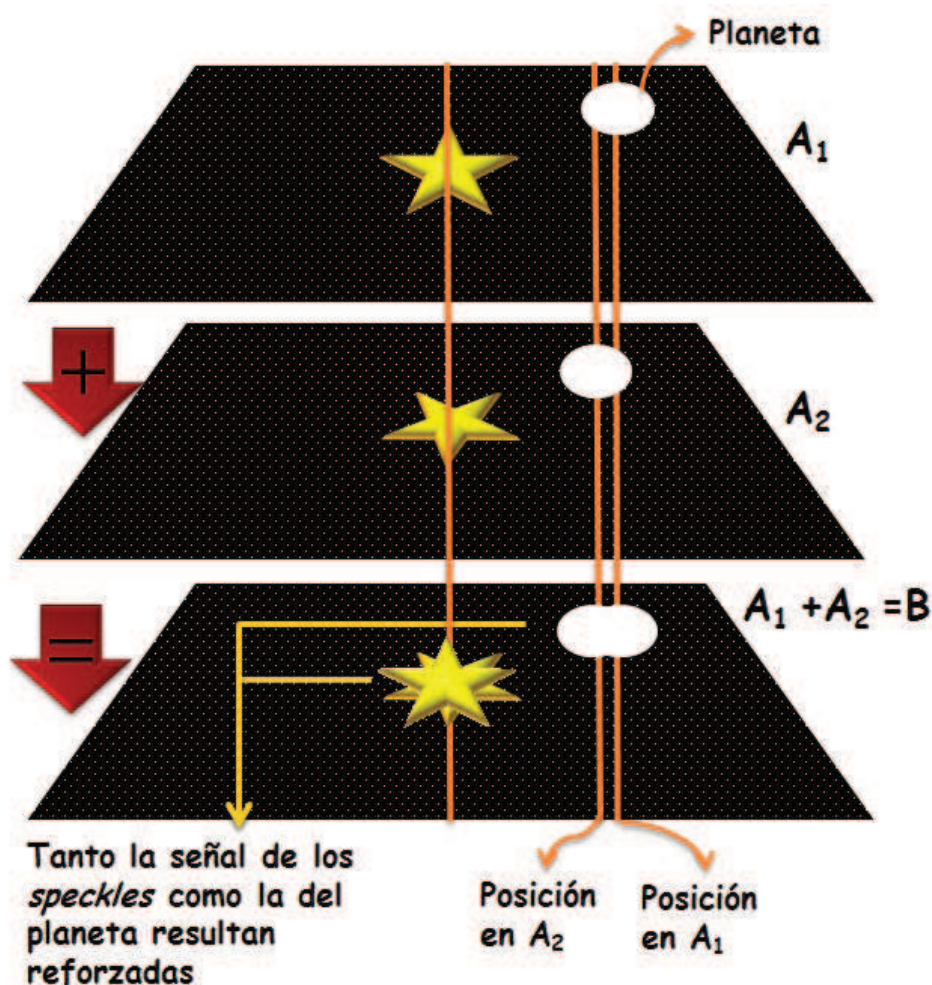
Supóngase que se tiene la imagen  $A_1$  de la secuencia  $A_i$  y se la desea combinar con la imagen  $A_2$  para construir la imagen media  $B$  como se muestra esquemáticamente en la Figura 4.24. La imagen  $A_2$  ha rotado respecto de  $A_1$



**Fig. 4.23:** Representación esquemática de una de las imágenes de la secuencia ADI  $A_i$ . A la imagen se la subdividido en anillos concéntricos. Un objeto ubicado en un anillo interno rota menos que un objeto ubicado en un anillo más externo. Esto se encuentra representado por las flechas de distinta longitud que corresponden a las velocidades de rotación para distintos anillos.

de tal manera que al combinarlas la imagen del planeta se refuerza en  $B$ . El siguiente paso de la reducción, consiste en restar la imagen media  $B$  a cada una de las imágenes  $A_i$ . Este paso se muestra esquemáticamente en la Figura 4.25.

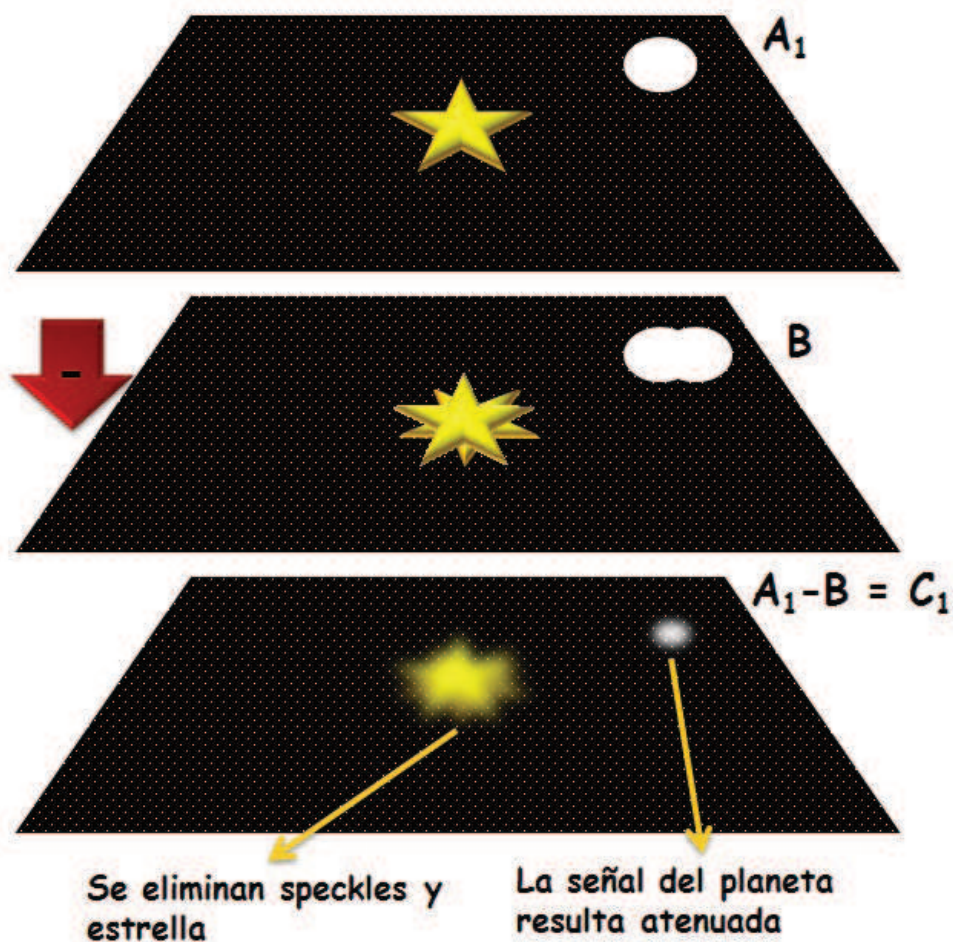
Debido a la rotación que tiene la imagen  $A_1$  respecto de la imagen  $A_2$  el planeta aparece claramente en la imagen de referencia  $B$  y por lo tanto al restar la media  $B$  a la imagen  $A_1$  como ilustra la Figura 4.25, se pierde parte de la señal del planeta en la imagen resultante  $C_1$ . El mismo razonamiento se



**Fig. 4.24:** Combinación de dos imágenes  $A_1$  y  $A_2$  de la secuencia  $A_i$ . En el centro de ambas imágenes se posiciona la estrella y el patrón de speckles instrumental. El círculo blanco representa la imagen del planeta cuya extensión se ha exagerado para mostrar la combinación de las imágenes. Al combinar las imágenes para obtener  $B$ , debido a la poca rotación de  $A_2$  respecto de  $A_1$ , tanto la señal de los speckles como del planeta en  $B$  resultan reforzadas.

puede extender a la imagen  $A_2$  y a cualquier otra de las imágenes de la secuencia  $A_i$  que se hubieran utilizado para construir la imagen  $B$  (asumiendo claro, que la rotación de una imagen  $A_i$  sea de características similares a la situación que se daba con  $A_1$  y  $A_2$ ).

Lo que el ejemplo anterior deja en claro es la importancia de la rotación del campo: debe ser lo suficientemente grande como para asegurarse de que, en las sucesivas imágenes del planeta en cada imagen de la secuencia no se



**Fig. 4.25:** Representación esquemática de la resta de la imagen media  $B$  a la imagen  $A_1$ . Debido a la rotación que tienen las imágenes con las que se construyó  $B$  en la imagen media el planeta, representado por el círculo blanco, aparece claramente y, al hacer la resta, se pierde parte de su señal en la imagen resultante  $C_1$ .

superpongan entre sí. Sin embargo, hay que considerar también que no se puede permitir que el campo rote a cualquier velocidad con tal de conseguir la rotación adecuada en el tiempo que dure la observación porque esto produce imágenes borrosas.

Hay que llamar la atención sobre el hecho de que los esquemas en las Figuras 4.24 y 4.25 describen situaciones simplificadas para dar una idea visual de lo que sucede. En la práctica, cuando se construye la imagen  $B$  la señal del planeta de cada una de las imágenes  $A_i$  que se usan para construir  $B$ , resultan promediadas en  $B$ , no sumadas como se muestra en el esquema.

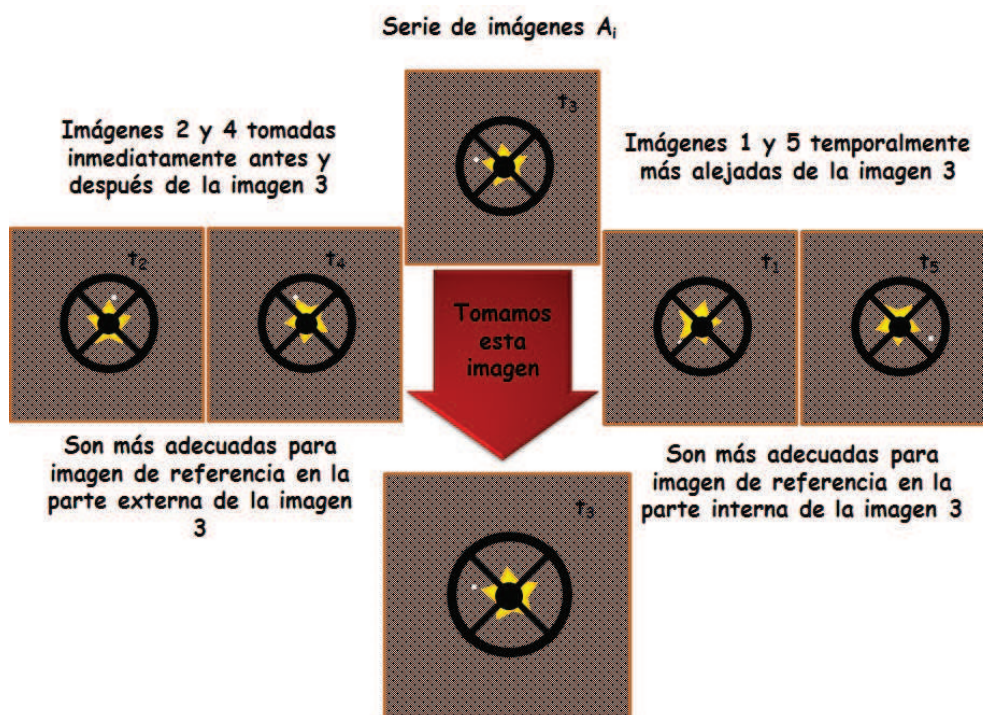


En el caso apropiado cuando se calcula  $B$  como la imagen del planeta no aparece coherentemente en todas las  $A_i$  su señal es prácticamente cero en la imagen  $B$  y por eso es que cuando se la resta a las  $A_i$  no se pierde señal del planeta.

Usualmente se establece como criterio, que la rotación sea un múltiplo del tamaño a mitad de altura de la imagen del planeta. Esto se traduce como una tasa de rotación durante la observación de 30 grados/hora. Como la tasa de rotación es variable con la distancia al centro del campo, a un objeto cerca del centro le tomara más tiempo satisfacer dicho criterio que a otro lejos del centro del campo porque este último rota más rápido.

Para fijar ideas se presenta la Figura 4.26. Allí se esquematiza una secuencia de 5 imágenes  $A_i$  tomadas a los tiempos  $t_1, t_2, t_3, t_4$  y  $t_5$ . Supóngase ahora, que se busca construir la imagen media  $B$  para la imagen  $A_3$  usando las  $A_i$  que resulten más adecuadas para cada uno de los anillos en los que se ha dividido  $A_3$ . Para la zona más externa o los anillos más externos de la imagen (típicamente 5 segundos de arco), las imágenes tomadas inmediatamente antes y después (algunos pocos de minutos por ejemplo) de la de interés ya van a satisfacer el criterio de rotación del campo para esa región. Por lo tanto, para los anillos externos de la imagen es mejor elegir las imágenes temporalmente cercanas a la de interés para construir la imagen media  $B$  porque éstas guardan una mejor correlación con los efectos instrumentales y al restarla de  $A_3$ , van a producir una remoción de los efectos instrumentales mucho más efectiva.

Por otro lado, para la parte interna de la imagen de interés (típicamente del orden o menor que el segundo de arco), las imágenes más alejadas temporalmente (del orden de la decena de minutos) de la de interés van a satisfacer el criterio de rotación y por ello, son las más adecuadas para construir la imagen de referencia  $B$  desde el punto de vista de la rotación requerida. Por supuesto que, a medida que se considera una región más cercana al centro del campo, como  $B$  es construida con imágenes temporalmente más alejadas



**Fig. 4.26:** Secuencia de 5 imágenes de una secuencia ADI. Se desea construir la imagen media  $B$  más apropiada para la imagen  $A_3$  de la secuencia. Las imágenes temporalmente más cercanas  $t_2$  y  $t_4$  van a cumplir con el criterio de rotación para la parte externa de la imagen  $A_3$  y por lo tanto son las más apropiadas para construir una media  $B$  para la parte externa de  $A_3$  ya que guardan mejor correlación con los efectos instrumentales. Las más alejadas temporalmente tomadas en  $t_1$  y  $t_5$  son más apropiadas para la parte interna.

de la de interés la coherencia con los efectos instrumentales se deteriora. Sin embargo, estos efectos son cuasi-estáticos y se mantienen relativamente estables durante una observación típica (entre 30 a 60 minutos). Además, si el observador está particularmente interesado en la zona inmediata a la estrella puede diseñar las observaciones para obtener una tasa de rotación alta y así conseguir satisfacer el criterio de rotación más rápidamente en la parte interna con el posible costo de producir imágenes borrosas en la parte externa de las imágenes  $A_i$ .

Éste es en esencia el método de reducción LOCI: obtener la mejor imagen de referencia  $B$  para lograr una eliminación más efectiva de los efectos instrumentales. La principal ventaja de este método para el tratamiento de las imágenes ADI sobre el método básico es que se logra una remoción más efec-

tiva de los efectos instrumentales. La desventaja es que al utilizar un número menor de imágenes para construir la imagen de referencia  $B$ , el ruido pixel a pixel en  $B$  (ruido de lectura del detector, pixeles malos etc.) puede resultar comparable con el ruido de las imágenes en bruto  $A_i$ . Este proceso de reducción se aplicará en el siguiente capítulo donde se analizan las imágenes de 7 estrellas de tipo solar asociadas con discos de tipo *debris*.

**Capítulo 5**

***Análisis de imágenes coronográficas  
de estrellas con discos debris***

### 5.1. Introducción

En este capítulo se analizan las imágenes finales obtenidas para los sistemas observados que se listan en la Tabla 4.4. El procesado de las imágenes de las secuencias ASDI de cada sistema se realizó como está descrito en el capítulo 4 utilizando el método LOCI. Los pasos de la reducción fueron ejecutados mediante una serie de rutinas escritas en el lenguaje IDL (*Interactive Data Language*) por Etienne Artigau (Artigau et al. 2008)<sup>1</sup>. A continuación se tratan las imágenes finales obtenidas para cada sistema.

### 5.2. Sobre las imágenes de calibración

La calibración de imágenes del tipo coronográficas es una tarea particularmente complicada debido a la presencia de la máscara coronográfica. No existe un método único o estándar que haya demostrado ser el más efectivo para calibrar este tipo de imágenes. Es por este motivo que no existen observaciones estándares que sirvan para la calibración de las imágenes de NICI. Cada observador puede adoptar métodos diferentes que considere más apropiados para sus imágenes y lograr el objetivo deseado. Si se desea por ejemplo, obtener imágenes de estrellas estándares éstas deber ser observadas como un objeto de ciencia más de acuerdo al procedimiento que se considere adecuado para calibrar las imágenes obtenidas.

Para este proyecto se solicitaron imágenes de estrellas estándares que luego se utilizarían para calibrar las imágenes obtenidas. Sin embargo, dadas las malas condiciones de observación que se dieron durante el primer semestre de 2012 dichas observaciones no fueron realizadas. Luego, tampoco fueron consideradas una prioridad en vista de los resultados que se discuten a continuación. Se consultó si existían otras imágenes de estándares fotométricas que pudieran aplicarse a las observaciones obtenidas y la respuesta fue negativa. Por lo que las imágenes finales no pudieron ser calibradas. Aún así éstas

---

<sup>1</sup>Artigau tuvo la amabilidad de cedernos una copia de sus rutinas de reducción así como también de instruirnos para su uso.

permiten poner cotas para algunos de los parámetros de los discos de las estrellas observadas.

**Tabla 5.1:** Características principales para las estrellas con imágenes coronográficas de alta resolución

Sistema	d [pc]	V	K	TE	Edad [ $\times 10^9$ años]
HD 10647	17.3	5.5	4.3	F9 V	4.8
HD 20320	33.6	4.8	4.2	A9 V	0.4
HD 82943	27.5	6.5	5.1	G0 V	5.0
HD 117176	18.0	4.9	3.5	G4 V	7.6
HD 187897	35.0	7.1	6.0	G5 V	4.5
HD 201219	38.1	8.0	6.4	G5 V	0.1
HD 207129	16.0	5.6	4.2	G2 V	1.6

### 5.3. HD 10647

La Tabla 5.1 lista algunas características relevantes de HD 10647. Se trata de una estrella ubicada a una distancia de  $\sim 17$  pc del Sol cuyo tipo espectral está estimado en F9V. La edad de  $4.8 \times 10^9$  años muestra que es una estrella con una edad del orden de la edad del Sistema Solar. La estrella fue identificada por primera vez como un sistema con excesos infrarrojos en  $60 \mu\text{m}$  con el satélite IRAS (Oudmaijer et al. 1992). Mannings & Barlow (1998) clasificaron a este sistema como un posible disco *debris*. HD 10647 también ha sido observado con *Spitzer* confirmando la presencia de los excesos infrarrojos (Jura et al. 2004; Trilling et al. 2008).

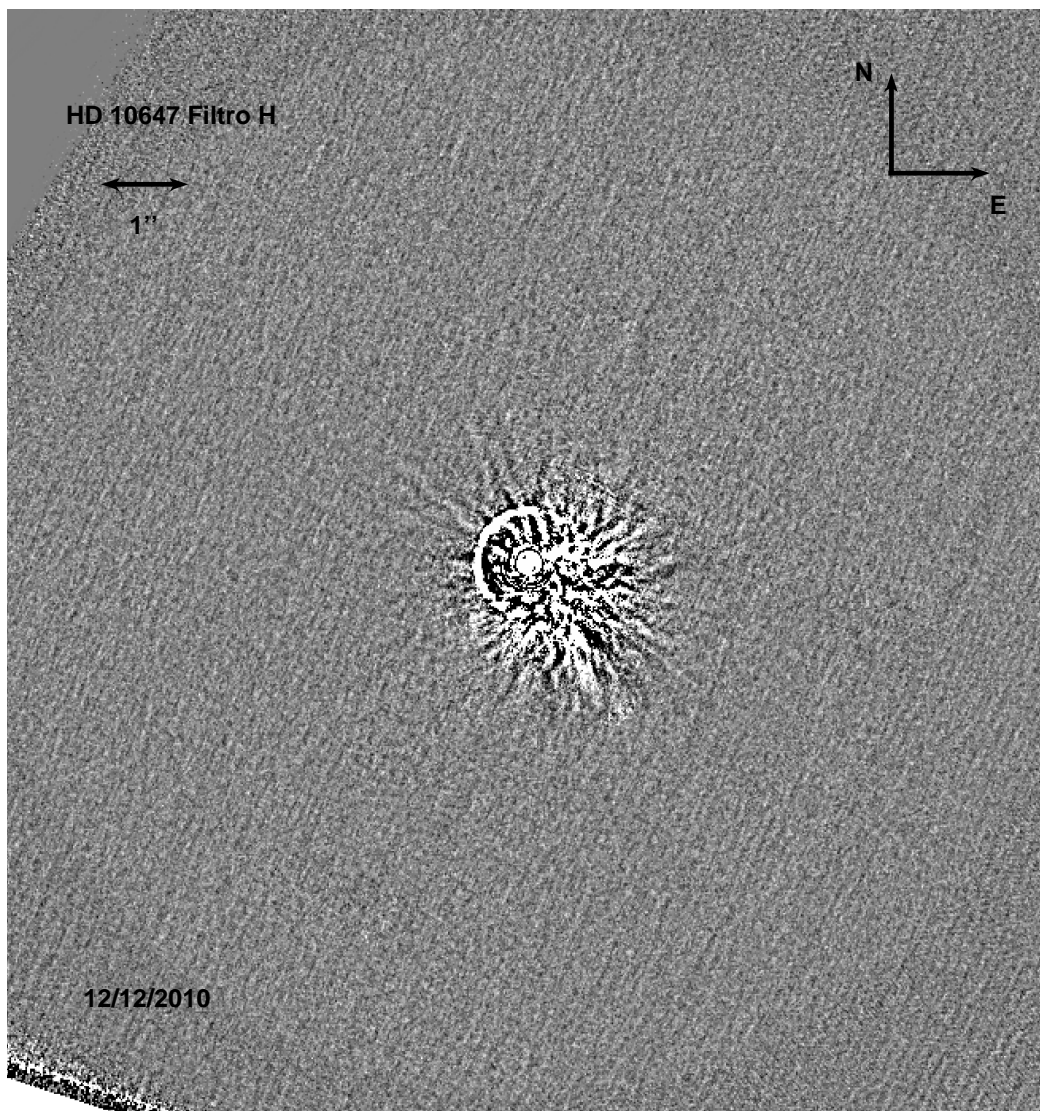
Stapelfeldt et al. (2007) presentó en 2007 una imagen del disco en  $\lambda = 0.6 \mu\text{m}$  obtenida con el telescopio espacial *Hubble*. De acuerdo a esa imagen el disco se extiende hasta 120-140 UA con un borde interno en  $\sim 80$  UA de la estrella. Además, HD 10647 tiene un planeta (detectado mediante la técnica de velocidades radiales), orbitando a  $\sim 2$  UA de la estrella con una masa mínima  $m \sin(i) = 0.9 M_{\text{Júpiter}}$  (Butler et al. 2006).

Dada su relativa cercanía con el Sol las imágenes con NICI permiten explorar la región más interna del disco, esto es a distancias menores de 100 UA de la estrella a la cual no se ha tenido acceso en trabajos previos. Además, la presencia de un planeta a  $\sim 2$  UA de la estrella hace que resulte relevante explorar regiones más alejadas respecto de la posición de este planeta para las cuales la técnica *Doppler* pierde eficiencia.

La observación solicitada para este sistema consistió en una secuencia de 40 imágenes con 30 segundos de exposición cada una ( $t_{\text{save}}$ ). El tiempo  $t_{\text{save}}$  debió ser fijado a ese valor ya la estrella es brillante en los filtros  $H$  y  $K_s$  ( $H = 4.4$ ,  $K = 4.3$ ) y hubieran sido necesarias 100 exposiciones cortas que habrían sumado un tiempo de 40 segundos extras de observación por cada imagen guardada (esto es, un total de 20 minutos para obtener una imagen final con un tiempo de exposición de 30 minutos). Procesada la secuencia de imágenes completa se obtendría una imagen final con un tiempo de exposición de 20 minutos aproximadamente.

Las imágenes fueron tomadas durante el mes de diciembre de 2010. Las condiciones de observación durante la adquisición no fueron las óptimas. La relación *Core/Halo* ( $C/H$ , da una medida de cuán dispersa resulta la radiación estelar), típicamente es  $C/H \sim 1.5$  (para la calidad de imagen exigida  $IQ = 70\%$ ). Al comienzo de las observación de este sistema el cociente  $C/H$  era  $\sim 1$  sin embargo, durante la observación fue deteriorándose hasta  $C/H \sim 0.5$  resultando en que la luz estelar se encontraba más dispersa. La observación fue cancelada y solamente se obtuvieron 27 imágenes de las 40 programadas.

En las Figuras 5.1 y 5.2 se presentan las imágenes finales para HD 10647. La Figura 5.1 corresponde a la imagen en el filtro  $H$  y la Figura 5.2 al filtro  $K_s$ . Ambas son el resultado de combinar 26 exposiciones de 30 segundos cada una obteniéndose una única imagen para cada filtro con un tiempo de exposición total de 13 minutos. En general, las primeras imágenes de la secuencia se descartan de la reducción porque pueden tener una imagen latente o residual de la observación anterior. En el centro de las imágenes se encuentra la

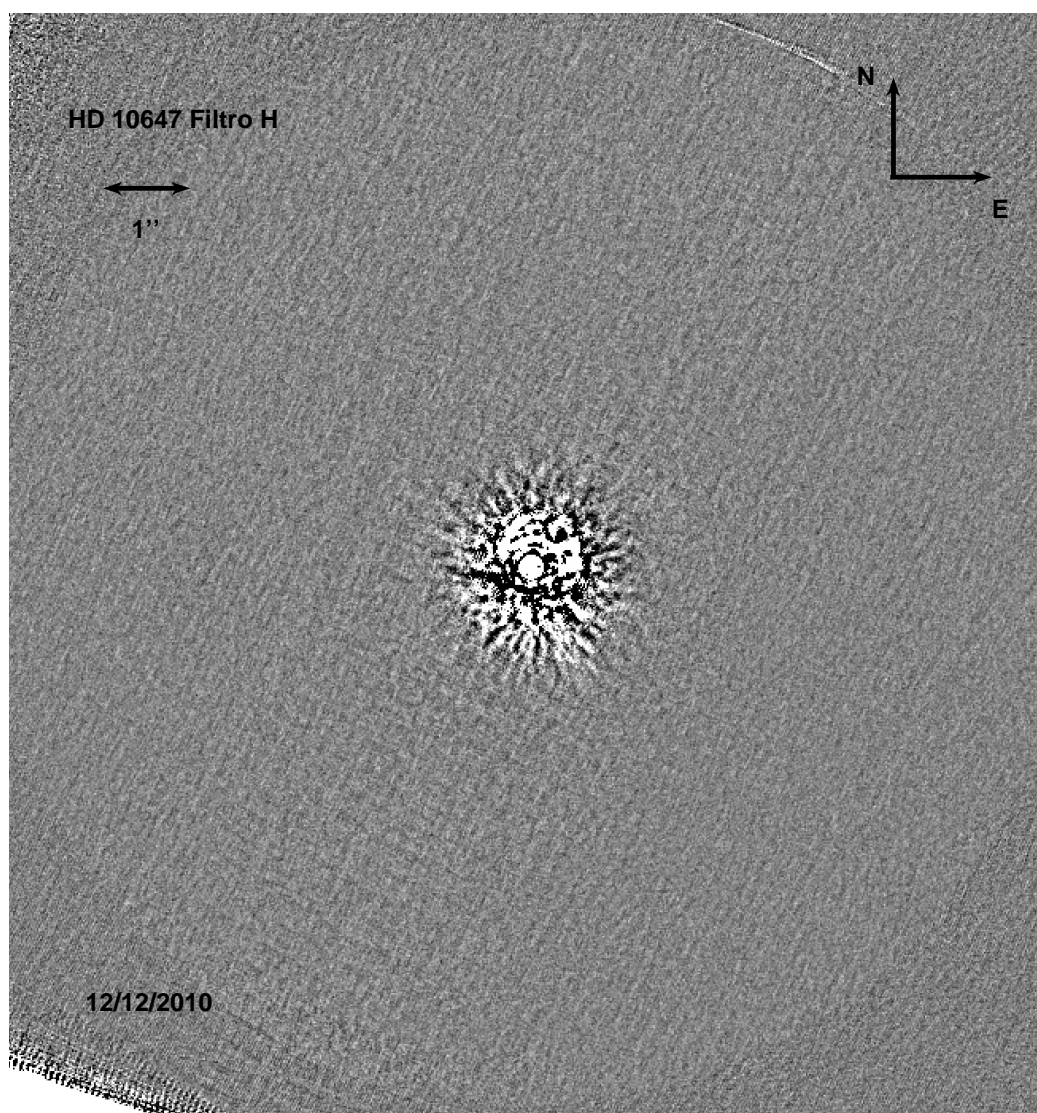


**Fig. 5.1:** Imagen final en el filtro H para la estrella HD 10647. En el centro de la imagen se encuentra la estrella cubierta por la máscara coronográfica de  $0.32''$ . En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco. Puede verse como en la zona central quedan residuos de la radiación estelar que no pudieron ser removidos debido a las condiciones bajo las cuales se tomaron las imágenes.

estrella cubierta por la máscara coronográfica de  $0.32''$ . Hay que recordar que las máscaras coronográficas utilizadas en NICI no son estrictamente opacas sino que tienen una región central que permite el paso de luz de la estrella para ubicar la posición central de la máscara.

Existe una región alrededor de la estrella para la cual los residuos que quedan de luz estelar dispersa (que no son removidos durante el procesa-





**Fig. 5.2:** Imagen final de HD 10647 en el filtro  $K_s$ .

miento de las imágenes) impiden extraer cualquier información útil dentro de ella. La zona efectivamente útil de la imagen se extiende desde 1.5" hasta los 6.0" de la estrella en el centro. A la distancia de 17.4 pc de este sistema, esto equivale a una zona de la estrella comprendida entre 26 a 104 UA. Es notorio en la imagen del filtro  $H$  como la radiación estelar resulta dispersa en un área más grande que en el caso de la imagen en el filtro  $K_s$  y los efectos residuales son particularmente importantes en comparación con la imagen en  $K_s$ .

En cuanto a la distancia máxima de 6.0" queda delimitada por la posición de la máscara respecto de los bordes de las imágenes en bruto. Ya que la

imagen final es el resultado de combinar imágenes rotadas unas respecto de las otras no se utilizan las imágenes originales hasta el borde del detector sino una zona circular alrededor de la posición de la estrella central. En general, este patrón circular es visible en las imágenes finales.

Como puede verse en las Figuras 5.1 y 5.2, las imágenes para HD 10647 no muestran la presencia de radiación dispersada en las bandas  $H$  y  $K_s$  por la presencia de partículas de polvo que pueda evidenciar la presencia del disco. Tampoco se detectan fuentes puntuales en los campos de ambos filtros.

Si bien sólo es viable determinar magnitudes instrumentales, dichas magnitudes permiten estimar valores de contrastes alcanzados entre la región central brillante (debido a que la máscara coronográfica no es totalmente opaca) donde se centra la estrella y el fondo del cielo. Típicamente la máscara produce una atenuación de 6 magnitudes en su zona central. La ventaja de trabajar con contrastes es que sólo dependen de la calidad de la imagen final conseguida. Para las imágenes de HD 10647 con 13 minutos de exposición los contrastes en ambos filtros varían entre  $\Delta H \sim 9$  (a  $1.5''$  de la estrella) y  $\Delta H \sim 10$  (a  $\sim 3''$  de la estrella) y para  $K_s$  entre  $\Delta K_s \sim 9$  y  $\Delta K_s \sim 10$ . Las variaciones de contraste se deben a la distancia que se considere respecto de la estrella central: cuanto mayor sea dicha distancia el contraste tiende a aumentar, principalmente debido, a la disminución de un brillo residual de la estrella en las imágenes. Lo que estos valores de contraste indican es que en principio, cualquier objeto con una diferencia de magnitud respecto del brillo de la estrella central menor que  $\sim 9$  magnitudes hubiera aparecido en las imágenes.

La ausencia de evidencias de disco en la región delimitada por las imágenes permite hacer algunas inferencias acerca de la geometría del disco en HD 10647 y en particular de su extensión. Las imágenes indican que, de existir polvo capaz de dispersar la radiación estelar eficientemente en las bandas observadas dentro de la zona entre  $\sim 26$  a  $\sim 100$  UA, su masa es lo suficientemente baja como para no aparecer en las imágenes. Esto concuerda con la

estimación de un radio interno para este disco de  $\sim 80$  UA dada por Stapelfeldt et al. (2007) a partir de la imagen en  $\lambda = 0.6 \mu\text{m}$ . Liseau et al. (2010) lograron detectar la estructura de un disco en  $\lambda = 70, 100$  y  $160 \mu\text{m}$  con observaciones del observatorio espacial *Herschel*. Estas imágenes muestran que el disco tiene la estructura de un anillo de 40 UA de extensión ubicado a 85 UA de la estrella. De acuerdo a esas estimaciones la región ubicada a  $< 65$  UA se encontraría relativamente limpia de polvo capaz de emitir en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ .

Dadas las longitudes de onda donde se obtuvieron las imágenes las partículas de polvo capaces de dispersar la radiación eficientemente en dichas longitudes de onda tienen tamaños  $D < 10 \mu\text{m}$ . La falta de detección de emisión por parte del disco en las imágenes obtenidas indica que la masa de partículas con tamaños menores es baja. Espectros tomados con el instrumento IRS de *Spitzer* entre  $8\text{-}34 \mu\text{m}$  (Lawler et al. 2009) no muestran rasgos distintivos que evidencien la presencia de polvo con tamaños  $D \leq 10 \mu\text{m}$  (suponiendo que se encuentra compuesto de silicatos astronómicos).

Además de la imagen presentada por Stapelfeldt en 2007, no se han reportado nuevas detecciones del disco de esta estrella en el óptico e infrarrojo cercano. Tanto las imágenes obtenidas en este trabajo como, trabajos de otros autores, señalan que la región del disco *debris* de HD 10647  $< 80$  UA se encontraría libre de polvo y, que la mayor parte de la población de partículas que lo componen deberían tener tamaños por encima de  $\sim 10 \mu\text{m}$ . Si esto es así, es llamativa la detección del disco en longitudes de onda de  $\lambda = 0.6 \mu\text{m}$  con *Hubble* por radiación dispersada. Además, a esas distancias el material se encuentra demasiado frío ( $T_{\text{polvo}} \sim 10\text{-}100$  K) como para considerar que exista una emisión térmica considerable en el óptico. No obstante, podría ser que la detección con *Hubble*, fuera la emisión menos intensa del polvo frío detectado en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  y  $160 \mu\text{m}$ : si el instrumento es suficientemente sensible es posible detectar emisión del polvo en longitudes de onda donde su eficiencia no sea la máxima. Con esto presente es factible reconciliar la idea de que el disco *debris* de HD 10647 se encuentra a  $> 65$  UA de la estrella con la emisión detectada en el óptico, aunque sigue siendo llamativa la falta de

detección en  $\lambda = 1.6$  y  $2.2 \mu\text{m}$ .

Tomando en cuenta la presencia de un planeta orbitando a  $\sim 2$  UA de la estrella resulta interesante la posibilidad de que un objeto de masa subestelar fuera el responsable de mantener relativamente limpia la región a  $< 100$  UA de la estrella. Puede hacerse una estimación aproximada de la magnitud alcanzada en la imagen del filtro  $H$  usando la expresión (4.1). En el caso de HD 10647 la magnitud que resulta es  $H_{\text{Límite}} \sim 12$ . La magnitud límite permite estimar que la imagen en  $H$  sería capaz de detectar objetos con masas  $M \geq 80 M_{\text{Júpiter}}$  que estuvieran ligados a la estrella de acuerdo a los modelos evolutivos de objetos de masas subestelares de Baraffe et al. (2003)<sup>2</sup> y asumiendo una edad de  $4.8 \times 10^9$  años para este sistema. De esta manera podemos poner un límite superior a la masa de un cuerpo que estuviera orbitando a  $< 100$  UA de la estrella.

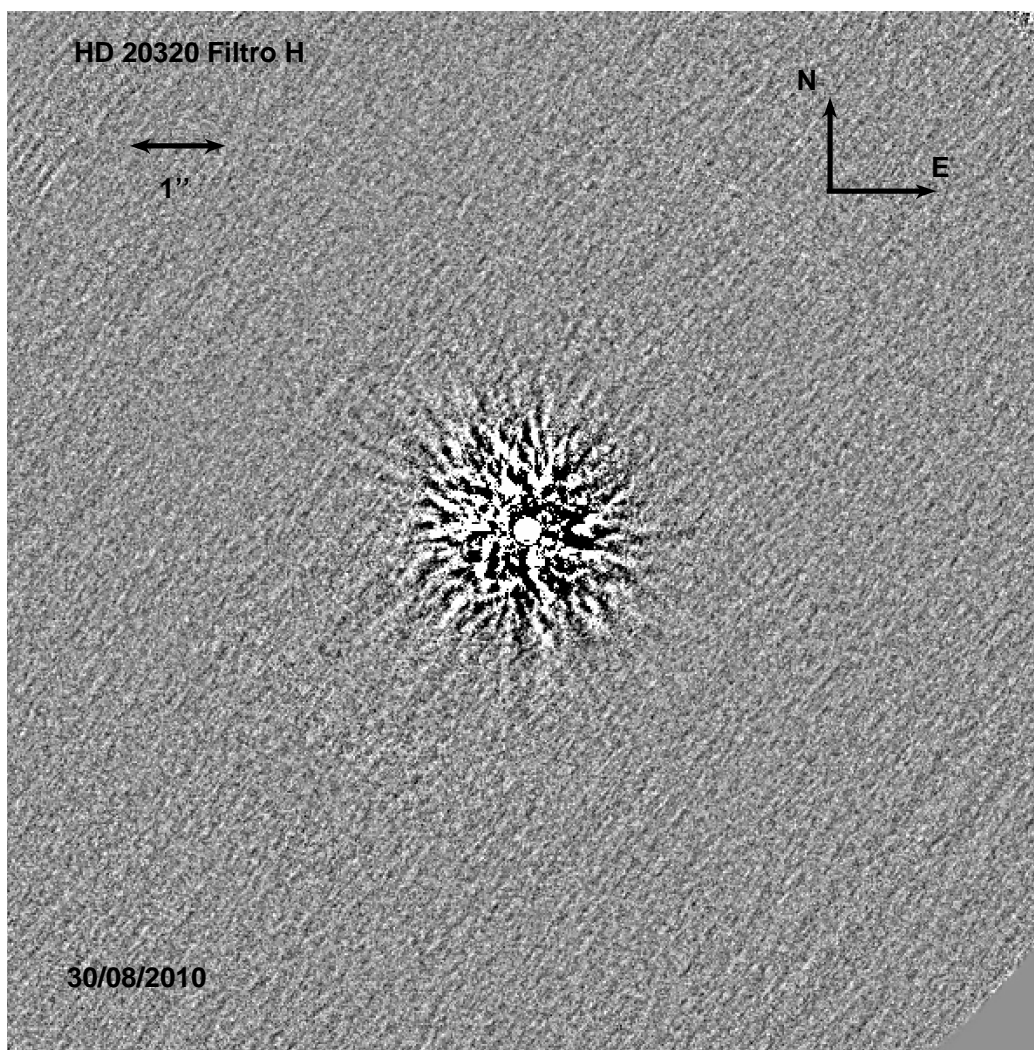
#### 5.4. HD 20320

Éste es un sistema binario cuyas componentes se encuentran separadas por  $0.2''$ . En la Tabla 5.1 se dan algunas características adicionales de HD 20320. Dada la separación entre las componentes ambas quedan ocultas por la máscara coronográfica de  $0.32''$  en las imágenes finales presentadas en las Figuras 5.3 y 5.4.

Las observaciones se realizaron durante el mes de agosto de 2010. Al comienzo de las mismas la relación  $C/H \sim 1.5-2.0$  luego fue deteriorándose a valores de  $C/H \sim 0.5-0.6$ . Si bien la secuencia de observación fue completada, una decena de las imágenes de la secuencia tienen relaciones  $C/H \leq 0.9$  lo cual resulta en que la luz estelar en el centro se dispersa en una superficie mayor evitando que se pueda inspeccionar las regiones más cercanas al borde de la máscara. Las imágenes finales se obtuvieron luego de procesar y com-

---

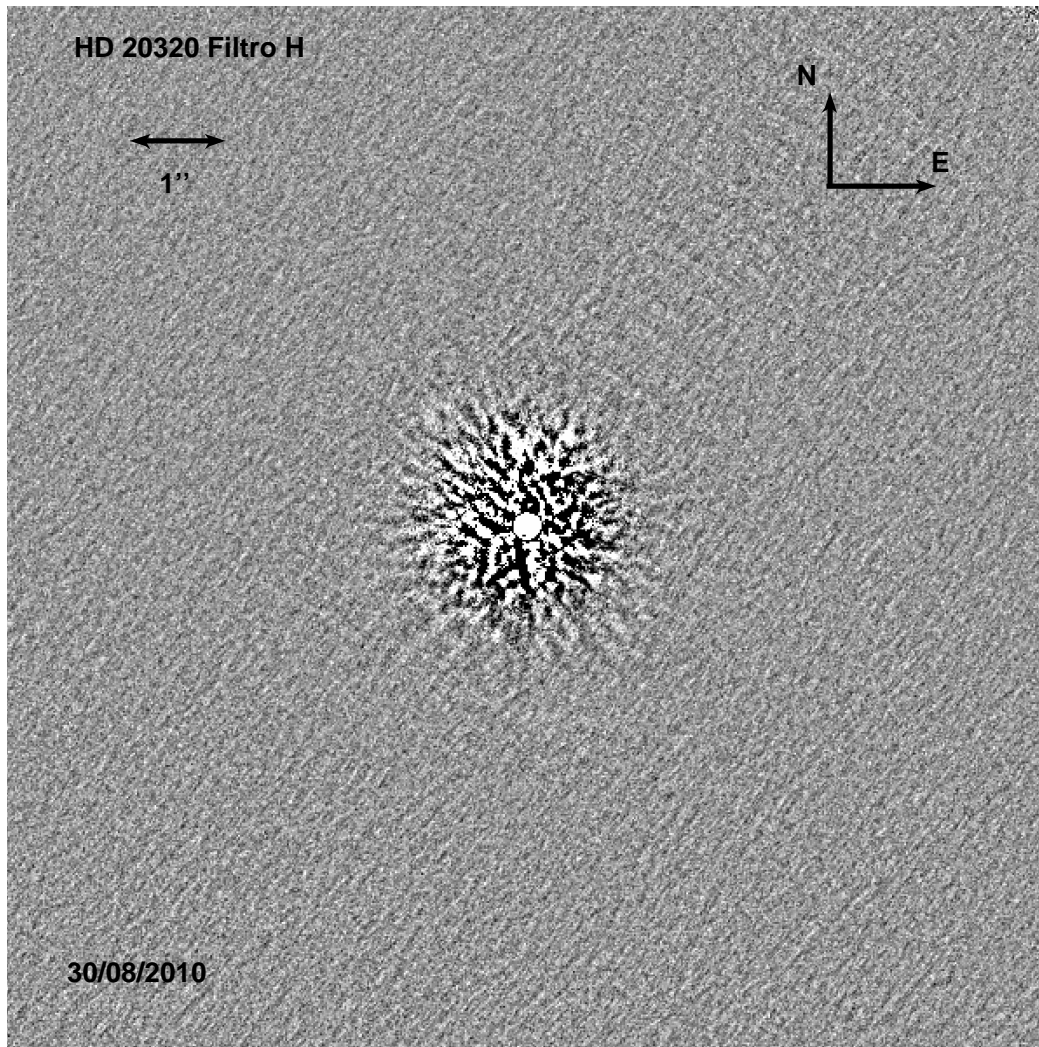
<sup>2</sup>Los modelos evolutivos se componen de trayectorias evolutivas e isócronas teóricas para objetos con masas  $5-100 M_{\text{Júpiter}}$  y metalicidad solar.



**Fig. 5.3:** Imagen final en el filtro  $H$  para el sistema binario HD 20320. En el centro de la imagen se encuentran ambas componentes ocultas por la máscara coronográfica de  $0.32''$ . En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco.

binar un total de 49 exposiciones individuales de con un  $t_{\text{save}} = 30$  segundos cada una totalizando 24.5 minutos de tiempo de exposición.

Estas imágenes cubren una región entre  $1.3''$  hasta los  $6.0''$  de HD 20320 lo que equivale a un anillo que se extiende desde  $\sim 44$  a  $\sim 200$  UA. Los contrastes logrados para el filtro  $H$  varían de  $\Delta H \sim 8$  en la zona central ( $1.3''$ ) a  $\Delta H \sim 12$  hacia la zona intermedia de la imagen (esto es a  $\sim 3''$  del centro de la imagen). En el caso del filtro  $K_s$  los valores medidos son similares. En principio, cualquier fuente con una diferencia de brillo menor a  $\Delta H \sim 8$  de-



**Fig. 5.4:** Imagen final para el sistema binario HD 20320 en el filtro  $K_s$ .

bería ser mostrada en las imágenes. Sin embargo, no se detecta la presencia de radiación dispersada que evidencie la presencia del disco de HD 20320 tanto en la banda  $H$  como en la  $K_s$ , como así tampoco se detectaron fuentes puntuales en los campos observados.

Trilling et al. (2007) mostraron que este sistema presenta un exceso en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  según las mediciones de *Spitzer*. Las mediciones en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  resultan consistentes con la emisión estelar. Una separación pequeña ( $\sim 6$  UA) entre componentes sumado al hecho de que los excesos infrarrojos sean detectados en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  sugiere que la mayor parte del polvo del disco se encuentra frío ( $T_{\text{polvo}} \sim 40$  K) y rodeando a ambas componentes.

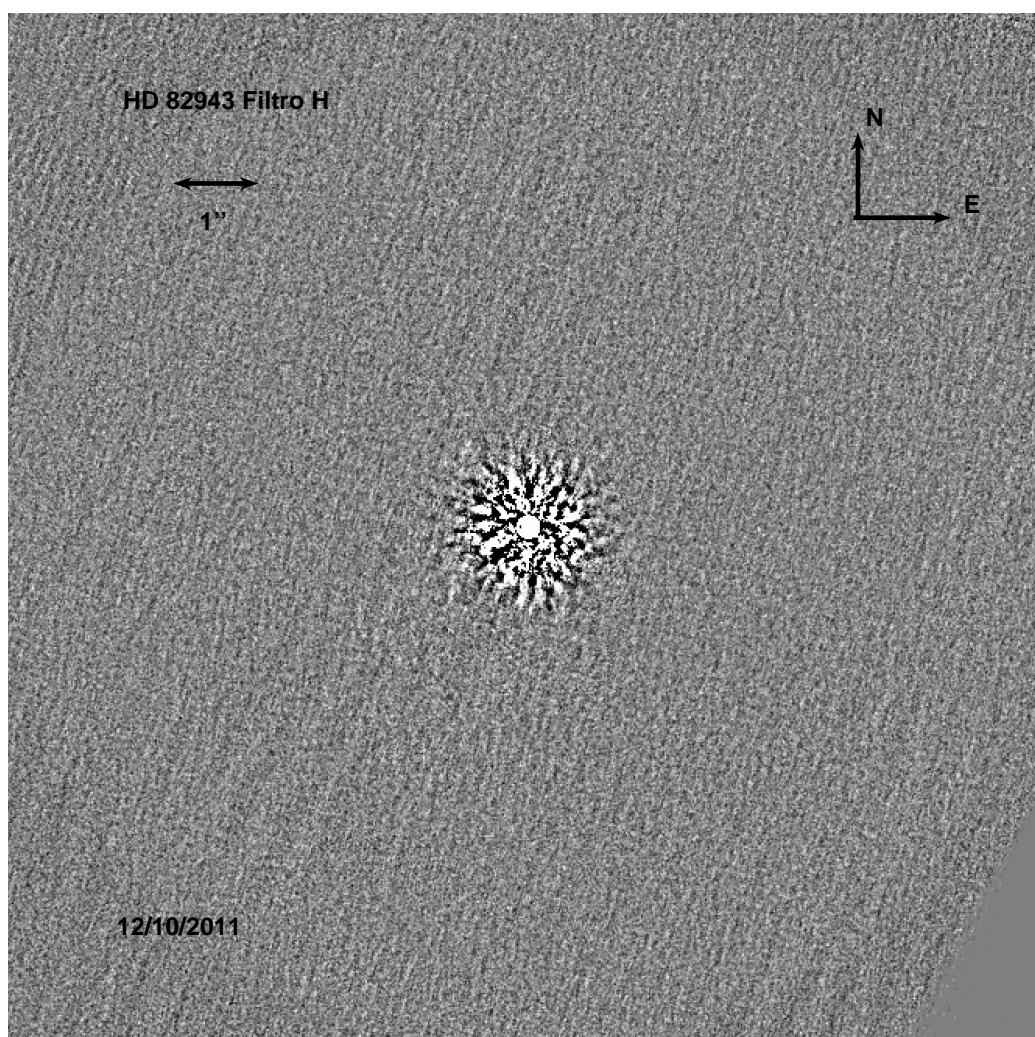
Modelados de la SED observada de HD 20320 donde se asume que el polvo emite como un cuerpo negro parecen confirmar la sugerencia anterior. Trilling et al. (2007) y Rhee et al. (2007) estiman que el polvo se encuentra entre  $\sim 30$ -40 UA del sistema. Esto se encuentra en el límite interno de las imágenes para HD 20320. Hay que tener en cuenta que estas distancias son valores mínimos y el polvo puede extenderse a distancias mayores. El modelado de la SED de HD 20320 presentado en el Capítulo 2 indica que el material del disco podría extenderse hasta las 200 UA. El modelo de Wolf & Hillenbrand (2003) constituye una mejor aproximación de los discos *debris* ya que la capacidad de emisión y dispersión vienen dadas por los coeficientes  $Q_{\text{abs}}$  y  $Q_{\text{sca}}$  que dependen de la composición química del material (entre otros parámetros).

De acuerdo a los radios estimados para el disco en los modelos de SEDs, las imágenes de HD 20320 serían capaces de detectar polvo a distancias comparables a donde se ubica el material responsable de los excesos infrarrojos en  $70 \mu\text{m}$ . La falta de detección implica que la masa de partículas de polvo capaces de dispersar la radiación de manera eficiente en  $\lambda \sim 1\text{-}2 \mu\text{m}$  estaría por debajo de la capacidad de detección.

### 5.5. HD 82943

Esta estrella es otro ejemplo que muestra evidencias de la presencia de disco *debris* y de planeta (Mayor et al. 2004; Trilling et al. 2008; Bryden et al. 2009). En la Tabla 5.1 se listan algunas características de esta estrella en particular, la edad estimada es del orden de la solar.

Las observaciones para esta estrella se ejecutaron durante enero de 2011. La misma consistió en una secuencia de 45 imágenes con un tiempo de exposición  $t_{\text{save}} = 23$  segundos cada una. Las condiciones del cielo fueron las apropiadas durante las observaciones y la relación C/H se mantuvo en  $C/H \sim 1.0\text{-}2.0$  por lo que la secuencia de observación se ejecutó completa. De esta

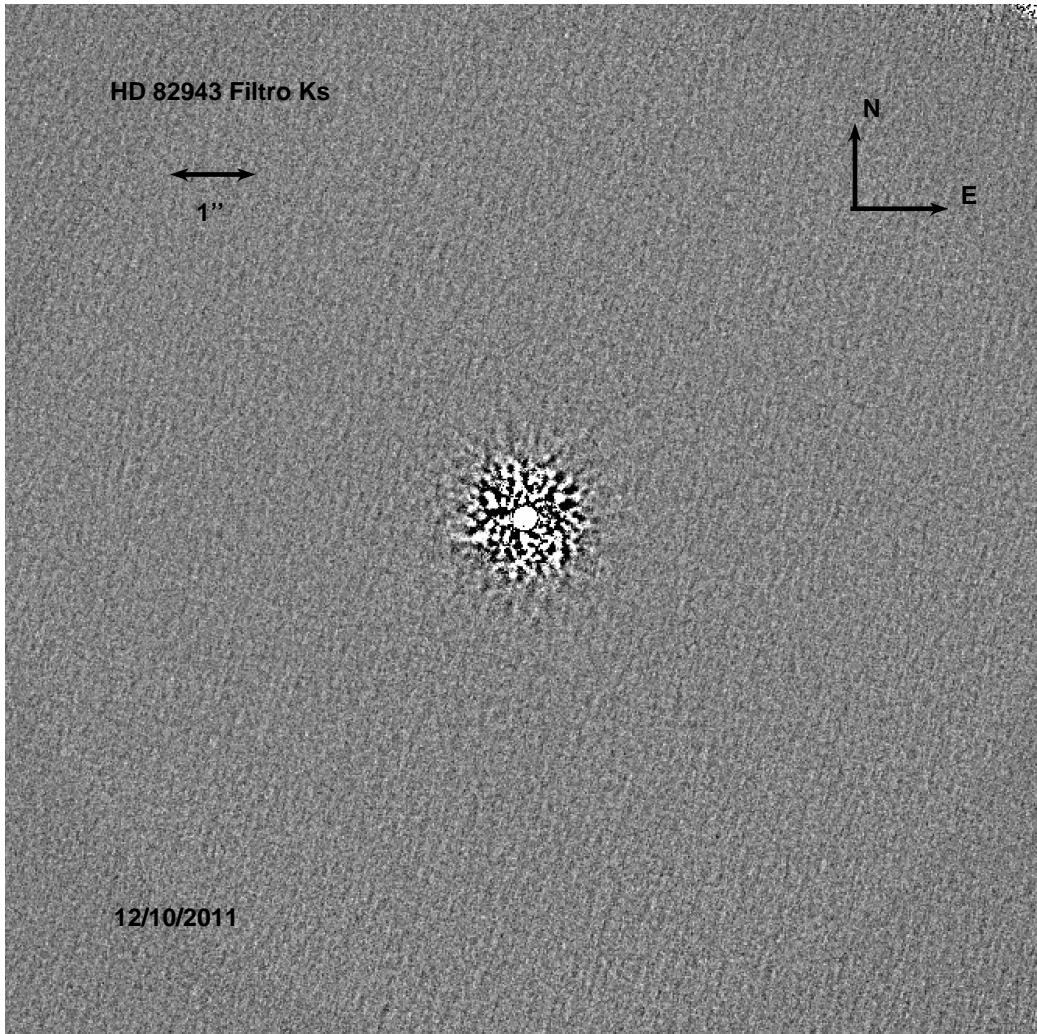


**Fig. 5.5:** Imagen final en el filtro H para la estrella con planetas Doppler HD 82943. En el centro de la imagen se encuentra la estrella oculta por la máscara coronográfica de  $0.32''$ . En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco.

manera, las imágenes finales para HD 82943 presentadas en las Figuras 5.5 y 5.6 son el resultado de combinar 44 imágenes totalizando un tiempo de exposición de  $\sim 17$  minutos.

Las imágenes de HD 82943 cubren una zona que se extiende desde  $\sim 0.8''$  hasta los  $6.0''$ . A la distancia de esta estrella equivale a un anillo que abarca desde  $\sim 20$  UA hasta un límite externo de  $\sim 160$  UA. Nótese que debido a que las condiciones de observación se mantuvieron estables se puede explorar una zona más cercana al borde de la máscara en comparación con los dos casos





**Fig. 5.6:** Imagen final para HD 82943 correspondiente a la banda  $K_s$ .

anteriores. Los contrastes medidos para las imágenes finales son de  $\Delta H = 7$  para la zona interna ( $\sim 1''$ ) y  $\Delta H = 11$  hacia las regiones más alejadas de la estrella central (esto es, a partir de  $\sim 3''$ ). Para el caso del filtro  $K_s$  los valores son de  $\Delta K_s = 8$  en la zona central ( $\sim 1''$ ) y de  $\Delta K_s = 11$  a partir de los  $\sim 3''$ . Como se puede ver en la Figura 5.5 no se detectó la presencia de radiación estelar dispersa que presentara una diferencia de brillo menor a  $\Delta H = 7$  magnitudes y que evidenciara la presencia de disco.

Moro-Martín et al. (2010) utilizan el código de Wolf & Hillenbrand (2003) para modelar la SED observada de esta estrella y caracterizar su disco *debris*. Los autores determinan que el radio interno del disco debe encontrarse a  $< 16$

UA de la estrella si se fija un radio externo de 100 UA. Asumiendo un radio externo de 50 UA el radio interno se encuentra  $12 \leq a_{\text{in}} \leq 26$  UA. Las imágenes obtenidas cubren la zona externa definida por estos autores no obstante no se detectó la presencia del disco. Los modelos de Moro-Martín et al. (2010) consideran que las partículas de polvo del disco tienen un único tamaño de  $10 \mu\text{m}$ . Este tamaño fue elegido debido a que los espectros obtenidos con IRS para  $\lambda = 2\text{-}30 \mu\text{m}$  no mostraban características distintivas que evidenciaran la presencia de partículas con tamaños de  $\sim 1 \mu\text{m}$  las cuales son eficientes para dispersar la radiación estelar en  $\lambda = 1\text{-}2 \mu\text{m}$ .

Hay que destacar que observaciones previas de Schütz et al. (2004) utilizando óptica adaptativa y coronografía en un telescopio de 3.6 m para obtener imágenes en *JHK* del disco de HD 82943 tampoco fueron fructíferas. Posteriormente, observaciones presentadas por Krist et al. (2010) del telescopio *Hubble* tampoco lograron detectar la presencia del disco en longitudes de onda del óptico. Las observaciones de Schütz et al. (2004) alcanzan una magnitud límite de  $\sim 11.9$  a  $\sim 1''$  de la estrella, similar a la que se puede calcular a partir de la ecuación (4.1) para la imagen en la banda *H* presentada aquí ( $H_{\text{Límite}} \sim 12.3$ ). Por otro lado, los contrastes típicos alcanzados por sus observaciones son comparables a los de este trabajo. En el caso de las observaciones en el óptico con *Hubble* Krist et al. (2010) determinan una magnitud límite de  $24 \text{ mag}/(\text{segundo de arco})^2$ .

La falta de detección en las imágenes presentadas en este trabajo como por otros autores sugieren que la población de granos de polvo que componen el disco *debris* de HD 82943 podría estar conformada principalmente por polvo con tamaños  $> 10 \mu\text{m}$ .

Los planetas detectados en HD 82943 se encuentran a 0.7 UA y 1.2 UA de la estrella y tienen masas mínimas estimadas en  $m_{\text{p}sen(i)} = 2.0 M_{\text{Júpiter}}$  y  $m_{\text{p}sen(i)} = 1.7 M_{\text{Júpiter}}$  para los planetas interno y externo, respectivamente. Nótese que la zona donde orbitan está cubierta por la máscara coronográfica. Las imágenes de NICI para HD 82943 cubren una distancia a la estrella

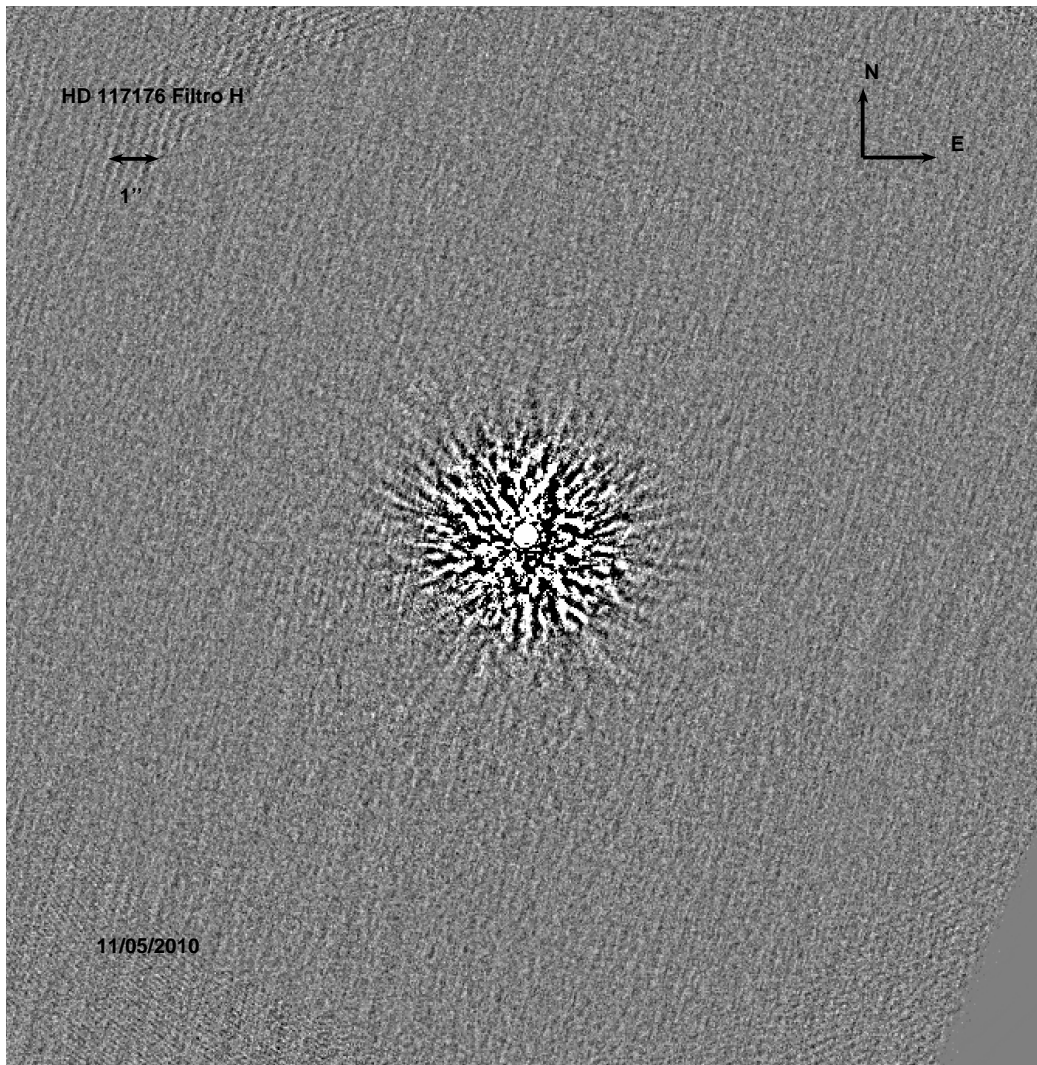
central entre  $\sim 20$  UA hasta  $\sim 160$  UA (para comparación la distancia media de Neptuno al Sol es  $\sim 30$  UA). Sin embargo, no se identificaron candidatos a posibles planetas. La magnitud límite de  $H_{Límite} \sim 12.3$ , nos permite descartar la presencia de fuentes puntuales con masas mayores a  $\sim 90 M_{Júpiter}$ , de acuerdo a los modelos de Baraffe et al. (2003), y adoptando una edad de  $5 \times 10^9$  años.

### 5.6. HD 117176

Las imágenes de HD 117176 fueron obtenidas en el mes de mayo de 2010. Durante las observaciones las condiciones fueron buenas y relativamente estables. Inicialmente la relación  $C/H \sim 2$  luego se degradó a  $C/H \sim 1$  y se mantuvo alrededor de ese valor el cual es acorde a las condiciones requeridas.

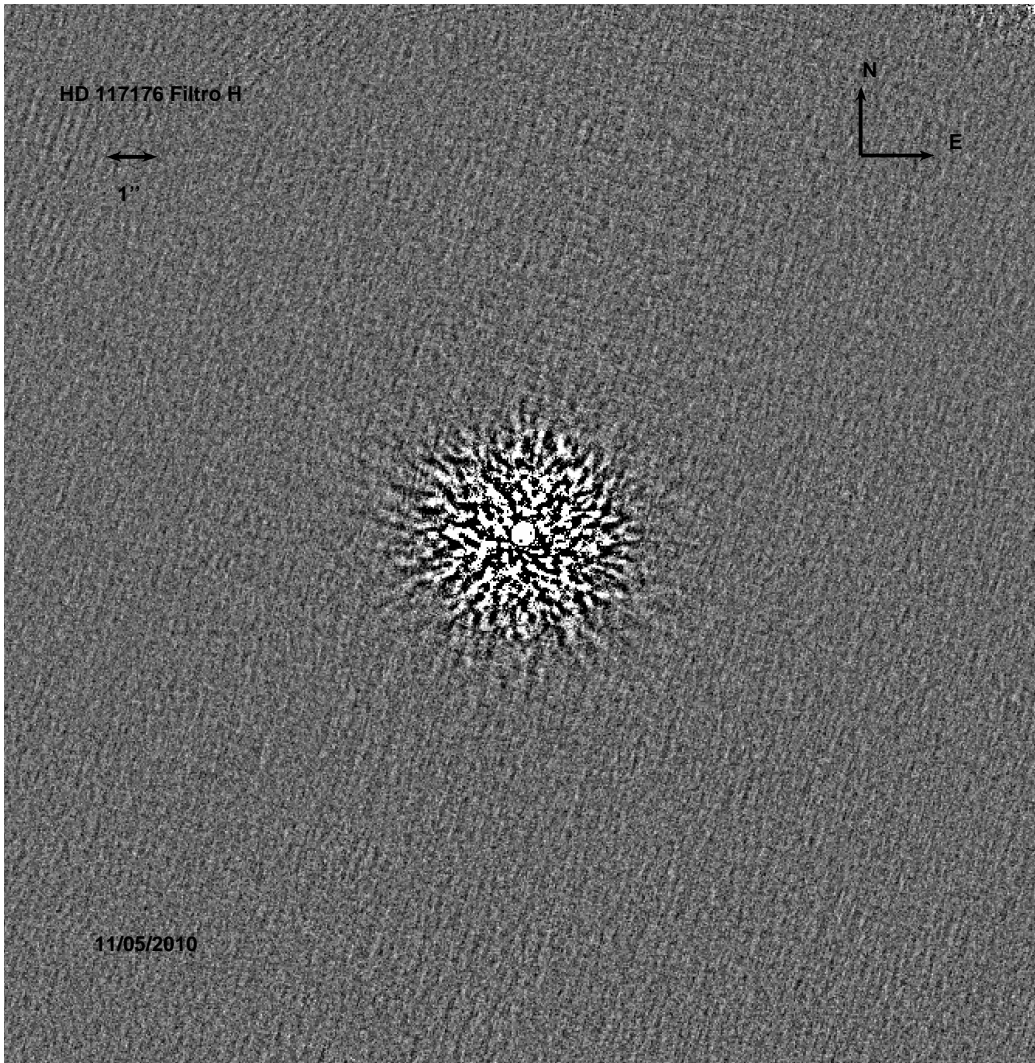
Debido a que la estrella es relativamente brillante en las bandas  $H$  y  $K$  ( $H \sim 3$ ,  $K \sim 3$ ) las exposiciones individuales ( $t_{exp}$  calculadas a partir de la expresión 4.1) resultan particularmente cortas ( $t_{exp} = 0.38$  seg) haciendo necesario incrementar el número de *coadds* para llegar lo más profundo posible en cada una de las imágenes guardadas de la secuencia ASDI. De esta manera, cada imagen guardada tiene un tiempo de exposición de  $\sim 23$  segundos. Incrementar este tiempo a 60 segundos hubiera implicado añadir un tiempo extra de  $\sim 1$  minuto por cada imagen guardada lo que limitaba la cantidad de imágenes para construir la secuencia ASDI (es decir, si se quieren tomar 30 imágenes para obtener una imagen final con 30 minutos de exposición final se hubiera requerido el doble del tiempo de la exposición final de la imagen). Por lo tanto, la secuencia ASDI de esta estrella se compone de 45 imágenes con un tiempo de exposición de  $\sim 23$  segundos cada una ( $t_{save}$ ). Las imágenes finales se presentan en las Figuras 5.7 y 5.8 para las bandas  $H$  y  $K_s$ , respectivamente. Cada una tiene un tiempo de exposición de  $\sim 17$  minutos.

Las imágenes finales cubren una rango que comprende desde  $\sim 1.3''$  hasta  $\sim 6''$ . A la distancia de HD 117176 ( $\sim 18$  pc.) esto equivale a un anillo que se



**Fig. 5.7:** Imagen final en el filtro H para la estrella HD 117176. En el centro de la imagen se encuentra la estrella oculta por la máscara coronográfica de 0.32". En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco.

extiende entre  $\sim 23$  a  $\sim 110$  UA de la estrella. En este caso la zona interna de las imágenes queda limitada por lo brillante que resulta este sistema en las bandas observadas. Los contrastes medidos son  $\Delta H \sim 11$  a  $\sim 1.3''$  de la estrella y  $\Delta H \sim 12$  a partir de  $\sim 3''$ . En el caso de las imágenes en  $K_s$  los contrastes son  $\Delta K_s \sim 10$  a  $1.3''$  de la estrella y  $\Delta K_s \sim 11$  a partir de  $3''$  hacia fuera de la imagen. Dentro de estas diferencias de brillo entre la estrella central (atenuada por la máscara) no se identificaron fuentes puntuales o evidencias de la presencia de disco.



**Fig. 5.8:** Imagen final para HD 117176 correspondiente a la banda  $K_s$ .

Trilling et al. (2008), y posteriormente Bryden et al. (2009), identifican excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  mediante observaciones de *Spitzer*. De acuerdo a un modelo simple utilizado por Trilling et al. (2008), el polvo responsable del mencionado exceso en  $70 \mu\text{m}$  se encuentra a una distancia mínima de la estrella de  $\sim 3$  UA dentro de la zona cubierta por la máscara coronográfica. Sin embargo, el disco puede extenderse hacia la zona externa visible en las imágenes. No obstante no se encontraron evidencias de ello.

Leconte et al. (2010a) también observaron este sistema utilizando coronografía y la técnica ADI en la banda  $H$ . Con un contraste de  $\Delta H = 10$  mag-

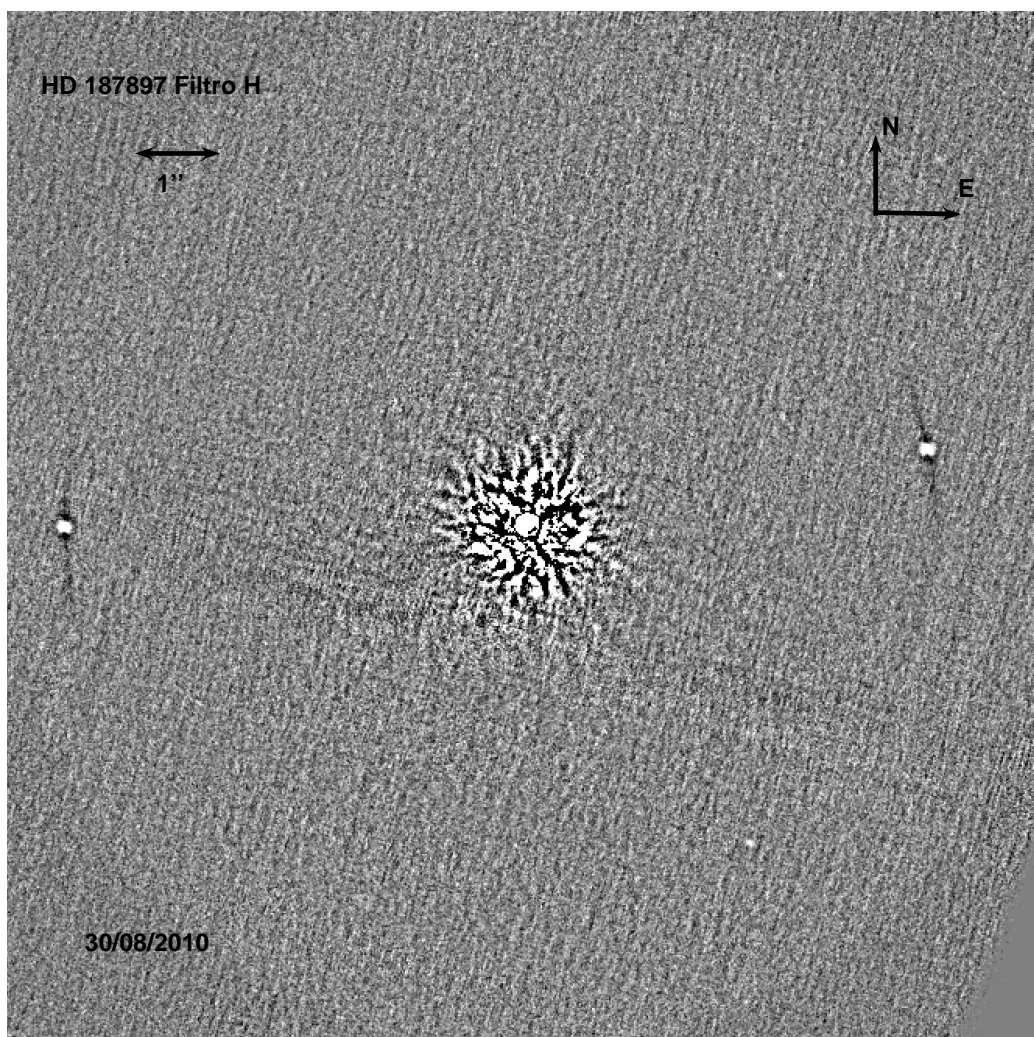
nitudes a 1.0" de la estrella y un tiempo de exposición de 13 minutos estos autores tampoco detectan evidencias de disco o la presencia de potenciales compañeros de masas planetarias. En general, los contrastes alcanzados en las imágenes de este trabajo son 1-2 magnitudes mayores que los alcanzados por Leconte et al. (2010a).

HD 117176 tiene un planeta detectado en 1996 por Butler & Marcy (1996) mediante la técnica de velocidades radiales o *Doppler*. Con una masa mínima estimada en  $6.6 M_{\text{Júpiter}}$  y un semieje de 0.5 UA para su órbita, se encuentra en la región oculta por la máscara coronográfica. Las imágenes de HD 117176 cubren un rango de distancia apropiado para explorar la presencia de masas planetarias en la parte externa del sistema. Para comparación Urano y Neptuno se encuentran a  $\sim 20$  y  $\sim 30$  UA del Sol, respectivamente. No se detectó ninguna fuente puntual que pudiera estar ligada gravitacionalmente a la estrella. En este caso una estimación de la masa límite, hecha de la misma manera que para los sistemas anteriores, da un valor de  $M \geq 75-80 M_{\text{Júpiter}}$ .

### 5.7. HD 187897

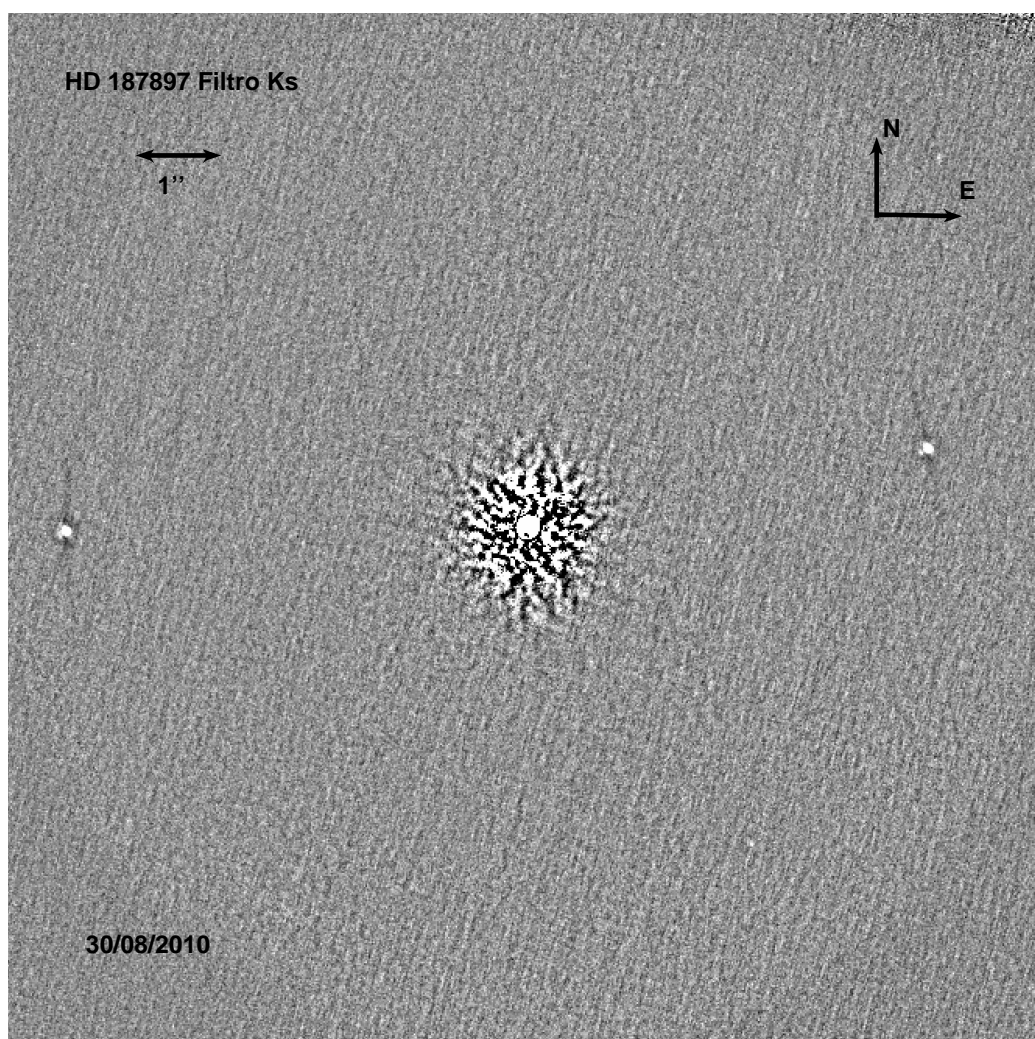
HD 187897 fue observada en el mes de agosto de 2010. Durante su observación las condiciones fueron las apropiadas y la relación C/H se mantuvo estable en  $C/H \sim 1.5-2.0$ . Para este sistema se tomaron 34 imágenes con un tiempo de exposición de 60 segundos cada una, debido a que la estrella no resulta tan brillante en las bandas observadas ( $H \sim 6$ ,  $K_s \sim 6$ ) permitiendo llegar más profundo en cada una de las imágenes de la secuencia. En las Figuras 5.9 y 5.10 se presentan las imágenes finales resultantes en las bandas  $H$  y  $K_s$  respectivamente, luego de procesar y combinar 32 de las imágenes. Ambas, tienen un tiempo de exposición equivalente a una única exposición de 32 minutos.

Las imágenes cubren un rango que se extiende desde  $\sim 0.7''$  hasta  $6''$ . Debido a que las condiciones de observación y también en parte a que la estre-



**Fig. 5.9:** Imagen final en el filtro H para la estrella HD 187897. En el centro de la imagen se encuentra la estrella oculta por la máscara coronográfica de 0.32". En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco. En la imagen se identifican al menos dos fuentes puntuales una hacia el Noreste y la otra al Suroeste de la estrella (ver Figuras B.1 y B.2 en el Apéndice B).

lla no es tan brillante en las longitudes de onda observadas la zona útil de las imágenes para este sistema se extiende más cercana a la posición de la máscara en comparación con la de otros sistemas observados. A la distancia de 35 pc. estas distancias angulares corresponden a un anillo que abarca desde  $\sim 24$  UA hasta  $\sim 200$  UA. Los contrastes medidos para este sistema son  $\Delta H = 11$  a  $1''$ . A partir de  $\sim 3''$  el contraste se mantiene en  $\Delta H = 12$ . En el caso de la imagen en  $K_s$  los valores resultan similares:  $\Delta K_s = 11$  a  $\sim 1''$  de la estrella y  $\Delta K_s = 12$  a partir de  $\sim 3''$ .



**Fig. 5.10:** Imagen final para HD 187897 correspondiente a la banda  $K_s$ . Al igual que con la imagen en  $H$  también se detecta la presencia de fuentes puntuales al Noreste y Suroeste de la estrella (ver Figuras B.1 y B.2 en el Apéndice B).

La imagen de HD 187897 en la Figura 5.9 no muestra evidencias de la presencia de disco en el anillo cubierto por las mismas. Por otro lado, sí se detectaron la presencia de al menos dos fuentes puntuales ubicadas una al Noroeste a  $4.7''$  de la estrella con una  $S/N \sim 100$  y la otra a  $5.3''$  de la estrella hacia el Suroeste con  $S/N \sim 100$ . La presencia de estas fuentes se discute en el Apéndice B.

Carpenter et al. (2009) detectaron un exceso en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  mediante observaciones del satélite *Spitzer*. La estrella no muestra la presen-



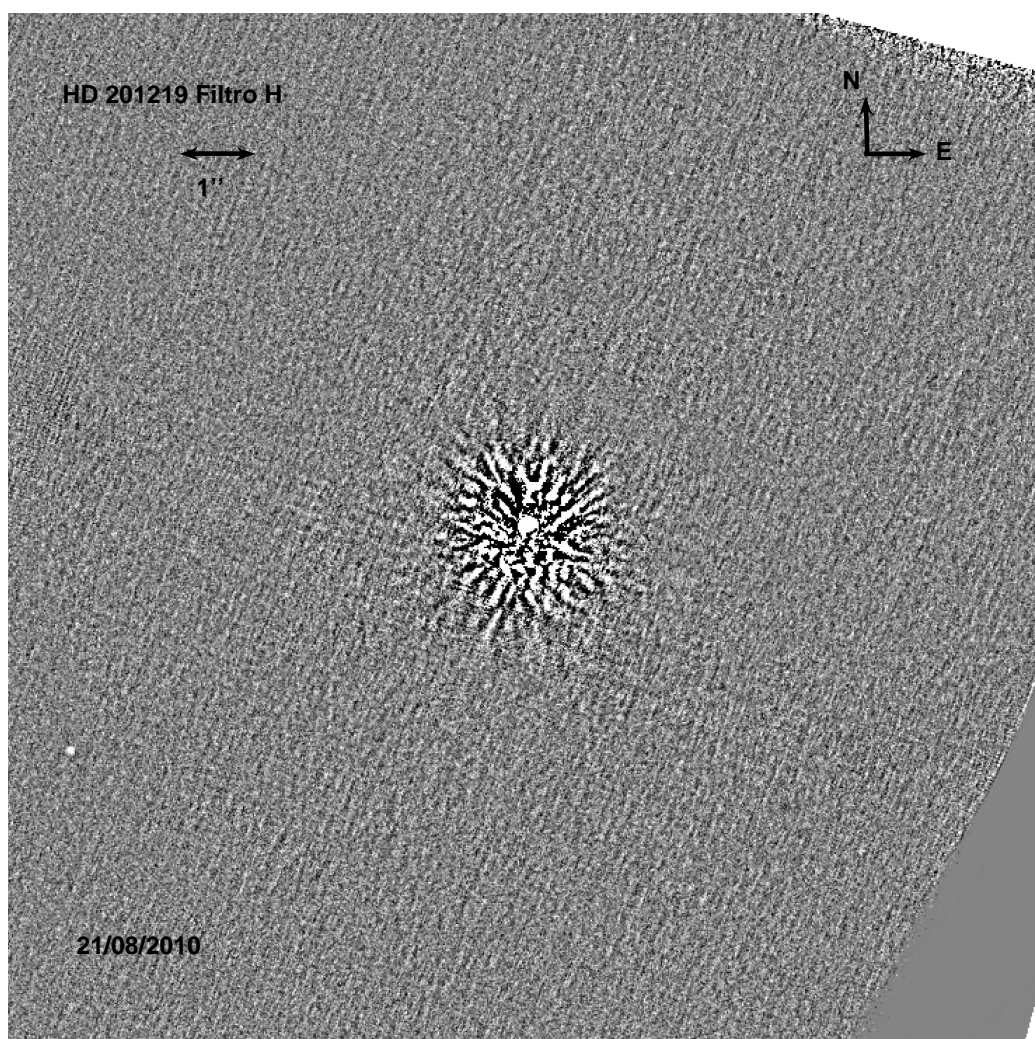
cia de excesos en longitudes de onda más corta. Hillenbrand et al. (2008) determinan una distancia mínima para la cual se debería encontrar el polvo responsable de los excesos en  $70 \mu\text{m}$  de 43 UA. Esta estimación está basada en un modelo simple donde se asume que el polvo emite como un cuerpo negro. De acuerdo al modelo de la SED observada presentado en el Capítulo 2, el disco se extiende hasta 120 UA de la estrella es decir, que las imágenes obtenidas cubren la zona donde se estima se extiende el disco.

Krist et al. (2012) observaron más recientemente este sistema con el instrumento NICMOS (*Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer*) del telescopio *Hubble* en  $\lambda = 1.1\text{-}1.6 \mu\text{m}$  sin detectar la presencia de luz de la estrella que pudiera ser dispersada en un disco circunestelar. Las observaciones sugieren que la masa de polvo en condiciones de emitir eficientemente en las bandas  $H$  y  $K_s$  estaría por debajo de los límites de sensibilidad alcanzados.

### 5.8. HD 201219

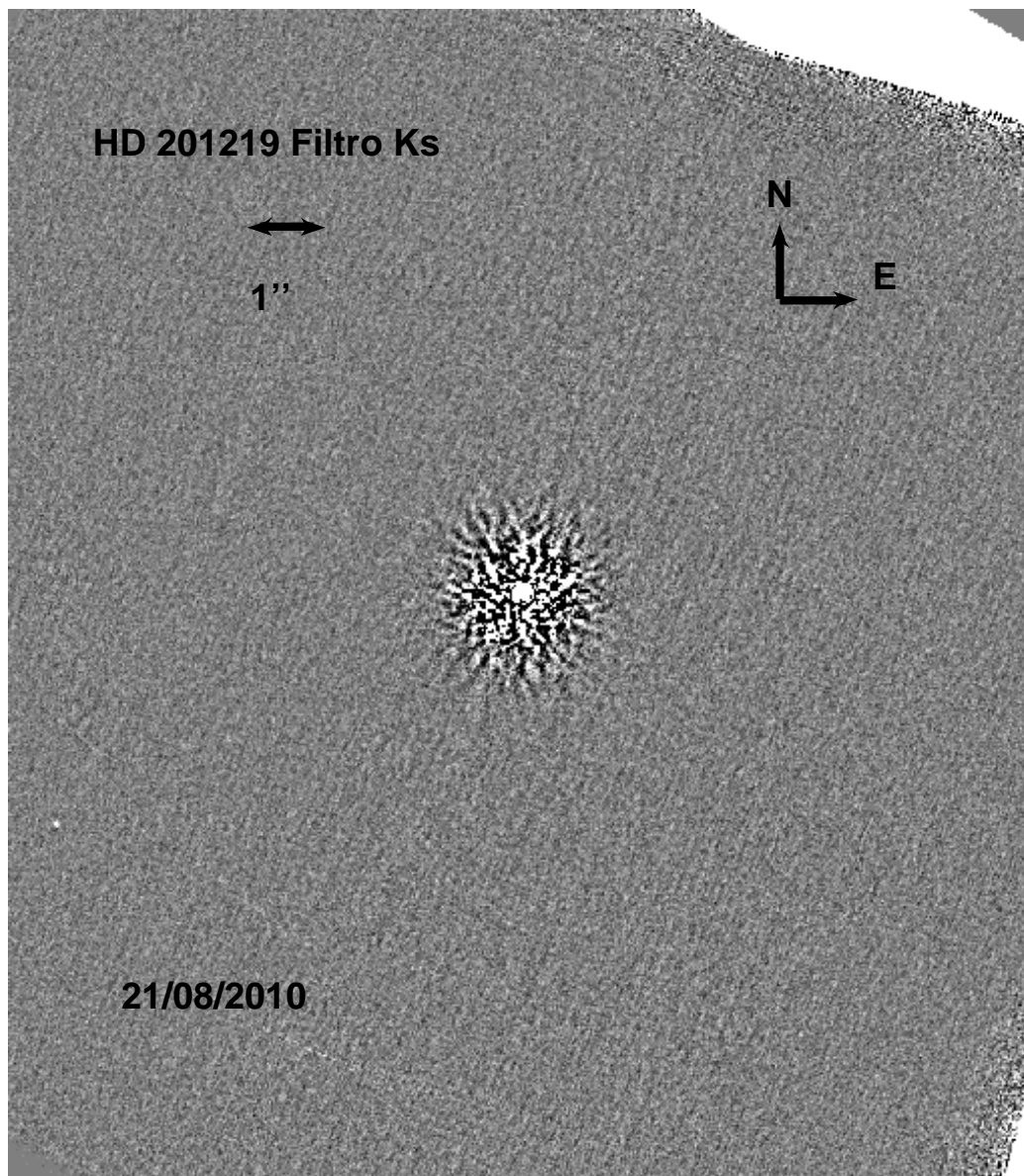
Las observaciones para HD 201219 fueron realizadas en agosto de 2010. Las condiciones fueron buenas en general. La secuencia de observación se compone de 37 imágenes con un tiempo de exposición de 60 segundos cada una. Las imágenes finales se presentan en las Figuras 5.11 y 5.12 para las bandas  $H$  y  $K_s$ , respectivamente. Ambas son el resultado de procesar y combinar 35 imágenes de la secuencia resultando un tiempo de exposición total de 35 minutos.

La región cubierta se extiende desde  $\sim 40$  UA ( $1''$ ) hasta  $\sim 230$  UA. Los contrastes medidos son  $\Delta H = 12$  a  $1''$  de la estrella y  $\Delta H_s = 14$  para una distancia de  $\sim 5''$  de la estrella. En este caso los contrastes para  $K_s$  resultaron menores siendo  $\Delta K_s = 10$  a  $1''$  y  $\Delta K_s = 12$  mag a  $5''$  de la estrella. No se encontraron evidencias de la presencia de disco dentro de una diferencia de brillo de  $\Delta H = 12$ .



**Fig. 5.11:** Imagen final en el filtro H para la estrella HD 201219. En el centro de la imagen se encuentra la estrella oculta por la máscara coronográfica de 0.32". En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco. En la imagen se detectó una fuente puntual a  $\sim 6.5''$  de la estrella hacia el SO (ver Figuras B.3 y B.4 en el Apéndice B).

Esta estrella presenta excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  detectados con *Spitzer* (Hillenbrand et al. 2008). De acuerdo al modelado de la SED presentado en el Capítulo 2, el disco se extiende desde  $a_{\text{in}} = 15 \text{ UA}$  hasta  $a_{\text{ex}} = 400 \text{ UA}$ . Estos valores son los resultantes de considerar los flujos observados en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ ,  $\lambda = 160 \mu\text{m}$ ,  $\lambda = 450 \mu\text{m}$  y  $\lambda = 850 \mu\text{m}$  que detecta el polvo más frío y alejado de la estrella. De acuerdo a tales estimaciones las imágenes obtenidas cubren parte del rango de distancias abarcado por el polvo responsable de las emisiones detectadas. Krist et al. (2012) también observaron este sistema con el instrumento NICMOS de *Hubble* en  $\lambda = 1.1\text{-}1.6 \mu\text{m}$  sin lograr



**Fig. 5.12:** Imagen final para HD 201219 correspondiente a la banda  $K_s$ . En esta imagen también se detecta la presencia de la fuente puntual (ver Figuras B.3 y B.4 en el Apéndice B).

obtener una imagen del disco.

Por otro lado, se identificó en las imágenes de ambos filtros la presencia de una fuente puntual a  $\sim 6.5''$  hacia el suroeste de la estrella. Esta fuente fue detectada con una relación  $S/N = 100$ . La discusión sobre ésta fuente, junto con las detectadas en HD 187897, se encuentra en el Apéndice B.

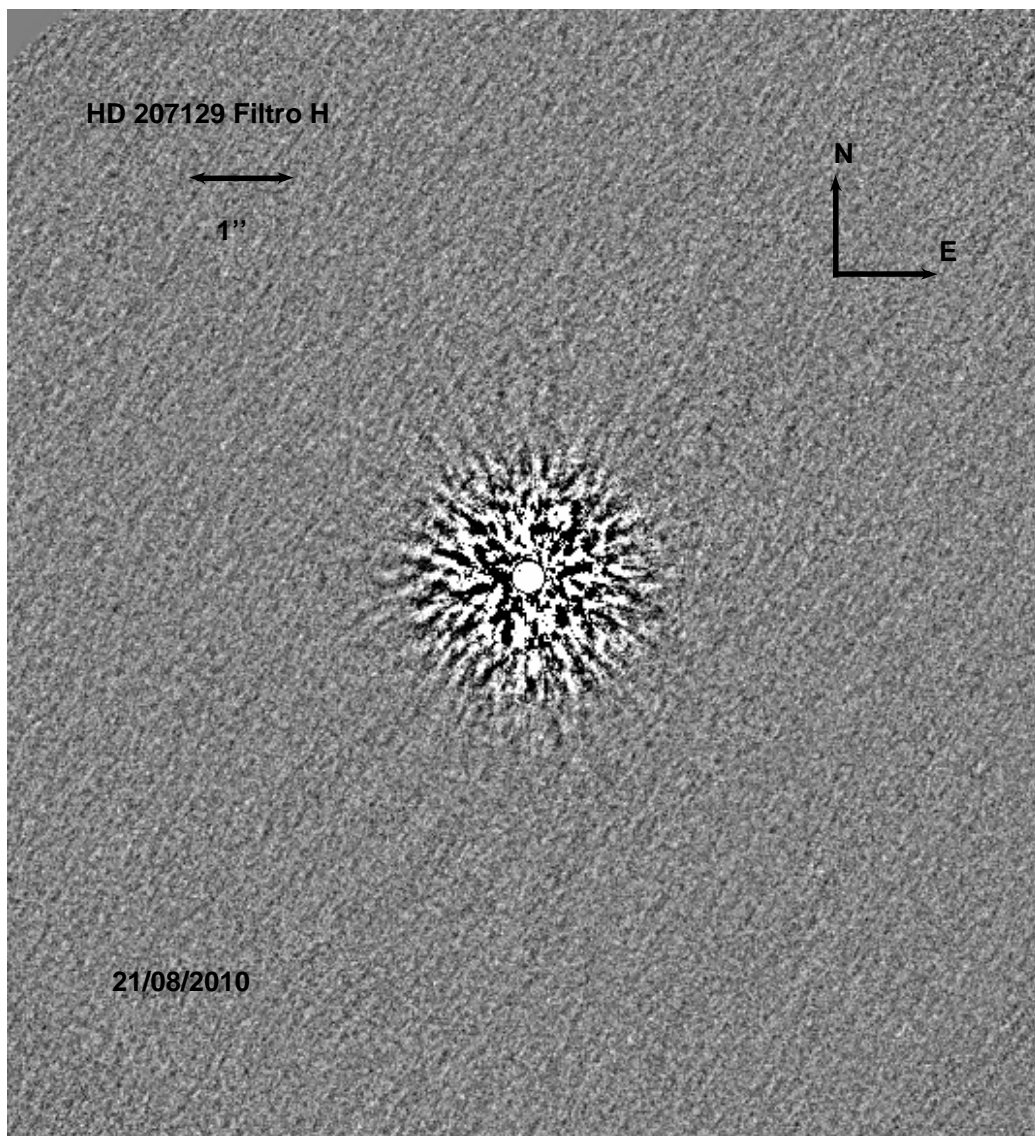
### 5.9. HD 207129

Las observaciones para este objeto fueron ejecutadas en agosto de 2010. Para esta estrella se adquirieron 51 imágenes con un tiempo de exposición de  $t_{\text{save}} = 23$  segundos cada una. Luego del proceso de reducción de cada una de las imágenes de la secuencia se obtuvieron las imágenes finales mostradas en las Figuras 5.13 y 5.14. Cada una tiene un tiempo de exposición de 19 minutos.

Dado que la estrella es una de las más cercanas al Sol, la región cubierta en las imágenes de HD 207129 resulta más cercana a la estrella en comparación con los demás sistemas. En este caso se extiende desde  $\sim 20$  UA (1.3") hasta  $\sim 100$  UA.

Los contrastes resultantes de las imágenes fueron para la banda H de  $\Delta H = 10$  a 1.3" de la estrella y  $\Delta H = 14$  a 5.4" de la estrella. En el caso de la banda  $K_s$  resultaron  $\Delta K_s = 12$  y  $\Delta K_s = 13$  a 1.2" y 5.4" de la estrella, respectivamente. No se detectó la presencia de radiación estelar que fuera dispersada por la presencia de partículas de polvo en un disco. Tampoco se identificaron fuentes puntuales en la región cubierta por las imágenes. Schütz et al. (2004) observan este sistema en la banda  $J$  ( $\lambda_{\text{eff}} = 1.2 \mu\text{m}$ ) y estiman una magnitud límite de  $J \sim 12.9$  a 1.6" de la estrella central pero no llegan a detectar la presencia de un disco. Los contrastes alcanzados para ese trabajo son en general, comparables con los alcanzados en las imágenes de NICI.

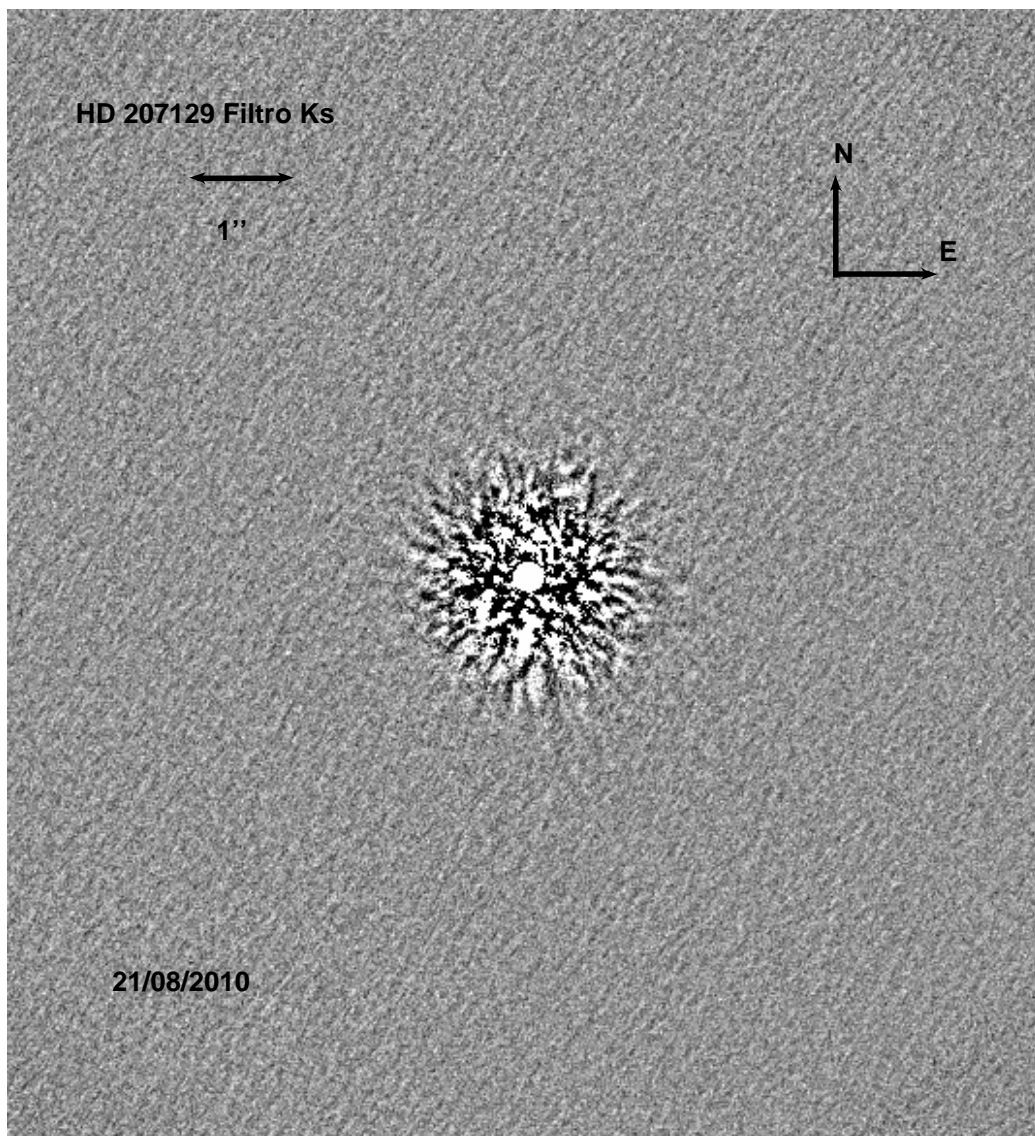
Krist et al. (2010) reportaron (en octubre de 2010), la detección del disco de esta estrella en imágenes tomadas con el instrumento ACS (*Advance Camera for Surveys*) del telescopio espacial *Hubble* para longitudes de onda del óptico, utilizando una máscara de 1.8". En las imágenes el disco alrededor de HD 207129 aparece como un anillo con una inclinación de  $60^\circ$  respecto del plano del cielo y un ancho de 30 UA ubicado, a una distancia media de  $\sim 163$  UA de la estrella. Utilizan las imágenes de *Hubble*, junto con mediciones del satélite *Spitzer*, para modelar la SED de la estrella y determinar parámetros



**Fig. 5.13:** Imagen final en el filtro H para la estrella HD 207129. En el centro de la imagen se encuentra la estrella oculta por la máscara coronográfica de 0.32". En la parte superior izquierda se ha dibujado un elemento con una longitud de 1 segundo de arco.

del disco como tamaño de partículas de polvo y masa.

Uno de los resultados importantes que obtienen Krist et al. (2010) es que las observaciones de *Spitzer* no muestran excesos en emisión en  $\lambda \leq 30 \mu\text{m}$  evidenciando que el disco se encontraría relativamente limpio de material en la zona interna. Utilizando la información obtenida de las imágenes junto con el modelo de SED los autores determinan que el disco de esta estrella de-



**Fig. 5.14:** Imagen final para HD 207129 correspondiente a la banda  $K_s$ .

be extenderse entre 148-178 UA. Este anillo estaría poblado con partículas con tamaños dentro del rango  $1.4\text{-}400\ \mu\text{m}$  y su masa sería de  $0.07\ M_{\text{Luna}}$ . De acuerdo a esas estimaciones de radio, las imágenes obtenidas con NICI exploran la región más interna del disco de HD 207129 que difícilmente puede ser caracterizado en las imágenes de *Hubble*. Las imágenes de NICI confirman que la región comprendida entre  $\sim 20\text{-}100$  UA se encontraría libre de polvo con tamaños  $< 10\ \mu\text{m}$ .

Por otra parte, se ha sugerido que la presencia de un cuerpo de masa pla-

netaria, podría ser el responsable de mantener la región dentro de 148 UA limpia de material, y que por ello no se detecta emisión del polvo para  $\lambda < 30 \mu\text{m}$  (Jourdain de Muizon et al. 1999). Si utilizamos la expresión  $t_{\text{exp}} = t_0 \times 10^{m/2.5}$  para estimar una magnitud límite aproximada para las imágenes de NICI de HD 207129, de acuerdo al tiempo de exposición total de 19 minutos, se obtiene que  $H_{\text{Límite}} \sim 12.5$ . Considerando que la estrella se encuentra a  $d = 16 \text{ pc}$  el límite anterior en magnitud aparente implica un límite en magnitud absoluta de  $M_H \sim 11.5$ . Aplicando un procedimiento idéntico se obtiene para la banda  $K_s \sim 11.8$  y  $M_{K_s} \sim 10.8$ .

De acuerdo a los modelos evolutivos de objetos de masas sub-estelares de Baraffe et al. (2003) un objeto de magnitud absoluta  $M_H \sim 11.5$  en la banda  $H$  y, con una edad del orden de la estimada para HD 207129 ( $\sim 1.6 \times 10^9$  años) tiene una masa del orden de 60-70  $M_{\text{Júpiter}}$ . Por lo que las imágenes de NICI deberían ser capaces de detectar la presencia de una fuente puntual con una masa de ese orden si la hubiera. De esta manera las imágenes obtenidas en este trabajo descartan la posibilidad de compañeras enanas marrones orbitando alrededor de la estrella a distancias entre  $\sim 20 \text{ UA}$  a  $\sim 100 \text{ UA}$ .

### 5.10. Discusión sobre la no detección de discos *debris*

Ninguno de los siete sistemas para los cuales se obtuvieron imágenes coronográficas de alta resolución mostraron evidencias de luz dispersa por partículas de polvo en un disco inferido, en la mayoría de los casos, a través de excesos en emisión en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$ . Como se mencionara, 5 de los sistemas analizados fueron también observados por otros autores: HD 10647, HD 82943, HD 117176, HD 201219 y HD 207129. Algunos de ellos en el óptico con el telescopio *Hubble* y también en  $\lambda = 1.1\text{-}1.6 \mu\text{m}$  con NICMOS y otros, en las bandas *JHK*. De todos ellos, HD 10647 y HD 207129 tienen evidencias del disco en sus imágenes.

Para establecer si existía algún rasgo particular que destacara a los siste-

mas con detecciones exitosas de disco en sus imágenes en el óptico e infrarrojo cercano se compararon sus magnitudes en  $V$  y en  $K$ , distancias, edades y metalicidades con las de aquéllos sistemas observados sin evidencia del disco en las imágenes. Los sistemas con imágenes de disco fueron tomados del trabajo de Rodríguez & Zuckerman (2012) que compila la totalidad de estrellas con imágenes de discos en el óptico e infrarrojo cercano (15 en total). Los sistemas sin imágenes del disco pertenecen a los trabajos Schütz et al. (2004); Absil et al. (2008) y Krist et al. (2010) a los que se les sumaron los sistemas estudiados aquí. Si bien no se encontraron diferencias sobresalientes entre uno y otro grupo de estrellas, resulta interesante que los sistemas con imágenes son en promedio, una magnitud más débiles en el visual y en la banda  $K$  ( $V \sim 7.5$ , y  $K \sim 5.5$ ) en comparación con los sistemas sin imágenes de sus discos ( $V \sim 6.2$ ,  $K \sim 4.6$ ).

Si la estrella central es brillante se dificulta tomar exposiciones largas incluso, usando la técnica coronográfica. Así se limita la profundidad que es posible alcanzar en cada una de las imágenes de la secuencia ADI. Puede verse que en el caso de HD 20320 ( $K = 4.2$ ) el tiempo de exposición de cada imagen guardada es de 30 segundos y para HD 82943 ( $K = 5.1$ ) ese tiempo es de 60 segundos. Nótese también que en el caso de HD 82943 se puede llegar más cerca al borde de la máscara porque no hay tanta luz dispersa lo que resulta en una mejora en el contraste. Es posible que el menor brillo de las estrellas centrales con imágenes de discos haya beneficiado su detección y que las capacidades de contraste de los instrumentos actuales aún estén por debajo de los necesario para la detección de discos en sistemas más brillantes. Las distancias medias, edades y metalicidades no presentaron diferencias significativas entre uno y otro grupo.

Hay otros factores que podrían haber incidido en la tasa de detección nula. Algunos relacionados con la naturaleza de los discos *debris* de los sistemas observados los cuales se discutirán posteriormente. En otros factores podría estar involucrada la técnica de observación y el proceso de reducción de las imágenes obtenidas. Estos dos puntos se tratan en las dos subsecciones si-



guientes.

### **5.10.1. Limitaciones de la técnica**

La técnica ADI empleada en las imágenes analizadas aquí es similar a la utilizada desde hace algunos años en observaciones del telescopio *Hubble* conocida como *roll subtraction*. En ambas técnicas el proceso de reducción implica la resta de una imagen de referencia que contiene el patrón de *speckle* instrumental y la PSF (*Point Spread Function*) de la estrella. Dicha imagen de referencia se construye como una media de las imágenes que componen la secuencia ADI para el sistema observado. Cualquier estructura que presente algún tipo de simetría alrededor del centro de las imágenes va a aparecer en la imagen media. La imagen de referencia se resta a cada una de las imágenes de la secuencia y este paso puede llevar a suprimir la presencia de alguna estructura que aparezca de forma simétrica en las imágenes. Este podría ser el caso de un disco cuyo plano se encuentre paralelo al plano del cielo. Un disco ubicado de esta manera presentaría cierta simetría alrededor del centro y por lo tanto puede perderse parte de su señal durante el proceso de reducción. Esta es la misma dificultad que enfrentan las observaciones de *Hubble* tomadas con la técnica de *roll subtraction* (Krist et al. 2010, 2012).

No obstante discos cuyos planos estén paralelos al plano del cielo son más difíciles de detectar en comparación con un disco que se encuentre de canto (es decir, con su plano perpendicular al plano del cielo  $i = 90^\circ$ ) independientemente de la técnica observacional involucrada. Esto es debido a que la columna de material del disco atravesada por la radiación que llega al observador es más pequeña que en el caso de un disco visto de canto (o cercano a esa dirección). Es decir, las chances de detectar un disco en el plano del cielo son de por sí más bajas que las de detectar los discos que se encuentran perpendiculares al plano del cielo, independientemente de la técnica observacional que se utilice.

Los sistemas observados para este trabajo, fueron seleccionados a partir

de observaciones del satélite *Spitzer*, con el que se identificaron los excesos en emisión en el infrarrojo. Esto favorece la selección de discos cuyos planos se encuentren perpendiculares al plano del cielo. La radiación debe atravesar una mayor masa de material del disco produciendo emisiones en el infrarrojo más intensas que en el caso de un disco en el plano del cielo. Es decir, el método de selección de los sistemas observados favorece a aquellos discos cuyas inclinaciones son  $i \sim 90^\circ$ . Si bien el proceso de reducción puede afectar la detección de discos en el plano del cielo, es poco probable que alguno de los sistemas observados en este trabajo tenga discos con tal orientación ( $i \sim 0^\circ$ ) por lo que concluimos que la técnica observacional y el posterior proceso de reducción no son la razón principal de la tasa de detección nula hallada en este trabajo.

### **5.10.2. Características del polvo**

Un factor importante que condiciona la capacidad de detectar imágenes de discos *debris* es la masa de polvo y sus características. Mientras que un disco *debris* de los detectados hasta hoy asociado a una estrella de características similares al Sol tiene masas de polvo del orden de  $\sim 1 \times 10^{-5} M_{\text{Júpiter}}$  (Wyatt 2008), el disco asociado a una estrella joven en formación tiene una masa de polvo del orden de  $\sim 10 M_{\text{Júpiter}}$  (Williams & Cieza 2011).

Las teorías actuales sobre la evolución de los discos circunestelares proponen que las partículas de polvo con radios  $D \leq 1 \mu\text{m}$ , que componen los discos proto-planetarios, deben pasar por un reprocesamiento para formar partículas de mayor tamaño y dar lugar, en última instancia, a la formación de cuerpos tan grandes como podrían ser los planetas. Una de las consecuencias de esta evolución es que la masa de polvo pequeño (tamaños  $\leq 1 \mu\text{m}$ ) vaya disminuyendo con el tiempo y cuerpos de mayor tamaño comiencen a acaparar la mayor parte de la masa del disco. Resulta razonable esperar que los discos *debris* (asociados a estrellas con edades de  $\sim 10^8$ - $10^9$  años) se encuentren poblados preferentemente por partículas de polvo de mayor tamaño a las que se encuentran en discos de estrellas más jóvenes (edades  $\sim 10^6$ - $10^7$  años).

De acuerdo a Wolf & Hillenbrand (2003) la radiación estelar que es absorbida y luego re-emitida ( $L_{\lambda;g}^{\text{emi}}$ ) y, la radiación estelar que es dispersada ( $L_{\lambda;g}^{\text{sca}}$ ) por un grano de polvo esférico de radio  $D$  ubicado a una distancia  $a$  de la estrella central con una temperatura  $T_g$  es, en una  $\lambda$  dada:

$$L_{\lambda;g}^{\text{emi}} = 4\pi D^2 Q_{\lambda}^{\text{abs}} \pi B_{\lambda}(T_g), \quad (5.1)$$

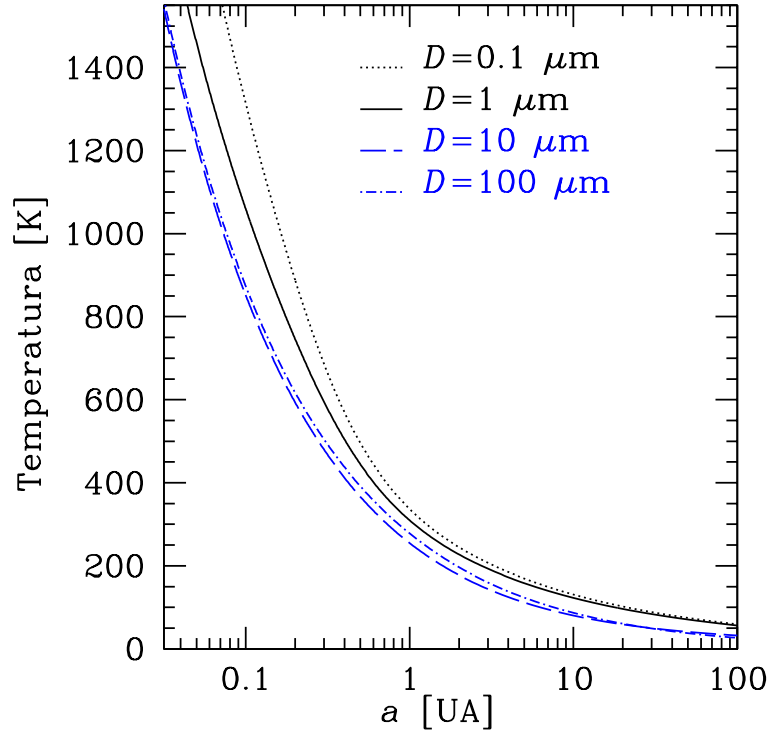
$$L_{\lambda;g}^{\text{sca}} = L_{\lambda;s} A Q_{\lambda}^{\text{sca}} \left(\frac{D}{2a}\right)^2, \quad (5.2)$$

donde  $B_{\lambda}(T_g)$  es la función de Planck evaluada a la temperatura del grano de polvo,  $L_{\lambda;s}$  es la luminosidad estelar en la  $\lambda$  considerada,  $A$  es el albedo del polvo y  $Q_{\lambda}^{\text{abs}}$  y  $Q_{\lambda}^{\text{sca}}$  son los coeficientes de eficiencia de absorción y dispersión para el grano de polvo del tamaño considerado.

De las expresiones (5.1) y (5.2) puede verse que la cantidad de energía re-emitida por la partícula de polvo depende de la temperatura a la que se encuentra. Por otro lado, la energía estelar dispersada ( $L_{\lambda;g}^{\text{sca}}$ ) es independiente de la temperatura del polvo. Aún si el material se encuentra frío (por ejemplo  $T < 100$  K), es posible detectar la radiación dispersada en el infrarrojo cercano.

Las imágenes de NICI permiten explorar distancias radiales a la estrella  $a \geq 20$  UA. A tales distancias, la temperatura del polvo es demasiado baja ( $T \ll 1000$  K) como para que la emisión térmica ( $L_{\lambda;g}^{\text{emi}}$ ) sea considerable en  $\lambda = 1.6\text{-}2.15 \mu\text{m}$ . El gráfico de la Figura 5.15 muestra la variación de la temperatura con la distancia para el material de un disco entre  $a = 0.03$  a  $a = 100$  UA. La estrella central está caracterizada por  $T_{\text{efectiva}} = 5780$  K y  $L = 1 L_{\odot}$ . Para que un grano de polvo tenga el máximo de emisión térmica en el infrarrojo cercano su temperatura debe ser  $T \geq 1000$  K (asumiendo que emite como un cuerpo negro). Para ello debería ubicarse a una distancia de la estrella central de  $\leq 0.1$  UA. Por lo tanto, para las imágenes en las bandas  $H$  y  $K_s$  se espera que la principal contribución provenga de la radiación dispersada ( $L_{\lambda;g}^{\text{sca}}$ ) por el

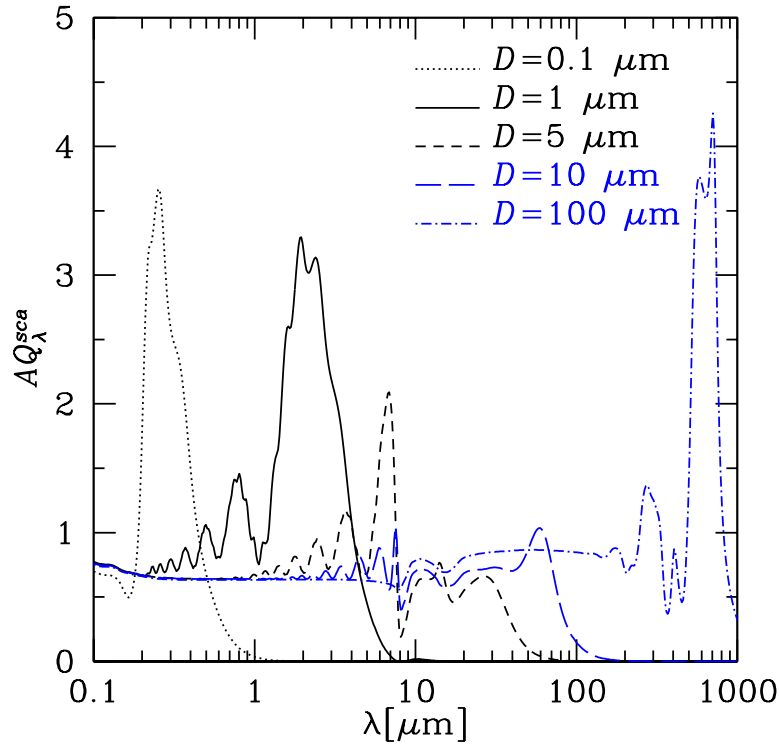
polvo.



**Fig. 5.15:** Variación de la temperatura con la distancia para el material de un disco alrededor de una estrella con  $T_{efectiva} = 5780$  K y  $L = 1 L_{\odot}$ . Cada curva corresponde a un radio  $D$  de partícula diferente listados en el gráfico. Los valores son calculados mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003) basados en las propiedades ópticas de los silicatos astronómicos dados por Draine & Lee (1984a), Laor & Draine (1993) y Weingartner & Draine (2001).

Dado un tamaño  $D$  de grano de polvo, el coeficiente  $Q_{\lambda}^{sca}$  es el que contiene cómo es la dependencia de la energía dispersada ( $L_{\lambda;g}^{sca}$ ) con la longitud de onda. La Figura 5.16 muestra el comportamiento de  $AQ_{\lambda}^{sca}$  para granos de polvo con radios  $D = 0.1, 1, 5, 10$  y  $100 \mu\text{m}$ . Sin entrar en los detalles del gráfico, puede verse que el comportamiento general de  $AQ_{\lambda}^{sca}$  es tal que, el polvo con radios  $D < 10 \mu\text{m}$  tiene su contribución máxima a la radiación dispersada en  $\lambda < 10 \mu\text{m}$  aproximadamente. La capacidad de dispersar la radiación decae rápidamente hacia  $\lambda$  creciente para las partículas con tamaños  $D < 10 \mu\text{m}$ .

De esta manera, si un disco está compuesto predominantemente por una población de granos de polvo con  $D < 10 \mu\text{m}$  se podría esperar que ese disco



**Fig. 5.16:** Coeficientes de eficiencias de dispersión de la radiación  $Q_{sca}$  multiplicado el albedo. Las curvas corresponden a 5 radios diferentes de partículas:  $D = 0.1, 1, 5, 10$  y  $100 \mu\text{m}$ . Los valores son calculados mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003) basados en las propiedades ópticas de los silicatos astronómicos dados por Draine & Lee (1984a), Laor & Draine (1993) y Weingartner & Draine (2001).

tenga una emisión resultante (dominada por radiación dispersada en las bandas  $H$  y  $K_s$ ), más intensa que la que produciría un disco con una población de granos de polvo de mayor tamaño. El primero tendría una contribución mayor a la emisión en longitudes de onda corta por la presencia de las partículas de polvo pequeñas.

El análisis anterior lleva a proponer que la falta de detección de los discos en las imágenes de  $H$  ( $\lambda_{\text{central}} = 1.6 \mu\text{m}$ ) y  $K_s$  ( $\lambda_{\text{central}} = 2.15 \mu\text{m}$ ) podría deberse a que los discos *debris* de los sistemas observados, están poblados por partículas de tamaños  $D \geq 10 \mu\text{m}$ , preferentemente. Por lo tanto, no tienen la contribución significativa que el polvo de menor tamaño aporta a la radiación dispersada en las longitudes de onda observadas.

### 5.11. Sensibilidad de las imágenes a fuentes puntuales

Cuando se analizaron los sistemas individuales se mencionó que tanto para HD 187897 como para HD 201219 se encontraron fuentes puntuales en las imágenes que podían estar asociadas a las estrellas. La discusión sobre la asociación de esas fuentes a sus respectivas estrellas se encuentra en el Apéndice B. Sin embargo, sus detecciones resaltan que las imágenes obtenidas son sensibles a posibles compañeros de masas subestelares. En esta sección se considera la sensibilidad de las observaciones a la presencia de objetos de masas subestelares.

En la Tabla 5.2 se resumen los valores de contrastes medidos, magnitudes y masas límites estimadas. Hay que destacar que los contrastes alcanzados ( $\Delta H \sim 7-14$ ) son comparables con los de relevamientos realizados con NICI por otros autores: Wahhaj et al. (2011) obtienen un  $\Delta H \sim 5.5$  para la fuente detectada en CD-35 2722, Biller et al. (2010) obtienen  $\Delta H \sim 5.4$  para la fuente en el sistema PZ Tel, Leconte et al. (2010b) reportan valores de  $\Delta H \sim 7-13$ , Lafrenière et al. (2007) alcanzan valores en los filtros del metano de  $\Delta CH_4 \sim 9-17$ . En el caso del sistema múltiple HR 8799 se puede hacer una estimación de la diferencia de brillo entre la estrella huésped y el planeta más débil detectado. De acuerdo a lo publicado por Marois et al. (2008), de lo que resulta  $\Delta H \sim 13$ . Es decir, los contrastes en las imágenes presentadas en este trabajo serían, en promedio, adecuados para detectar un sistema múltiple como el de HR 8799.

La Figura 5.17 muestra los contrastes alcanzados en función de la distancia a la estrella para los casos de HD 82943 y HD 201219. Estos dos sistemas corresponden a dos casos extremos de los observados: HD 82943 es el menos favorable para la detección de fuentes puntuales y HD 201219 el más favorable. Sobre cada gráfico se han superpuesto las diferencias de brillo calculadas a través de los modelos de Baraffe et al. (2003), que tendrían objetos de distintas masas. Los contrastes alcanzados son adecuados para la diferencia de brillo presentarían objetos de masa planetaria con respecto de una estrella

**Tabla 5.2:** Síntesis de los contrastes medidos, magnitudes y masas límites estimadas para los sistemas con imágenes tratadas en este capítulo

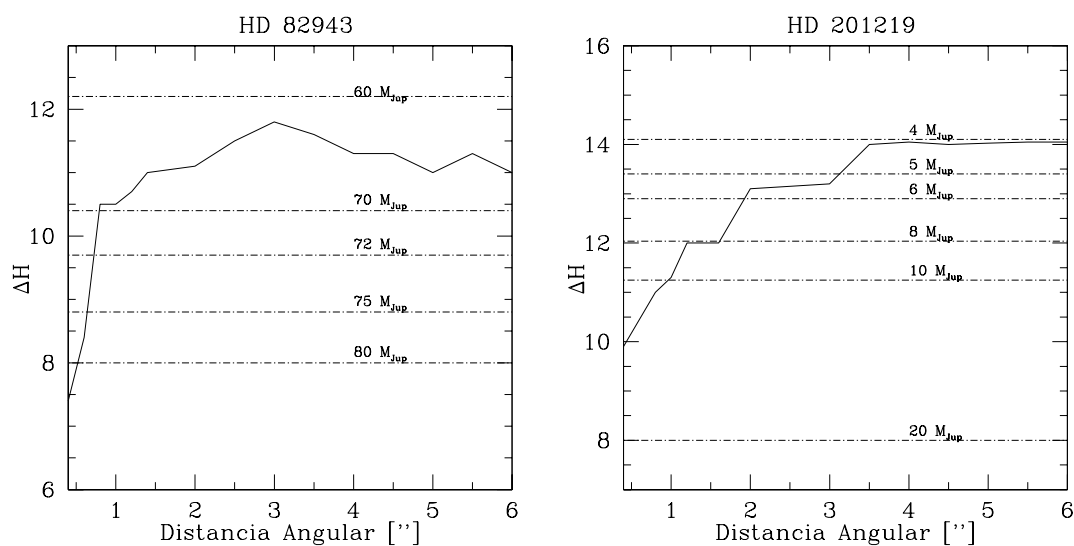
	$\Delta H$	$\Delta K_s$	$H_{\text{Límite}}$	$M_{\text{Límite}} [M_{\text{Júpiter}}]$
HD 10647	9-10	9-10	12.1	80
HD 20320	8-12	8-12	12.7	90
HD 82943	7-11	8-11	12.3	90
HD 117176	11-12	10-11	12.3	75-80
HD 187897	11-12	11-12	13.0	90
HD 201219	10-14	10-12	13.1	40-50
HD 207129	10-14	12-13	12.5	60-70

huésped como HD 201219.

Hay otros factores, además del contraste, que determinan la capacidad de las imágenes para detectar objetos de determinada masa. Puede verse en los gráficos de la Figura 5.17 que para un mismo  $\Delta H \sim 12$  para HD 82943 alcanzaría para detectar en la misma imagen un objeto de  $60 M_{\text{Júpiter}}$  y para HD 201219 es suficiente para detectar un objeto con una masa de  $\sim 8 M_{\text{Júpiter}}$ . Uno de esos factores que determinan las masas límites listadas en la Tabla 5.2 es la edad del sistema: a medida que los objetos de masa subestelar evolucionan se vuelven menos brillantes<sup>3</sup>. HD 82943 es un sistema con una edad del orden de  $5 \times 10^9$  años mientras que HD 201219 tiene una edad del orden de  $0.1 \times 10^9$  años. Dadas las edades de los sistemas estudiados en este trabajo estimamos que la edad ha sido un factor influyente en las masas límites listadas en la Tabla 5.2 y en la capacidad general de nuestras imágenes para detectar potenciales compañeros de masas planetarias.

Para reforzar esta idea en la Figura 5.18 se presenta un gráfico similar a los de la Figura 5.17 correspondiente a un trabajo de Lafrenière et al. (2010) donde confirman la presencia de un planeta de  $\sim 8 M_{\text{Júpiter}}$  mediante imágenes en el infrarrojo cercano tomadas con la técnica ADI en la estrella 1RXS

<sup>3</sup>Por ejemplo, los modelos de Baraffe et al. (2003) estima que el cociente de luminosidad de un objeto de  $20 M_{\text{Júpiter}}$  es de  $\sim 1.5$  entre  $10^8$  y  $10^9$  años.



**Fig. 5.17:** Contrastes alcanzados en el filtro H en función de la distancia a la estrella para HD 82943 (izquierda) y HD 201219 (derecha). Las magnitudes en la banda H son 5.2 para HD 82943 y 6.5 para HD 201219. Las líneas horizontales representan la diferencia de brillo que tendrían objetos de masas subestelares de acuerdo a los modelos de Baraffe et al. (2003) para las edades y distancias correspondientes a cada sistema. Estos dos ejemplos representan dos casos extremos en nuestra muestra: HD 82943 el caso menos favorable para la detección de objetos con masas subestelares y HD 201219 el caso más favorable.

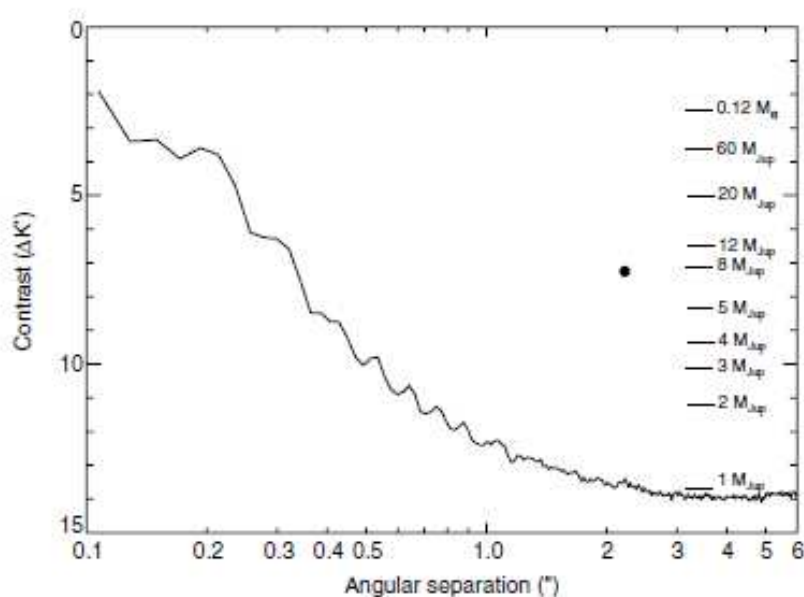
J160929.1-210524 ( $d \sim 145$  pc edad  $\sim 5 \times 10^6$  años). Como puede verse los valores de contraste son comparables a los alcanzados aquí sin embargo, esto les permite detectar masas tan bajas como  $1 M_{\text{Júpiter}}$  a  $3''$  de la estrella. Por otro lado, si se inspecciona la lista actual de los 28 sistemas planetarios con imágenes<sup>4</sup> solamente en 3 casos se trata de estrellas de secuencia principal: Fomalhaut,  $\beta$  Pictoris y HR 8799.

## 5.12. Resumen y conclusiones

En este capítulo se analizaron imágenes coronográficas de alta resolución para 7 estrellas de tipo solar con discos *debris* detectados a través de la presencia de excesos en emisión en el infrarrojo medio y lejano. Las imágenes obtenidas no sólo son sensibles a la presencia de los discos sino también a la presencia de fuentes de masas sub-estelares que pudieran estar ligadas a las

<sup>4</sup>Ver por ejemplo la enciclopedia de los planetas extrasolares de Jean Schneider en: <http://voparis-exoplanet-new.obspm.fr/catalog/?f=%22imaging%22+IN+detection>.





**Fig. 5.18:** Contrastes en la banda  $K'$  ( $\lambda = 2.12 \mu m$ ) en función de la distancia angular a la estrella para las observaciones del sistema 1RXS J160929.1-210524 perteneciente al trabajo de Lafrenière et al. (2010). En el gráfico se han superpuesto las diferencia de brillo de objetos de distintas masas respecto de la estrella. El punto negro representa la posición que ubica el planeta detectado por los autores. Los valores de contrastes son comparables a los alcanzados en este trabajo.

estrellas observadas.

No se detectaron discos en ninguno de los 7 sistemas observados. Esta tendencia se ha repetido en otras búsquedas mediante imágenes: Absil et al. (2008) encuentran evidencias de disco en 1/6 para estrellas de tipos espectrales A-F, Schütz et al. (2004) observan 22 sistemas con evidencias de disco o planetas en las bandas  $JHK_s$  sin lograr detectar la presencia del disco en sus imágenes. Los contrastes alcanzados por Schütz et al. (2004) son de 8 a 12 mag/(segundo de arco)<sup>2</sup>.

De los sistemas observados con NICI sólo HD 10647 y HD 207129 tienen imágenes de sus discos. Estos dos casos junto con algunos otros (por ejemplo Fomalhaut, Kalas et al. 2005) resultan llamativos pues, se tienen imágenes en el óptico e infrarrojo lejano, pero no en el infrarrojo cercano. Para ambos casos, la regiones exploradas en este trabajo comprenden una zona más cercana a la estrella que en imágenes anteriores ( $< 100$  UA). De acuerdo a esos

estudios la región  $< 100$  UA de ambos discos se encontrarían relativamente libre de polvo. Nuestras imágenes confirmarían tal afirmación. En el caso de HD 207129, Krist et al. (2010) estiman que las partículas de polvo tendrían tamaños  $> 1.4 \mu\text{m}$  de acuerdo a sus observaciones en el óptico. Las imágenes en el infrarrojo cercano nos permiten inferir que el tamaño del polvo debería ser  $> 10 \mu\text{m}$ .

Las imágenes permitieron hacer algunas inferencias acerca de los discos *debris* en los sistemas observados. Como se discutiera en su momento, la tasa nula de detección para este trabajo es improbable que se deba (al menos principalmente) a una pérdida de sensibilidad a los discos por la técnica observacional y el proceso de reducción aplicados. La falta de detecciones aparece más bien relacionada con la masa de los discos y con las características de la población de partículas de polvo que los componen. Nuestras observaciones nos permiten inferir que la mayor parte de la masa de los discos *debris* para los 7 sistemas estudiados aquí estaría concentrada en una población de partículas de polvo cuyos tamaños serían  $D \geq 10 \mu\text{m}$ . Además, las imágenes cubrían regiones que típicamente se extendían desde  $\sim 20$  UA a 160 UA lo que podría indicar que la población de polvo sería relativamente grande en toda la extensión de los discos o que de tener tamaños  $D \ll 10 \mu\text{m}$  su masa es baja o se encuentra frío ( $T \ll 1000$  K, asumiendo que emiten como cuerpos negros).

En las imágenes de HD 187897 y HD 201219 se detectaron la presencia de 3 fuentes puntuales. Un análisis de los movimientos propios, nos permitió establecer que las fuentes detectadas son objetos de fondo proyectados en el campo (ver Apéndice B). Ninguno de los 5 sistemas restantes mostró evidencias de potenciales compañeros.

NICI ha sido utilizado para hacer un relevamiento de la presencia de planetas en una muestra de 300 estrellas de la vecindad solar (Liu et al. 2010). Recientemente, Wahhaj et al. (2013) ha reportado los resultados de un relevamiento en una sub-muestra de 57 estrellas asociadas con discos *debris*. No se detectó la presencia de planetas en ninguno de esos 57 sistemas. Los autores

estiman que  $< 24\%$  de las estrellas con discos *debris* tendrían planetas con masas  $> 9 M_{\text{Júpiter}}$  más allá de 8 UA de la estrella central. Esta tasa nula de detecciones concuerda con los resultados hallados en este trabajo.

Relevamientos anteriores sugerían una frecuencia baja para la presencia de candidatos planetarios asociados a estrellas con discos *debris*: Apai et al. (2008) llevaron a cabo un relevamiento en 8 estrellas asociadas a discos *debris* mediante las técnicas ADI y SDI con el telescopio VLT con óptica adaptativa. Ninguno de los sistemas observados por estos autores mostró la presencia de potenciales compañeros planetarios. Por otro lado, Absil et al. (2008) utilizando interferometría identifican un sólo sistema (de 6 en total asociados con discos *debris*) que muestra evidencias de la presencia de un candidato a planeta.

La baja frecuencia de planetas a  $> 5$  UA de su estrellas huésped hallada por la técnica de imágenes para estrellas de tipo solar con discos *debris* parece repetirse con independencia de la presencia de discos: del relevamiento de NICI (hasta el momento de la presentación de este trabajo) se han reportado la detección de un sistema múltiple alrededor de la estrella HD 1160 ( $d = 103$  pc, A0V,  $V = 7.2$ ,  $5 \times 10^7$  años), donde uno de los objetos podría tratarse de un planeta gigante (Nielsen et al. 2012), y dos sistemas binarios, uno en la estrella de tipo M1V CD-35 2722 ( $d = 21$  pc,  $V = 10$ ,  $1 \times 10^8$  años, Wahhaj et al. 2011) y el segundo en la estrella PZ Tel (Biller et al. 2010) la cual tiene evidencias de disco *debris* a su alrededor. En ambos casos los compañeros a estas estrellas tienen masas en el rango de enanas marrones.

Biller et al. (2007) seleccionan 45 estrellas con edades  $\leq 250 \times 10^6$  años para ser observadas mediante la técnica SDI sin detectar la presencia de candidatos a planetas en sus imágenes. Leconte et al. (2010b) no reportan detecciones para un muestra de 58 sistemas observados mediante la técnica coronográfica en combinación con la técnica ADI. Lafrenière et al. (2007) descartan la presencia de compañeros de masas planetarias en 48/54 estrellas observadas por estos autores mediante la técnica ADI.

Las imágenes presentadas en este capítulo confirman la tendencia general: 2/7 ( $\sim 28\%$ ) sistemas con candidatos los cuales se tratan de objetos de fondo. Es importante destacar también que las imágenes nos permiten dar un límite a las masas de cuerpos que pudieran encontrarse en órbita alrededor de esos sistemas en las regiones cubiertas en las imágenes. De acuerdo a las magnitudes límites estimadas, nuestras imágenes descartan la presencia de cuerpos con masas  $> 40 M_{\text{Júpiter}}$  que pudieran encontrarse alrededor de HD 201219 (para las imágenes más sensibles) y con masas  $> 90 M_{\text{Júpiter}}$  para HD 82943 (el caso menos favorable). La carencia de compañeras enanas marrones a estrellas de tipo solar es lo que se conoce como el “Desierto de Enanas Marrones” (ver por ejemplo, Grether & Lineweaver 2006).

Los resultados de las imágenes de este trabajo como los de relevamientos realizados por otros autores parecen sugerir que la presencia de planetas a  $> 5$  UA de su estrella huésped (tipo Neptuno o Urano) serían poco frecuentes. Dentro de este contexto los planetas como los hallados en Fomalhaut (orbitando a  $\sim 115$  UA de la estrella Kalas et al. 2005), o el sistema múltiple HR 8799 (Marois et al. 2010) parecerían ser casos excepcionales.

Por otro lado, la tendencia hallada mediante la técnica de imágenes contrasta con los resultados obtenidos por la misión *Kepler*<sup>5</sup> para planetas a  $< 1$  UA de su estrella huésped. La misión ha permitido (hasta la fecha) confirmar alrededor de 100 planetas y detectar cientos de candidatos formando posibles sistemas planetarios múltiples (de hasta seis planetas) y también casos de planetas circumbinarios.

---

<sup>5</sup>Más información sobre los resultados de *Kepler* pueden encontrarse en el sitio de internet de la misión: <http://kepler.nasa.gov/>

**Capítulo 6**

***Espectros en el infrarrojo medio de  
estrellas con discos de tipo debris***

### 6.1. Introducción

En este capítulo se aborda el estudio de los espectros en infrarrojo medio ( $\lambda = 8-13 \mu\text{m}$ ) de estrellas con discos de tipo *debris* a través de 3 sistemas (HD 191089, HD 197481 y HD 201219) que cubren un rango de edades entre  $10^7$ - $10^9$  años. Hay que destacar que no existe en la bibliografía muchos trabajos que aborden el estudio de los espectros alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  de estrellas de tipo solar con discos de tipo *debris* por lo que el estudio de estos tres sistemas constituye un aporte a la caracterización de tales espectros.

Los objetivos del estudio presentado en este capítulo son determinar qué tipo de compuestos son los más abundantes en las partículas de polvo que pueblan los discos *debris*, estimar cuán importante es la presencia de partículas de polvo con tamaños  $< 2 \mu\text{m}$ , capaces de dejar su marca en los espectros alrededor de  $\lambda \sim 10 \mu\text{m}$ , y finalmente, determinar si es posible encontrar evidencias de transformación y evolución del polvo en los discos circunestelares.

El capítulo está organizado de la siguiente manera: Primero se revisan algunos antecedentes del conocimiento actual sobre la composición del polvo que constituye los discos *debris*. Luego, se discuten las características del instrumento con el que obtuvieron los espectros junto con la técnica de observación *chop-nod* comúnmente utilizada en el infrarrojo medio y el proceso de reducción involucrado para obtener los espectros finales. El tratamiento de la técnica y el proceso de reducción se hace con detalle ya que no son técnicas de uso difundido, y pueden resultar complejas cuando se las estudia por primera vez. Estimamos que resultará útil para futuros observadores proporcionar un material de referencia al respecto. En la última parte del capítulo se analizan los espectros finales.

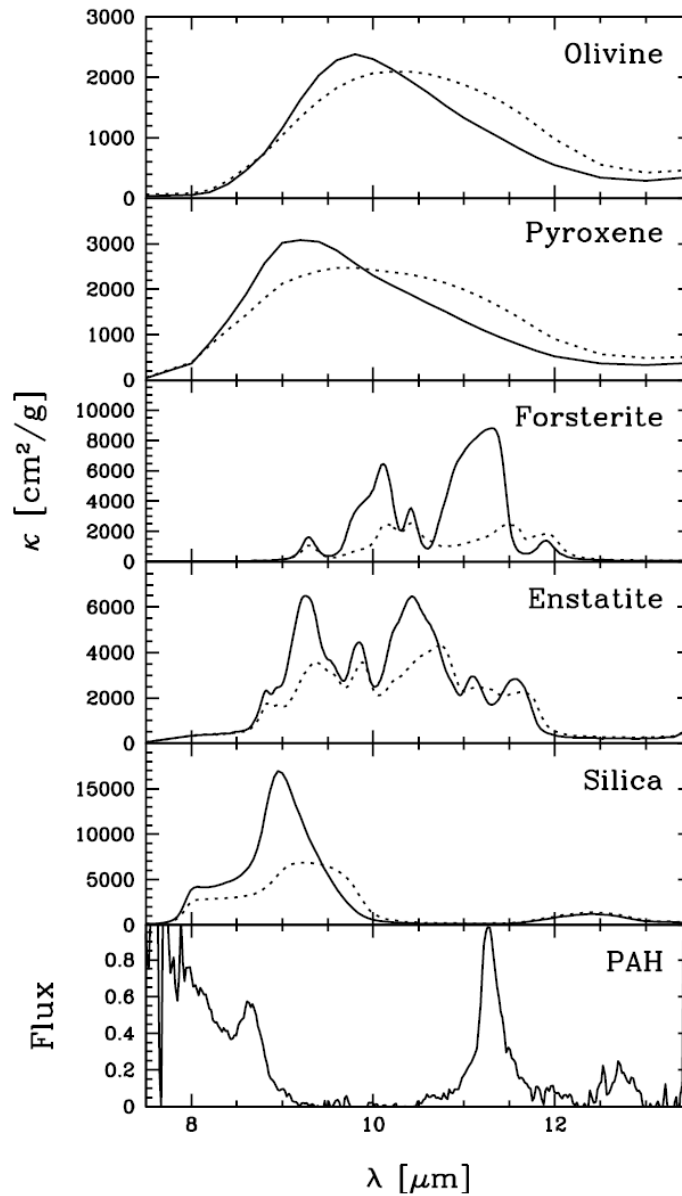
### 6.2. Aspectos generales de los espectros alrededor de $\lambda = 10 \mu\text{m}$

Cuando las estrellas se forman a partir del material de su nube madre se asume que sus discos inicialmente tienen una composición similar a la del

medio interestelar en el cual los silicatos amorfos son el principal constituyente de las partículas de polvo (Kemper et al. 2004). Como se discutiera en el Capítulo 1 se espera que ese material inicial pase por una transformación que eventualmente permitiría la formación de planetas. Trabajos en laboratorios (Fabian et al. 2000; Henning 2010) muestran que procesos como el cocimiento térmico, pueden causar la cristalización de silicatos de tipos amorfos como el pyroxeno ( $\text{Mg}_x\text{Fe}_{1-x}\text{SiO}_3$  donde  $0 \leq x \leq 1$  es la riqueza de magnesio respecto al hierro) en enstatita ( $\text{MgSiO}_3$ ) o los olivinos ( $\text{Mg}_{2x}\text{Fe}_{2-2x}\text{SiO}_4$ ) en forsterita cristalina ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) y que, una vez alcanzadas las temperaturas adecuadas, el proceso de cristalización ocurre rápido (Henning 2010).

Todos estos compuestos son capaces de producir características en los espectros alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$ . La Figura 6.1 muestra los perfiles que producen los coeficientes de absorción de masa para varios de los compuestos mencionados. Las líneas punteada y continua representan dos tamaños de partículas diferentes,  $0.1$  y  $1.5 \mu\text{m}$  respectivamente. Puede verse como los picos de los perfiles tienden a desplazarse hacia  $\lambda$  mayor para las partículas de mayor tamaño. Lo otro que puede apreciarse es que los perfiles de los compuestos de tipo amorfo son suaves con un único máximo en esta región. Los perfiles de los compuestos cristalinos son algo más complejos con múltiples picos en diferentes longitudes de onda.

Los compuestos mencionados en el párrafo anterior se encuentran entre los identificados comúnmente en diferentes medios astrofísicos. Por ejemplo, la olivina de tipo amorfa domina la extinción en  $10 \mu\text{m}$  producida por las partículas que ocupan el medio interestelar (Kemper et al. 2004; van Boekel et al. 2005). En el caso de los discos circunestelares, no sólo se detecta la presencia de silicatos de tipo amorfo, sino también, de tipo cristalinos (Bouwman et al. 2001). Gracias a ese tipo de trabajos, hoy en día se estima que las partículas de los discos en estrellas jóvenes ( $\sim 10^6$  años), se encuentran compuestas principalmente por silicatos con tamaños  $D \leq 0.1 \mu\text{m}$  y una mezcla de grafitos e hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAH *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*, Williams & Cieza 2011). Por otro lado, los discos *debris* son el

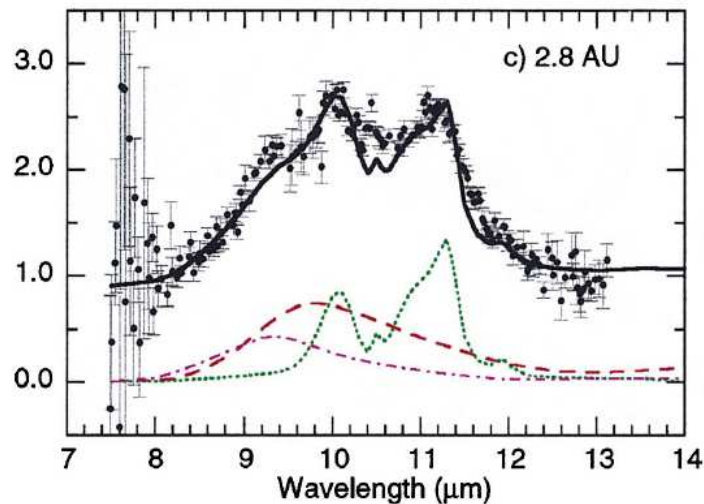


**Fig. 6.1:** Coeficientes de absorción de masa para partículas con tamaños de  $0.1 \mu\text{m}$  (línea sólida) y de  $1.5 \mu\text{m}$  (línea de puntos). Cada panel corresponde a partículas con una composición diferente. El panel inferior corresponde a una representación de la emisión de PAH. El gráfico fue adaptado del trabajo de van Boekel et al. (2005).

resultado de la evolución de la proto-estrella y su disco proto-planetario y los compuesto que se encuentran en los discos de estrellas jóvenes deberían hallarse en los discos *debris* (Wolf & Hillenbrand 2003; Wyatt 2008; Williams & Cieza 2011).

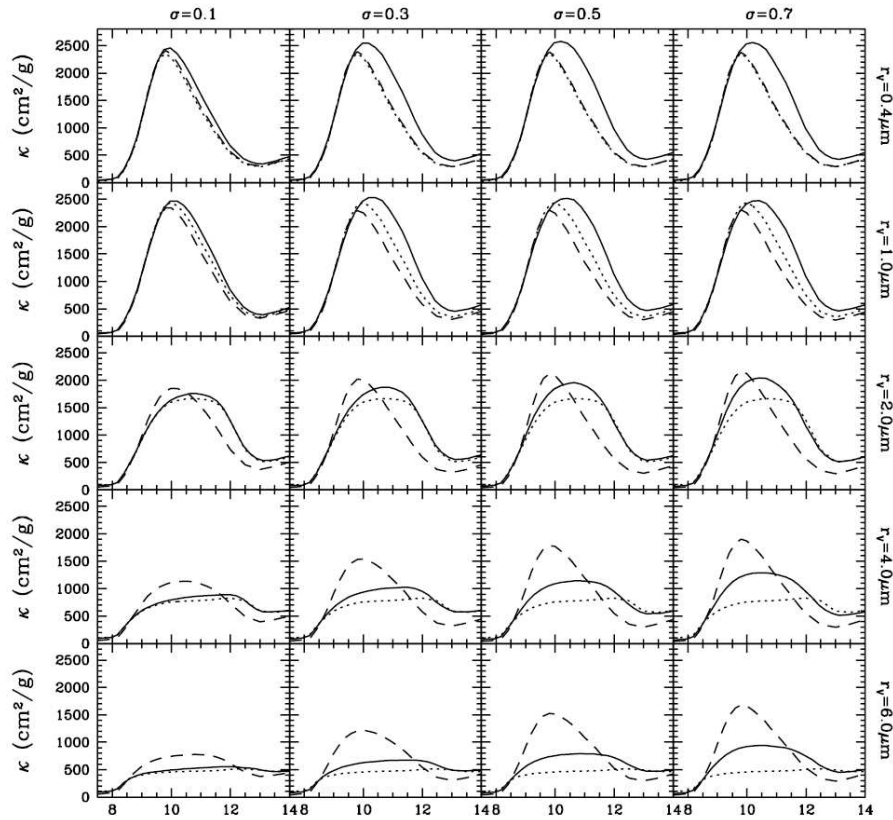


No obstante, se espera que su estructura y morfología cambien a medida que el material de los discos evoluciona, desde polvo con tamaños  $D \sim 0.1 \mu\text{m}$  hasta cuerpos tan grandes como planetas de tipo Júpiter (Blum & Wurm 2008). Por ejemplo, silicatos como olivina, pyroxeno etc. suelen aparecer en cometas del Sistema Solar. En la Figura 6.2 se muestra un espectro del cometa Hale-Bopp (C/1995 01) del trabajo de Wooden et al. (1999). El perfil del espectro es reproducido mediante una combinación de olivina de tipo amorfo, forsterita, pyroxeno amorfo y enstatita.



**Fig. 6.2:** Espectro del cometa Hale-Bopp en la región alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$ . El espectro representado por los puntos es reproducido por una combinación de silicatos amorfos y cristalinos (línea continua). La línea de puntos es forsterita. La línea de puntos-rayas corresponde al pyroxeno de tipo amorfo. La línea de rayas representa el perfil de olivina de tipo amorfo. Este gráfico pertenece al trabajo de Wooden et al. (1999).

Otra característica que puede observarse en los espectros es el cambio de la forma general en función del tamaño de las partículas consideradas. Por ejemplo, Min et al. (2006) calculan mediante modelos teóricos espectros alrededor de  $10 \mu\text{m}$  de partículas de compuestas de silicatos astronómicos amorfos. La Figura 6.3 muestra los coeficientes de absorción de masa determinados para granos con tamaños que crecen de arriba hacia abajo. Se aprecia que a medida que el tamaño crece la característica producida por estas partículas se va volviendo cada vez más plana y más ancha.

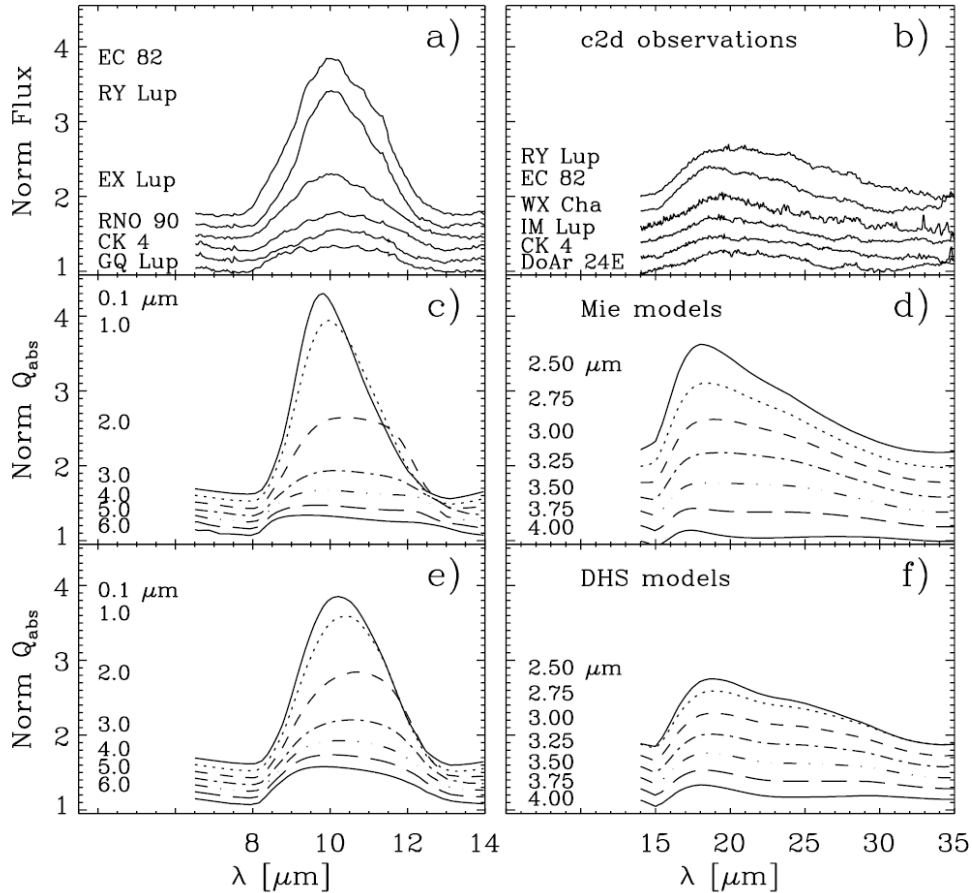


**Fig. 6.3:** Coeficientes de absorción de masa para partículas compuestas de silicatos amorfos (línea continua) alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$ . El tamaño de las partículas crece de arriba hacia abajo. De izquierda a derecha se consideran partículas con formas que se apartan cada vez más de la esférica. La línea de puntos representa partículas homogéneas y la línea de trazos partículas porosas. Esta figura pertenece al trabajo de Min et al. (2006).

Como queda implícito en el párrafo anterior, no cualquier tamaño de partícula de polvo deja impresa su marca en los espectros del infrarrojo medio. Una regla útil y simple es que sólo aquellas partículas con tamaños  $d \ll \lambda/2\pi D$  (Chen et al. 2006) serán capaces de introducir eficientemente características en los espectros. De esta manera, los espectros centrados alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  van a permitir establecer cuán importantes es la población de polvo con tamaños  $D < 2 \mu\text{m}$ .

El tipo de comportamiento como el que se muestra en la Figura 6.3 no sólo es evidenciado a partir de cálculos teóricos sino que también a través de espectros del infrarrojo. La Figura 6.4 corresponde a un trabajo de Kessler-

Silacci et al. (2006). Los paneles superiores muestran una secuencia de espectros alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  (panel a) y alrededor de  $\lambda = 20 \mu\text{m}$  (panel b). Las secuencias muestran cómo los espectros se vuelven más planos y se ensanchan.



**Fig. 6.4:** Figura del trabajo de Kessler-Silacci et al. (2006). Los dos paneles superiores muestran una secuencia de espectros observados donde se aprecia el ensanchamiento y el achatamiento producido por partículas de diferentes tamaños. Los 4 paneles restantes representan los coeficientes de absorción de los modelos de partículas utilizados para reproducir el espectro de cada uno de los objetos mostrados en los paneles superiores.

Esto ha dificultado obtener evidencia observacional acerca de los compuestos que se encuentran en las partículas en los discos *debris* ya que, en promedio, se espera que estas sean de mayor tamaño que las que se hallan en discos proto-planetarios. Recién con la construcción del satélite *Spitzer*, se ha comenzado a armar un panorama acerca de las características que mues-

tran los espectros del infrarrojo medio en ese tipo sistemas. No obstante, los espectros de *Spitzer* cubren un rango de longitudes de onda amplio y suelen ser utilizados en los modelos de SEDs más que para determinación de composiciones químicas. Parte de los objetivos de este trabajo es contribuir a caracterizar los espectros alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  de estrellas con discos de tipo *debris*.

### 6.3. Programa de observaciones

Nos propusimos obtener espectros en el infrarrojo medio de una submuestra de 3 sistemas, que permitieran estimar que tipos de compuestos son los más importantes en los granos de polvo de los discos *debris*, qué tipo de estructura presentan estos compuestos (una estructura cristalina o amorfa) e indagar, si es posible, encontrar evidencia que demuestre algún procesamiento ha ocurrido en el material de los discos observados. La determinación de los compuestos más abundantes en los discos es difícil de conocer mediante otro tipo de estudios. En el año 2010 se presentó la solicitud de observación al observatorio Gemini Sur para obtener los espectros con el instrumento TReCS (*Thermal-Region Camera Spectrograph*) de tres estrellas (HD 191089, HD 197481 AU Mic y HD 202917) con evidencia observacional de la presencia de disco de tipo *debris*.

#### 6.3.1. Descripción de la muestra

La Tabla 6.1 lista algunas características de las estrellas seleccionadas que serán relevantes en los análisis posteriores. Se seleccionaron sólo 3 estrellas ya que la obtención de espectros en el infrarrojo medio requieren mucho tiempo de observación para llevarlas a cabo, como se verá cuando se discuta el proceso de preparación de las observaciones<sup>1</sup> (sección 6.5).

---

<sup>1</sup>Básicamente los *overheads* de la propia técnica pueden ser elevados tanto como 75-100%.

**Tabla 6.1:** Características relevantes de las estrellas con discos *debris* para las que se obtuvieron espectros en el infrarrojo medio

Estrella	d (pc)	V	K	T.E.	Edad ( $\times 10^9$ años)
HD 191089	52.2	7.2	6.1	F5 V	1.7
HD 197481	9.9	8.6	4.5	M1 V	0.01
HD 202917	42.9	8.7	6.9	G7 V	0.03

La selección de los sistemas estuvo basada en el tipo de excesos que presentaban esto es, si la detección de emisión infrarroja se había dado sólo en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  con *Spitzer* o si estaban asociadas con excesos en emisión extendidos en longitudes de onda es decir, si además de los excesos en  $70 \mu\text{m}$ , poseían excesos en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$ . Estas últimas fueron preferidas por encima de las primeras. De los sistemas seleccionados tanto HD 191089 como HD 202917 tienen evidencias de excesos en emisión en  $\lambda = 24$  y  $70 \mu\text{m}$  (Chen et al. 2006; Hillenbrand et al. 2008). De hecho HD 191089 tiene evidencias de la presencia de polvo con radios  $D < 1 \mu\text{m}$  estimados a partir de modelos de SEDs (Roccatagliata et al. 2009). Para HD 202917 se han identificado excesos en emisión en  $\lambda \sim 10 \mu\text{m}$  (Apai et al. 2008) lo que impulsó su elección.

La estrella HD 197481 completa la muestra. La edad dada en la literatura para esta estrella es menor que para las otras dos estrellas seleccionadas ( $\sim 10^7$  años). De este sistema se han logrado obtener imágenes de su disco en el infrarrojo cercano (Kalas et al. 2004; Liu 2004) por lo que se conocen algunos detalles de estructura radial y extensión. Otros trabajos han revelado que la población de polvo de este disco es preferente pequeña con tamaños del orden de  $D \sim 0.05 \mu\text{m}$  (Fitzgerald et al. 2007).

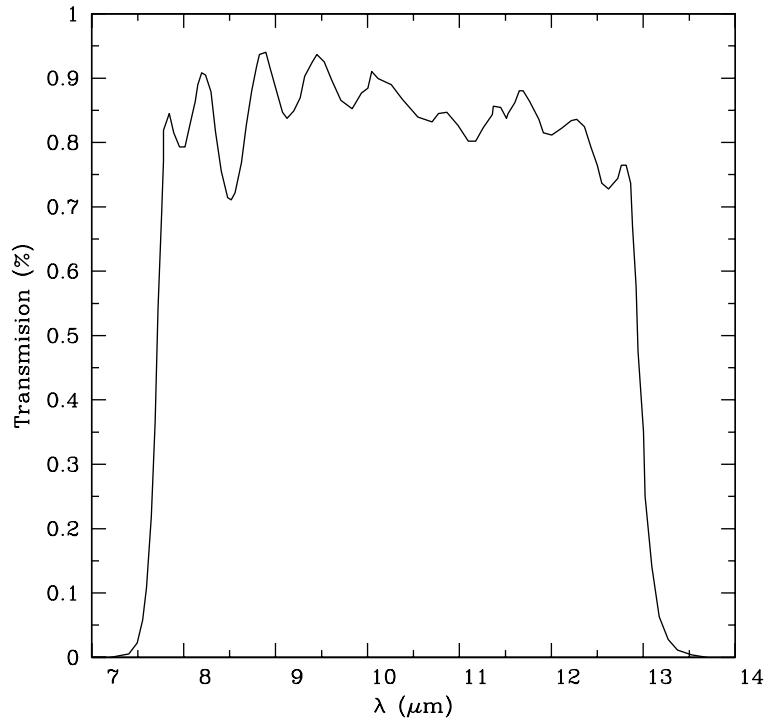
La solicitud de observación para las estrellas seleccionadas fue aceptada en banda 2 (prioridad de ejecución intermedia) y se le asignó el nombre de programa GS-2010B-Q-35 para ser ejecutada durante el segundo semestre de 2010.

### 6.3.2. Descripción de TReCS

A continuación se realizará una breve descripción de las características y capacidades de TReCS. Este instrumento es capaz de obtener imágenes y espectros en el infrarrojo medio. Está equipado con un detector de  $320 \times 240$  píxeles de Si:As sensible a la radiación entre  $\lambda = 8 \mu\text{m}$  y  $\lambda = 26 \mu\text{m}$ .

Un conjunto de 20 filtros le permite al usuario definir intervalos de longitudes de onda dentro del rango mencionado para obtener imágenes o espectros en dicha región. Los filtros, de diversos anchos de banda, pueden ser clasificados en dos grupos: uno que cubre lo que se denomina la banda *N* que se extiende aproximadamente entre  $\lambda = 7.7 \mu\text{m}$  a  $13.0 \mu\text{m}$  y otro que abarca la banda *Q* que comprende  $\lambda = 17.4 \mu\text{m}$  hasta  $\lambda = 25.4 \mu\text{m}$ . Varios de los filtros incorporados a TReCS son de banda angosta y han sido diseñados para estudiar determinadas características espectrales producidas por el silicio y que aparecen en el infrarrojo medio. Los espectros para este trabajo fueron obtenidos en la banda *N*. En la Figura 6.5 se muestra la curva de transmisión del filtro *N* instalado en TReCS. Este filtro cubre un ancho de banda entre  $\lambda = 7.70 \mu\text{m}$  hasta  $\lambda = 12.97 \mu\text{m}$  y se encuentra centrado en  $\lambda = 10.36 \mu\text{m}$ .

TReCS también cuenta con un conjunto de ranuras con anchos entre 0.21" y 1.32" que combinadas con 3 redes de difracción de 7, 11 y 90 líneas/mm intercambiables permiten conseguir espectros de diferentes resoluciones en la región espectral definida por el filtro seleccionado. Típicamente las resoluciones espectrales alcanzadas son de  $R \sim 100$  (baja resolución) y  $R \sim 1000$  (alta resolución), aunque esta última sólo para la banda *N*. Las redes de 7 y 11 1/mm se utilizan para obtener espectros de baja resolución en las bandas *Q* y *N*, respectivamente. Por ejemplo, con la ranura de 0.21" las resoluciones son  $R \sim 113$  en la banda *N* y  $R \sim 78$  en la banda *Q*. La red de 90 1/mm se utiliza en la banda *N* para obtener espectros con alta resolución ( $R \sim 1161$  con la ranura de 0.21"). En el caso de las observaciones presentadas en este trabajo se utilizó la red de 11 1/mm y la rendija 0.35" lo que da un valor nominal de



**Fig. 6.5:** Curva de transmisión para el filtro N instalado en TReCS, utilizado en los espectros obtenidos. El filtro se encuentra centrado en  $\lambda = 10.36 \mu\text{m}$  y cubre el rango  $\lambda = 7.70 - 12.97 \mu\text{m}$ .

$R \sim 116^2$ .

### 6.3.3. Preparación de las observaciones y configuración instrumental

Como sucede con todas las observaciones para los telescopios Gemini la confección de las observaciones se realizó mediante la herramienta *Observing Tool* o simplemente “OT”. El primer paso para el armado de las observaciones fue establecer la configuración instrumental adecuada para los propósitos de este trabajo.

Es sabido desde hace ya unos años que los compuestos que se hallan en los discos de estrellas jóvenes y, en los discos *debris*, producen diversas características en los espectros en la región alrededor de  $\lambda = 10 \mu\text{m}$  y por lo

<sup>2</sup>Una descripción más detallada sobre TReCS se encuentra en el sitio de internet del instrumento: <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/?q=node/10061>.

tanto es razonable escoger un filtro de banda ancha, para cubrir el mayor rango de longitudes de onda posibles, centrado alrededor de  $10 \mu\text{m}$  (Aitken et al. 1993; Honda et al. 2003, 2004). Además, la intención de este trabajo es realizar un análisis de las características más generales que presentan los espectros de estrellas de tipo solar con discos *debris*. Para ello no es necesario una resolución espectral alta, sino más bien, baja resolución (menos costosos en términos del tiempo de telescopio necesario), que permitan un reconocimiento general de las características más prominentes. Con esto en mente se seleccionó la red de 11 l/mm y la ranura de 0.35" lo que permite obtener espectros de una resolución de  $R \sim 100$ .

El próximo punto a tener en cuenta son las condiciones climáticas mínimas adecuadas bajo las cuales pueden ser ejecutadas las observaciones. Las condiciones observacionales vienen definidas por cuatro parámetros:

- *Sky Background* (Fondo del Cielo). Representa la fase lunar. Este parámetro es crítico sólo en las observaciones en el óptico por este motivo para este trabajo se seleccionó *any* (cualquiera);
- *Cloud Cover* (Covertura de Nubes). Determina la presencia de nubes durante la observación, un parámetro crítico en el infrarrojo medio ya que determina fuertemente cuán brillante resulta el fondo de cielo. El valor seleccionado fue de 50%. Equivale a condiciones con casi nubosidad nula sin llegar a ser necesariamente condiciones fotométricas;
- *Image Quality* (Calidad de Imagen). Se relaciona con el valor de *seeing* durante la observación. Para estas observaciones se seleccionó  $IQ = 70\%$  que equivale a un *seeing* de  $\sim 0.4''$  en la banda *N*;



- *Water Vapor* (Vapor de Agua). En las imágenes en el óptico e infrarrojo cercano este parámetro tiene poca influencia; sin embargo, en el infrarrojo medio es relevante ya que determina cuán intensas pueden resultar la presencia de bandas de agua en los espectros. Este parámetro se fijó a 80%.

La selección de las condiciones observacionales elegidas para este trabajo fue hecha haciendo un compromiso entre cuales serían aquellas adecuadas para obtener observaciones útiles sin caer en condiciones tan restrictivas que su frecuencia de ocurrir sea extremadamente baja. La frecuencia con la que se da el conjunto de condiciones requeridas aquí, es del ~22% para Cerro Pachón (donde se encuentra Gemini Sur).

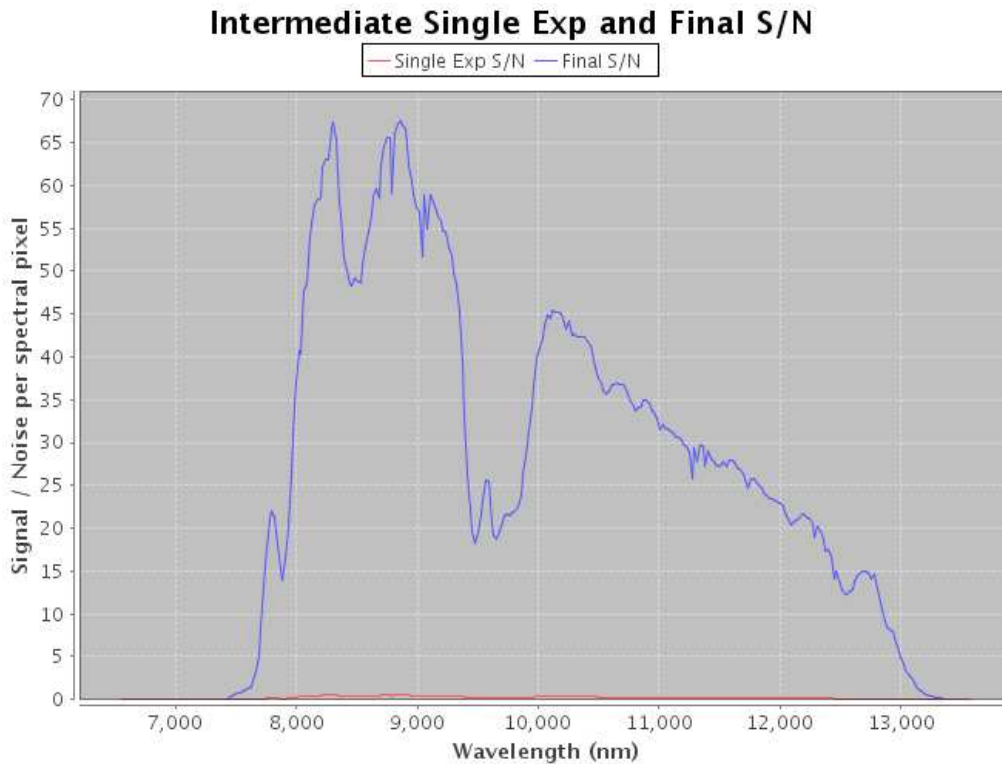
Habiendo establecido los objetos a observar, la configuración requerida y las condiciones observacionales, el observatorio Gemini provee una herramienta en su sitio de internet<sup>3</sup> que permite estimar los tiempos de exposición necesarios. Esta herramienta se denomina *Integration Time Calculator* o simplemente ITC y permite estimar las relaciones S/N resultantes para un dado tiempo de exposición bajo diferentes condiciones observacionales y diferentes configuraciones instrumentales. Se utilizó el ITC para estimar los tiempos de exposición y las relaciones S/N resultantes. Para ello se introdujeron las condiciones observacionales descritas antes y la configuración instrumental seleccionada. Las estrellas se simularon como fuentes puntuales cuya emisión correspondía a la de un cuerpo negro con la temperatura efectiva y magnitud aparente en el filtro *K* correspondientes a las tres estrellas seleccionadas.

Como salida el ITC devuelve los gráficos mostrados en las Figuras 6.6, 6.7 y 6.8 correspondientes a HD 191089, HD 197481 y HD 202911, respectivamente. Los gráficos representan la relación S/N resultante en función de la longitud de onda para una exposición de 30 minutos con las condiciones observacionales y configuración instrumental descritas anteriormente. De acuerdo a los resultados del ITC, estimamos que 30 minutos de exposición

---

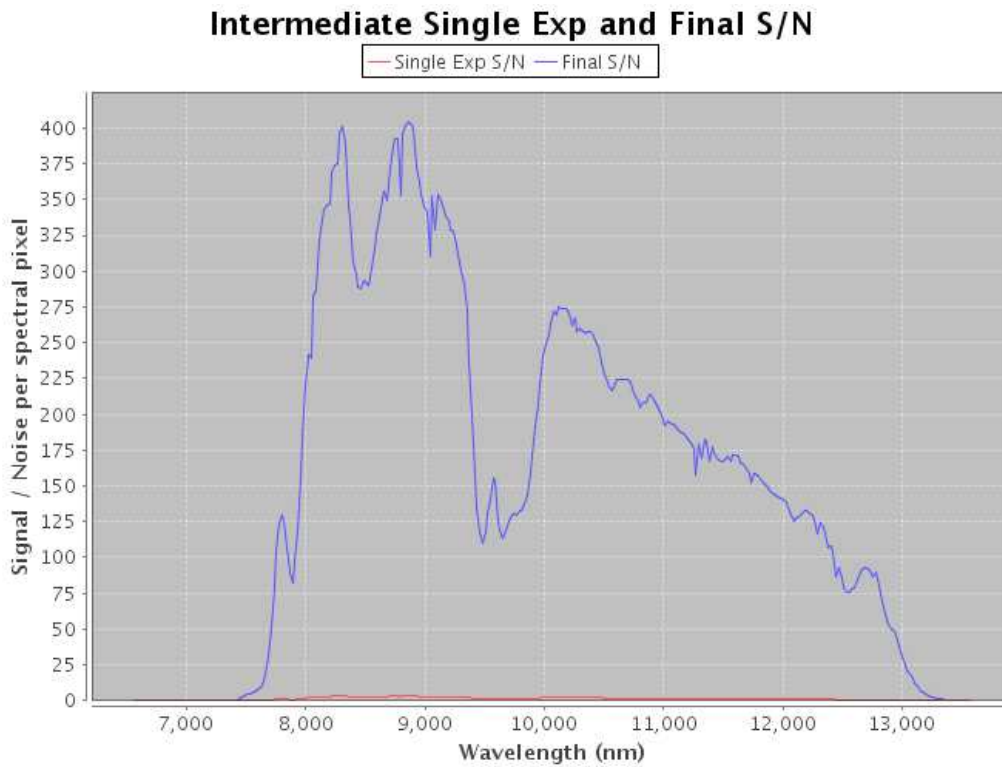
<sup>3</sup><http://www.gemini.edu/sciops/?q=node/10340>.

para cada estrella iba a ser suficiente para obtener espectros con relaciones S/N relativamente buenas (S/N  $\sim 35$  para HD 191089, S/N  $\sim 150$  para HD 197481 y S/N  $\sim 20$  HD 201219). Estimados los tiempos de exposición las observaciones ya quedan definidas.



**Fig. 6.6:** Gráfico proporcionado por el ITC de TReCS para la estrella HD 191089 simulada como una fuente puntual con la emisión de un cuerpo negro con  $T = 6440$  K y una magnitud  $K = 6.1$ . El gráfico muestra la variación de la relación S/N en función de la longitud de onda para el intervalo definido por el filtro N.

Es necesario mencionar que, si bien el tiempo para alcanzar relaciones S/N mostradas en los gráficos de las Figuras 6.6, 6.7 y 6.8 es de 30 minutos, éste no es el tiempo total que efectivamente se requiere. La secuencia de observación para un objeto cualquiera también contiene pasos previos a la obtención de los datos útiles. Estos pasos consisten en ubicar la estrella en el campo, centrarla en la ranura, y adquirir la estrella guía. Adicionalmente, debe considerarse la eficiencia del instrumento mismo (sólo 24% en el caso de TReCS). Esto es inherente a la técnica de observación en el infrarrojo me-

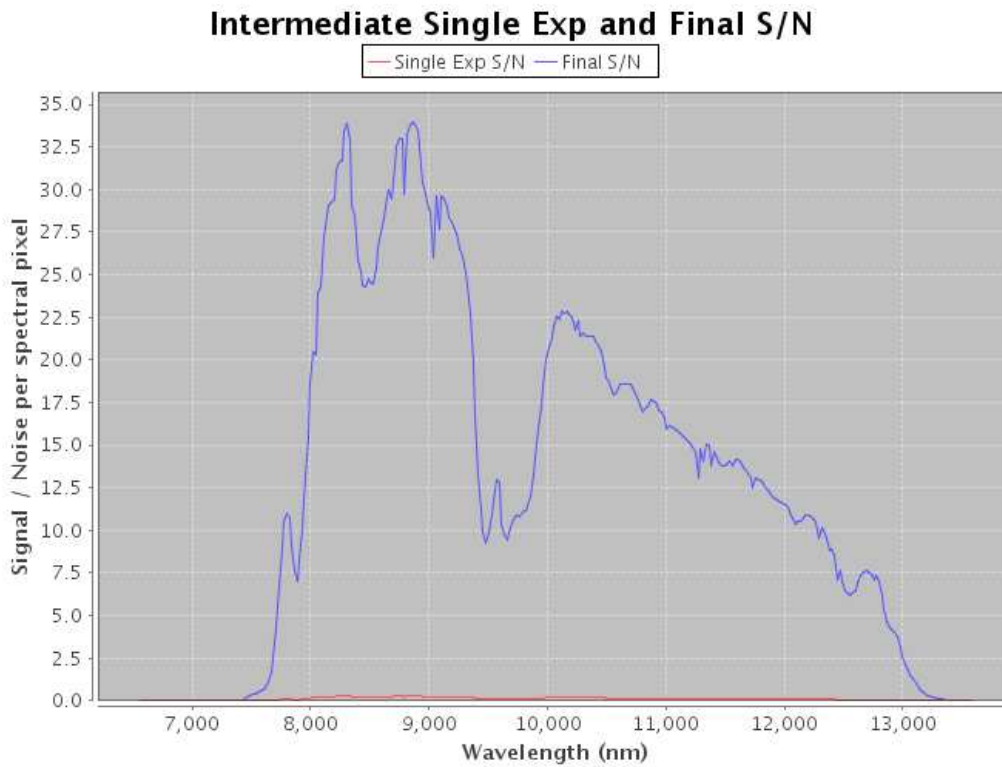


**Fig. 6.7:** Ídem a la Figura 6.6 pero en este caso para la estrella HD 197481 simulada como una fuente puntual con la emisión de un cuerpo negro con  $T = 3720\text{ K}$  y una magnitud aparente  $K = 4.5$ .

dio debido al brillo y la variación del cielo en estas longitudes de onda. Los *overheads* resultaron entonces de 115 minutos por lo que la observación completa de una sola estrella requiere 145 minutos de telescopio (nótese que sólo el  $\sim 38\%$  del tiempo total es para la observación efectiva o “sobre” la fuente). La observación de la muestra completa necesitó de alrededor de 7.25 horas de tiempo de telescopio.

#### 6.4. Observaciones en el infrarrojo medio: la técnica *Chop & Nod*

Uno de los principales efectos con los que se debe “lidiar” cuando se hacen observaciones en el infrarrojo medio desde Tierra es la emisión térmica de la atmósfera terrestre y de las estructuras que rodean el instrumental. Prácticamente todo objeto cercano se vuelve una fuente emisora en el infrarrojo medio. En general, las observaciones en el infrarrojo medio (tanto para imágenes co-



**Fig. 6.8:** Ídem a las Figuras 6.6 y 6.7 pero en este caso para la estrella HD 202917. Al igual que con las dos estrellas anteriores esta fuente se simuló como puntual con la emisión de un cuerpo negro con  $T = 5630$  K y una magnitud aparente  $K = 6.9$ .

mo para espectros) son realizadas utilizando una técnica denominada *Chop & Nod*. Esta técnica fue la aplicada en TReCS para las observaciones de este trabajo.

El desarrollo de este modo particular de adquirir las observaciones tiene que ver con lo que se mencionaba al principio: en el infrarrojo medio tanto la atmósfera terrestre como el telescopio mismo resultan extremadamente brillantes, en la mayoría de las ocasiones, mucho más brillantes que el objeto a observar. En la banda *N*, alrededor de  $\lambda = 11.5 \mu\text{m}$  el cielo tiene un brillo de 0 magnitud/(segundo de arco)<sup>2</sup> y resulta aún más brillante en la banda *Q*. Es decir, es como intentar hacer observaciones en el óptico durante el día.

El objetivo de la técnica *Chop & Nod* es tratar de remover las señales indeseadas para dejar sólo la del objeto que se quiere estudiar. Cómo se realizan

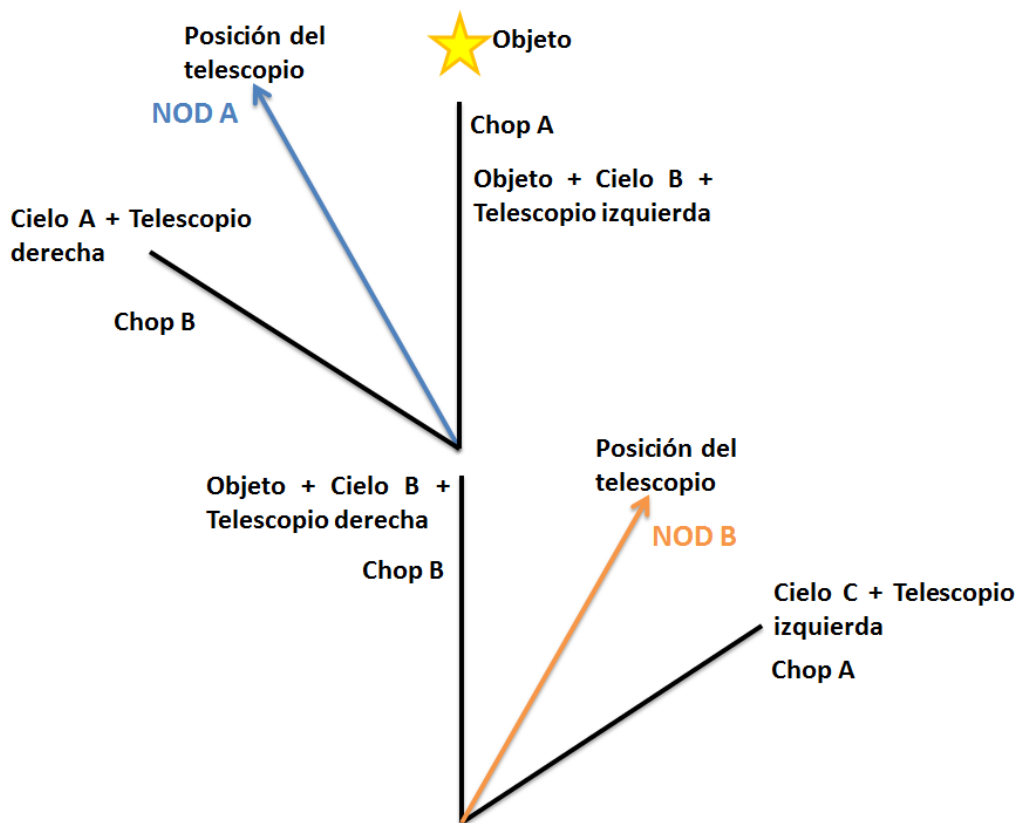
las observaciones en el telescopio y cómo luego éstas deben procesarse para lograr el objetivo anterior es lo que se desarrolla a continuación.

#### **6.4.1. Adquisición de las observaciones**

Para obtener las observaciones con la técnica del *Chop & Nod* se comienza por apuntar el telescopio ligeramente fuera de la posición del objeto como se muestra esquemáticamente en la Figura 6.9. A esa posición inicial para el telescopio la denominamos “NOD A”. Ubicado el telescopio de esa manera, se observan repetidamente un campo que contiene al objeto a observar, y un campo que no. En la posición “NOD A” del telescopio el campo que contiene el objeto se denomina “CHOP A”, y el campo sin el objeto “CHOP B”. El telescopio se mantiene durante un tiempo dado (típicamente 30 segundos), en la posición “NOD A”, donde se observan alternativamente un campo con el objeto (CHOP A) y un campo sin el objeto (CHOP B).

Las observaciones alternantes entre los campos “CHOP A” y “CHOP B” se logran variando ligeramente la posición del espejo secundario. De esta manera es que el detector “ve” un campo con y sin el objeto. Generalmente, la frecuencia de alternancia entre campos “CHOP A” y “CHOP B” es de 3 Hz, aunque depende de las condiciones de observación. La separación entre las posiciones de los campos “CHOP A” y “CHOP B” es siempre pequeña siendo el valor por defecto y el máximo para los telescopios Gemini de 15 segundos de arco.

Como se indica en la Figura 6.9, el campo que contiene el objeto, tiene además una contribución importante del cielo y del telescopio a la radiación observada. Se podría pensar que con sólo hacer las observaciones de los campos con y sin objeto, sería suficiente para remover la contribución del cielo restando ambas observaciones. Sin embargo, el telescopio e instrumental también emiten fuertemente en el infrarrojo medio, y cuando se observan los campos “CHOP A” y “CHOP B”, el detector “ve” esta fuente de radiación en dos posiciones ligeramente distintas. En la Figura 6.9 las señales del telescopio,



**Fig. 6.9:** Esquema para ilustrar una observación mediante la técnica de Chop & Nod. El telescopio se apunta inicialmente en la posición “NOD A” y se observan repetidamente los campos en “CHOP A” con el objeto y en “CHOP B” sin el objeto. Luego, el telescopio se mueve a la posición “NOD B” donde el objeto se encuentra ahora en el campo “CHOP B”. Como se indica en el esquema además del objeto, hay otras fuentes de radiación que son las principales contribuyentes a la radiación detectada: el cielo y el telescopio.

se denominan “Telescopio izquierda” (CHOP A) y “Telescopio Derecha” (CHOP B). Hacer simplemente una resta entre el campo “CHOP A” y “CHOP B”, deja una señal residual debida al telescopio que, si bien es menor que la del cielo, sigue siendo significativa.

Para remover la señal residual que proviene del telescopio, se ejecuta una nueva observación moviéndolo a una nueva posición “NOD B” (ver Figura 6.9) de tal manera que, en la posición donde antes solo “veía” el cielo más el telescopio (refiriéndonos a la posición CHOP B), ahora se encuentre el objeto y viceversa, donde se encontraba el objeto, ahora se tiene cielo más telescopio (posición CHOP A). Con el telescopio en la nueva posición “NOD B”, se repite nuevamente el esquema de alternar (mediante el movimiento del espejo se-

cundario), una observación del campo con el objeto y una observación de un campo cercano sin el objeto. Se desprende de lo dicho anteriormente, que la amplitud de “NOD” y de “CHOP” son iguales y, que se realizan en la misma dirección. Es importante notar, que en la posición “NOD B” del telescopio el objeto se encuentra en el campo “CHOP B”, y que en la posición “NOD A” se encuentra en el campo “CHOP A”.

#### **6.4.2. Procesado de las observaciones Chop & Nod**

Hasta aquí, se ha resumido la esencia de cómo se adquieren las observaciones en el infrarrojo medio con la técnica *Chop & Nod*. Para completar la descripción de la técnica *Chop & Nod*, es necesario considerar cómo se hace la reducción de las observaciones para remover las contribuciones del cielo y del telescopio, y dejar sólo la señal proveniente de la fuente.

En lo que sigue, se consideraran tres fuentes como las principales contribuyentes a la radiación recibida en el detector:

- La fuente vista en los campos NOD A - CHOP A y NOD B - CHOP B;
- El telescopio visto desde la izquierda en las posiciones CHOP A y desde la derecha en las posiciones CHOP B las cuales se denominaran “Tel. I” y “Tel. D”;
- El cielo visto en las posiciones CHOP B - NOD A, CHOP A - NOD A (equivalente a CHOP B - NOD B) y en CHOP A - NOD B, los que se denominaran Cielos “A”, “B” y “C”, respectivamente. En general, la emisión térmica de estos tres cielos no serán idénticas sin embargo, puede esperarse que resulten similares ya que son regiones relativamente cercanas entre sí.

Supóngase que se comienza tomando una exposición en la posición NOD A-CHOP A. Las contribuciones a la radiación en las posiciones CHOP A y CHOP B serán:

$$\begin{aligned} \text{NOD } A_1 - \text{CHOP } A &\rightarrow \text{Cielo } B_1 + \text{Tel. } I_1 + \text{Fuente} \\ \text{NOD } A_1 - \text{CHOP } B &\rightarrow \text{Cielo } A_1 + \text{Tel. } D_1, \end{aligned} \quad (6.1)$$

donde el subíndice 1 indica que la exposición fue tomada al tiempo 1.

La observación en la posición NOD A continua durante algún tiempo (típicamente  $\sim 30$  segundos), tomando exposiciones de los campos CHOP A y B. Luego se mueve el telescopio a la posición NOD B, donde se hace otra observación durante la misma cantidad de tiempo que en la posición NOD A. En la posición NOD B del telescopio se obtiene:

$$\begin{aligned} \text{NOD } B_2 - \text{CHOP } A &\rightarrow \text{Cielo } C_2 + \text{Tel. } I_2 \\ \text{NOD } B_2 - \text{CHOP } B &\rightarrow \text{Cielo } B_2 + \text{Tel. } D_2 + \text{Fuente.} \end{aligned} \quad (6.2)$$

Al igual que antes el subíndice indica un tiempo 2 para las observaciones en la posición NOD B.

Si por ejemplo luego se toma una nueva observación en la posición NOD B (durante el mismo intervalo de tiempo) y posteriormente se mueve el telescopio a la posición NOD A para tomar una nueva observación allí, se tendrá que las diferentes contribuciones a la radiación observada serán:

$$\begin{aligned} \text{NOD } B_3 - \text{CHOP } A &\rightarrow \text{Cielo } C_3 + \text{Tel. } I_3 \\ \text{NOD } B_3 - \text{CHOP } B &\rightarrow \text{Cielo } B_3 + \text{Tel. } D_3 + \text{Fuente} \\ \text{NOD } A_4 - \text{CHOP } A &\rightarrow \text{Cielo } B_4 + \text{Tel. } I_4 + \text{Fuente} \\ \text{NOD } A_4 - \text{CHOP } B &\rightarrow \text{Cielo } A_4 + \text{Tel. } D_4. \end{aligned} \quad (6.3)$$

De esta manera se ha obtenido lo que en la literatura se denomina una secuencia ABBA.



Lo que se hace luego con una observación ABBA es construir las restas de los campos CHOP A–CHOP B para cada una de las posiciones NOD observadas:

$$\begin{aligned}
 \text{CHOP A}_1 - \text{CHOP B}_1 &= (\text{Cielo B}_1 - \text{Cielo A}_1) + (\text{Tel. I}_1 - \text{Tel. D}_1) + \text{Fuente} \\
 \text{CHOP B}_2 - \text{CHOP A}_2 &= (\text{Cielo B}_2 - \text{Cielo C}_2) + (\text{Tel. D}_2 - \text{Tel. I}_2) + \text{Fuente} \\
 \text{CHOP B}_3 - \text{CHOP A}_3 &= (\text{Cielo B}_3 - \text{Cielo C}_3) + (\text{Tel. D}_3 - \text{Tel. I}_3) + \text{Fuente} \\
 \text{CHOP A}_4 - \text{CHOP B}_4 &= (\text{Cielo B}_4 - \text{Cielo A}_4) + (\text{Tel. I}_4 - \text{Tel. D}_4) + \text{Fuente.} \quad (6.4)
 \end{aligned}$$

Nótese que para las dos diferencias intermedias en (6.4), pertenecientes a las dos observaciones en la posición NOD B, se ha invertido el sentido de la resta. La razón para esto quedara clara a continuación. Ahora si se promedian las diferencias en las relaciones (6.4) resulta que tanto las contribuciones del cielo como del telescopio tienden a cancelarse:

$$\begin{aligned}
 \text{Promedio de las diferencias} &= \\
 &= (\text{Cielo B}_1 + \text{Cielo B}_2 + \text{Cielo B}_3 + \text{Cielo B}_4)/4 - \\
 &- (\text{Cielo A}_1 + \text{Cielo C}_2 + \text{Cielo C}_3 + \text{Cielo A}_4)/4 + \\
 &+ (\text{Tel. I}_1 - \text{Tel. I}_2 - \text{Tel. I}_3 + \text{Tel. I}_4)/4 - \\
 &- (\text{Tel. D}_2 - \text{Tel. D}_1 + \text{Tel. D}_3 - \text{Tel. D}_4)/4 + \\
 &+ \text{Fuente.} \quad (6.5)
 \end{aligned}$$

Nótese que si en las restas correspondientes a la posición NOD B del telescopio en la ecuación (6.4) no se hubieran invertido los signos de las restas al efectuar el promedio en las relaciones (6.5) se hubiera eliminado la contribución de la fuente.

Para ver la utilidad del promedio calculado en las expresiones (6.5) consideremos posibles situaciones que pueden concebirse, la más simple de todas, sería aquella donde no hay variación temporal de la contribución del cielo ni

del telescopio por lo que, pueden omitirse los subíndices en las expresiones (6.5) y así tener:

$$\begin{aligned}
 \text{Promedio de las diferencias} &= \\
 &= (\text{Cielo B} + \text{Cielo B} + \text{Cielo B} + \text{Cielo B})/4 - \\
 &- (\text{Cielo A} + \text{Cielo C} + \text{Cielo C} + \text{Cielo A})/4 + \\
 &+ (\text{Tel. I} - \text{Tel. I} - \text{Tel. I} + \text{Tel. I})/4 - \\
 &- (\text{Tel. D} - \text{Tel. D} + \text{Tel. D} - \text{Tel. D})/4 + \text{Fuente}, \quad (6.6)
 \end{aligned}$$

lo que se reduce simplemente a:

$$\begin{aligned}
 \text{Promedio de las diferencias} &= \\
 &= \text{Cielo B} - \frac{\text{Cielo A} + \text{Cielo C}}{2} + \text{Fuente}, \quad (6.7)
 \end{aligned}$$

dado que la contribución del telescopio se anula exactamente. La correspondiente contribución del cielo hará lo mismo dependiendo de qué tan exactamente se cumpla:

$$\text{Cielo B} = \frac{\text{Cielo A} + \text{Cielo C}}{2}. \quad (6.8)$$

En el caso independiente del tiempo, al calcular el promedio en las relaciones (6.6), la contribución del telescopio resulta removida exactamente. La contribución del cielo será suprimida si, se cumple la relación (6.8), dicho de otra manera, cuán eficientemente se remueva la contribución del cielo va a depender de qué tan exacta sea la expresión (6.8).

Dado que los cielos observados “A”, “B” y “C” se encuentran cercanos entre sí (a lo sumo separados por 15”), es razonable suponer que existe un gradiente lineal entre dichas regiones, más aún cuando las condiciones de observación

son buenas y estables. Bajo esa condición, la ecuación (6.8) se cumple y se elimina exactamente la contribución del cielo. En general, se encuentra que la relación (6.8) se acerca muy bien a los casos reales, y la expresión (6.6) produce una remoción eficiente del cielo. No obstante, si los gradientes resultan muy altos (en condiciones de observación malas), la aproximación lineal deja de ser buena, y la cancelación de la contribución del cielo resulta deficiente.

El primer caso de independencia con el tiempo, ha permitido establecer una primera idea de cómo pueden procesarse las observaciones para eliminar la contribución del cielo y el telescopio. Sin embargo, es sabido que la temperatura del cielo y del telescopio son funciones del tiempo, y que eso hace variar la emisión térmica de ambos, y con ello su contribución a las imágenes en el infrarrojo medio. En general, los cambios de temperatura son lentos, pero dependen de las condiciones climáticas y de cómo varíe la temperatura del telescopio durante la observación. Consideremos ahora el caso más general, donde las contribuciones del cielo y del telescopio varían con el tiempo, y veamos cómo sería posible suprimir la contribución de ambos para obtener sólo la señal proveniente de la fuente.

Se mantendrá la aproximación de un gradiente lineal entre las tres regiones del cielo consideradas para cualquier tiempo. Es más, es posible esperar que esta aproximación siga siendo válida incluso si el valor del gradiente cambia con el tiempo. Esto requiere que los cambios en emisión sean lineales con el tiempo que, si bien no va a ser estrictamente cierto, debe ser cercano al caso real ya que los cambios de temperatura se producen lentamente. Con las aproximaciones anteriores se tendrá que la emisión del cielo en la región "A" al tiempo  $t_2$  será la emisión del cielo al tiempo  $t_1$  (de esa región, Cielo  $A_1$ ) más la variación que corresponda hasta alcanzar el tiempo  $t_2$ :

$$\text{Cielo } A_2 = \text{Cielo } A_1 + a\Delta t, \quad (6.9)$$

donde  $a$  representa alguna tasa de cambio y  $\Delta t = t_2 - t_1$ . Si las observaciones

en las posiciones “NOD” están igualmente espaciadas en el tiempo:

$$\begin{aligned}\text{Cielo } A_2 &= \text{Cielo } A_1 + a\Delta t \\ \text{Cielo } A_3 &= \text{Cielo } A_1 + 2a\Delta t \\ \text{Cielo } A_4 &= \text{Cielo } A_1 + 3a\Delta t.\end{aligned}\tag{6.10}$$

Relaciones similares se obtendrán para las regiones del cielo “B” y “C”.

La aproximación de un gradiente lineal entre las 3 regiones del cielo consideradas permite escribir relaciones análogas a las expresiones (6.8) entre las emisiones del cielo en “A”, “B” y “C” pero ahora para cada tiempo correspondiente a cada posición NOD del telescopio:

$$\begin{aligned}\text{Cielo } B_1 &= \frac{\text{Cielo } A_1 + \text{Cielo } C_1}{2} \\ \text{Cielo } B_2 &= \frac{\text{Cielo } A_2 + \text{Cielo } C_2}{2} \\ \text{Cielo } B_3 &= \frac{\text{Cielo } A_3 + \text{Cielo } C_3}{2} \\ \text{Cielo } B_4 &= \frac{\text{Cielo } A_4 + \text{Cielo } C_4}{2}.\end{aligned}\tag{6.11}$$

Por otro lado, si la emisión del cielo en las tres regiones consideradas varía linealmente con el tiempo se tiene:

$$\begin{aligned}\text{Cielo } A_2 &= \text{Cielo } A_1 + a\Delta t \\ \text{Cielo } B_2 &= \text{Cielo } B_1 + b\Delta t \\ \text{Cielo } c_2 &= \text{Cielo } C_1 + c\Delta t,\end{aligned}\tag{6.12}$$

en donde  $b = (a + c)/2$  para satisfacer las ecuaciones (6.11).

De forma análoga se asume una variación lineal con el tiempo para la radiación del telescopio vista en las posiciones CHOP A (Tel I) y CHOP B (Tel D):

$$\begin{aligned} \text{Tel } D_2 &= \text{Tel } D_1 + d\Delta t \\ \text{Tel } I_2 &= \text{Tel } I_1 + i\Delta t, \end{aligned} \tag{6.13}$$

en donde  $d$  e  $i$  son alguna tasa de cambio para las contribuciones del telescopio vistas desde la derecha e izquierda, respectivamente.

Si las cuatro observaciones en las posiciones NOD ABBA están equiespaciadas temporalmente, reemplazando las expresiones (6.10) y (6.13) en la (6.5) el promedio de las diferencias resulta:

$$\begin{aligned} \text{Promedio de las diferencias} &= (\text{Cielo } B_1 + \frac{3}{2}b\Delta t) - \\ &- \left( \frac{\text{Cielo } A_1 + \text{Cielo } C_1}{2} + \frac{3}{4}\Delta t(a + c) \right) + \\ &+ i(-\Delta t - 2\Delta t + 3\Delta t)/4 - \\ &- d(\Delta t + 2\Delta t - 3\Delta t)/4 + \\ &+ \text{Fuente.} \end{aligned} \tag{6.14}$$

En la expresión (6.14) la contribución del telescopio se anula inmediatamente. En cuanto a la contribución del cielo una parte se anula si se cumple la relación (6.11) quedando:

$$\text{Promedio de las diferencias} = \frac{3}{2}\Delta t \left( b - \frac{(a + c)}{2} \right) + \text{Fuente}, \tag{6.15}$$

el término restante proveniente del cielo también se anula si se cumple que  $b = \frac{(a + c)}{2}$  quedando sólo la señal de la fuente.

Cuán eficiente resulte la remoción de la contribución del cielo, va a depender de qué tan bien se cumplan las aproximaciones asumidas para obtener la expresión (6.14). Un gradiente lineal entre las regiones del cielo observadas, y

una dependencia lineal con el tiempo de la radiación térmica emitida por éste y por el telescopio, son razonables dentro del contexto dado, esto es: regiones del cielo cercanas entre sí y una variación lenta en las temperaturas del cielo y del telescopio. Si bien, estrictamente hablando, tales condiciones no se cumplen, en la práctica muestran representar muy bien los casos reales. Además, el procesado de las observaciones, como se describió para obtener la relación (6.14), resulta en una remoción eficiente de las contribuciones indeseadas, para la mayoría de los casos, especialmente, cuando las condiciones de observación han sido buenas. De esta manera, se ha establecido una manera de procesar las observaciones obtenidas con la técnica del *Chop & Nod*, eliminando las contribuciones indeseadas, y dejando sólo la señal del objeto.

### **6.5. Reducción de las observaciones de TReCS**

El observatorio Gemini provee un conjunto de paquetes que operan bajo el entorno de IRAF<sup>4</sup> (*Image Reduction and Analysis Facility*) para procesar los archivos (imágenes) generados en las observaciones con TReCS. Dentro de ellos, se encuentra MIDIR, que es el que contiene las rutinas para procesar las observaciones en el infrarrojo medio en general, y en particular, las de TReCS. Este paquete fue el utilizado para reducir las observaciones. A continuación se describen los pasos a seguir en una reducción típica de observaciones espectroscópicas realizadas con TReCS.

#### **6.5.1. Formato de las observaciones sin procesar**

Debido a la manera compleja en que se adquieren las observaciones con la técnica *Chop & Nod*, éstas se guardan en archivos “.FITS” con extensiones múltiples. Cada una, corresponde a los datos tomados en cada posición NOD, es decir, habrá tantas extensiones como posiciones NOD. En el caso de las

---

<sup>4</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.

observaciones tratadas aquí 42.

Debido a que el cielo y el telescopio son extremadamente brillantes en el infrarrojo medio, los detectores se saturan casi inmediatamente, por lo que las observaciones se realizan haciendo exposiciones cortas llamadas *frame*. Cada *frame* tiene un tiempo de exposición de  $\sim 43$  ms (milisegundos), para las observaciones de este trabajo. De esta manera, hay varios *frames* correspondientes a cada posición CHOP. Los *frames* combinados de las posiciones CHOP se denominan *saveset*. Por lo tanto, una extensión del archivo FITS guardado de TReCS contiene los *savesets* de una dada posición NOD. Para nuestras observaciones, el número de *savesets* por NOD es de 5, y el tiempo de exposición de cada uno es de 10 segundos.

### 6.5.2. Pasos de la reducción

El primer paso en la reducción de las observaciones, consiste en reorganizar el formato particular de los archivos FITS originales de TReCS a un formato común utilizado por las rutinas aplicadas en los pasos posteriores. Para TReCS este paso se realiza con la tarea TPREPARE. Esta tarea promedia para cada posición NOD (o sea para cada extensión del archivo FITS original), los *savesets* guardados creando:

- Las observaciones sobre la fuente: observaciones *on-source* (estas son las posiciones CHOP A en NOD A y CHOP B para NOD B, ver Figura 6.9);
- Las observaciones fuera de la fuente: observaciones *off-source* (estas son CHOP B para NOD A y CHOP A para NOD B ver Figura 6.9);
- La diferencia entre ambas: *on-source-off-source*. La construcción de la diferencia *on-source-off-source* es análoga a las diferencias CHOP A-CHOP B, calculadas en las ecuaciones (6.4) para cada posición NOD.

El siguiente paso, es sumar las diferencias calculadas en el paso 1 para cada una de las posiciones NOD. La tarea MISTACK es la encargada realizar dicha operación. Esta tarea combina (promediando), las diferencias *on-source-off-source* calculadas en el paso 1 de cada posición NOD, de manera análoga a la operación mostrada en la ecuación (6.5). Como producto de esta tarea se obtiene un archivo FITS con la imagen del espectro del objeto a estudiar. Sin embargo, además de construir este archivo, también se crea un archivo que contiene la imagen del espectro del cielo, combinando las observaciones *off-source* de cada posición NOD. Este archivo se utiliza luego, para calibrar en longitudes de onda, los espectros mediante la identificación de determinadas características espectrales producidas por la atmósfera.

Los dos pasos anteriores son particulares de las observaciones con TReCS. Los siguientes pasos son comunes a la obtención de espectros de los diversos instrumentos del observatorio Gemini y son realizados con otro paquete llamado GNIRS.

El siguiente paso, consiste en calibrar los espectros en longitud de onda. Esto se realiza con las tareas NSWAVELENGTH, NSFITCOORDS y NSTRANSFORM. Para producir los espectros calibrados, se necesita un espectro de referencia previamente calibrado. En el infrarrojo medio, el espectro de referencia se construye a partir de la imagen que contiene el espectro de cielo. El espectro de calibración, se produce identificando dónde aparecen determinadas características espectrales del cielo, cuyas  $\lambda$  son conocidas y están tabuladas. La tarea NSWAVELENGTH utiliza la región media de la imagen que contiene el espectro del cielo, para realizar este procedimiento automáticamente. Sin embargo, la identificación automática suele resultar errónea, y debe ser el usuario quien la haga manualmente. Para espectroscopía de baja resolución en la banda  $N$ , hay una lista de 8 características producidas por la atmósfera cuyas longitudes de onda se listan en la Tabla 6.2, y que son utilizadas para calibrar este tipo de espectros.

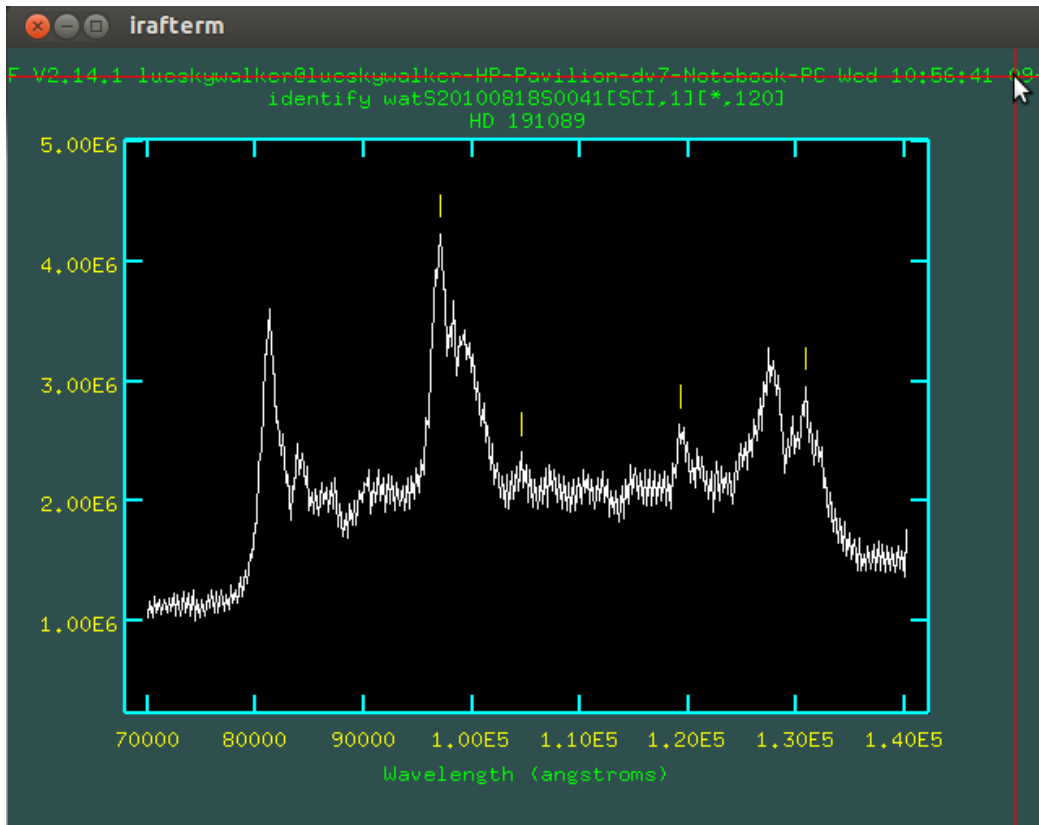


**Tabla 6.2:** Lista de longitudes de onda de características producidas en los espectros de baja resolución en la banda N utilizadas para la calibración en longitud de onda

Línea	$\lambda$ (Å)
1	74670
2	78750
3	85140
4	88020
5	95030
6	102600
7	117280
8	128770

La Figura 6.10 muestra una captura de pantalla durante el procedimiento de calibración para el espectro de referencia a ser utilizado luego en HD 191089. Allí se han logrado identificar las cuatro “líneas” en  $\lambda = 95030, 102600, 117280$  y  $128770$  Å. No siempre es posible identificar todas las “líneas” listadas en la Tabla 6.2, ya que cuán notoria resulte cada una, va a depender de la configuración instrumental y de las condiciones de observación. Sin embargo, hay ciertas “líneas”, como la que se encuentra en  $\lambda = 95030$  Å, producida por el ozono, que son muy intensas y fácilmente halladas en la mayoría de los casos. Para las dos estrellas restantes la calibración se hizo de igual manera que para HD 191089.

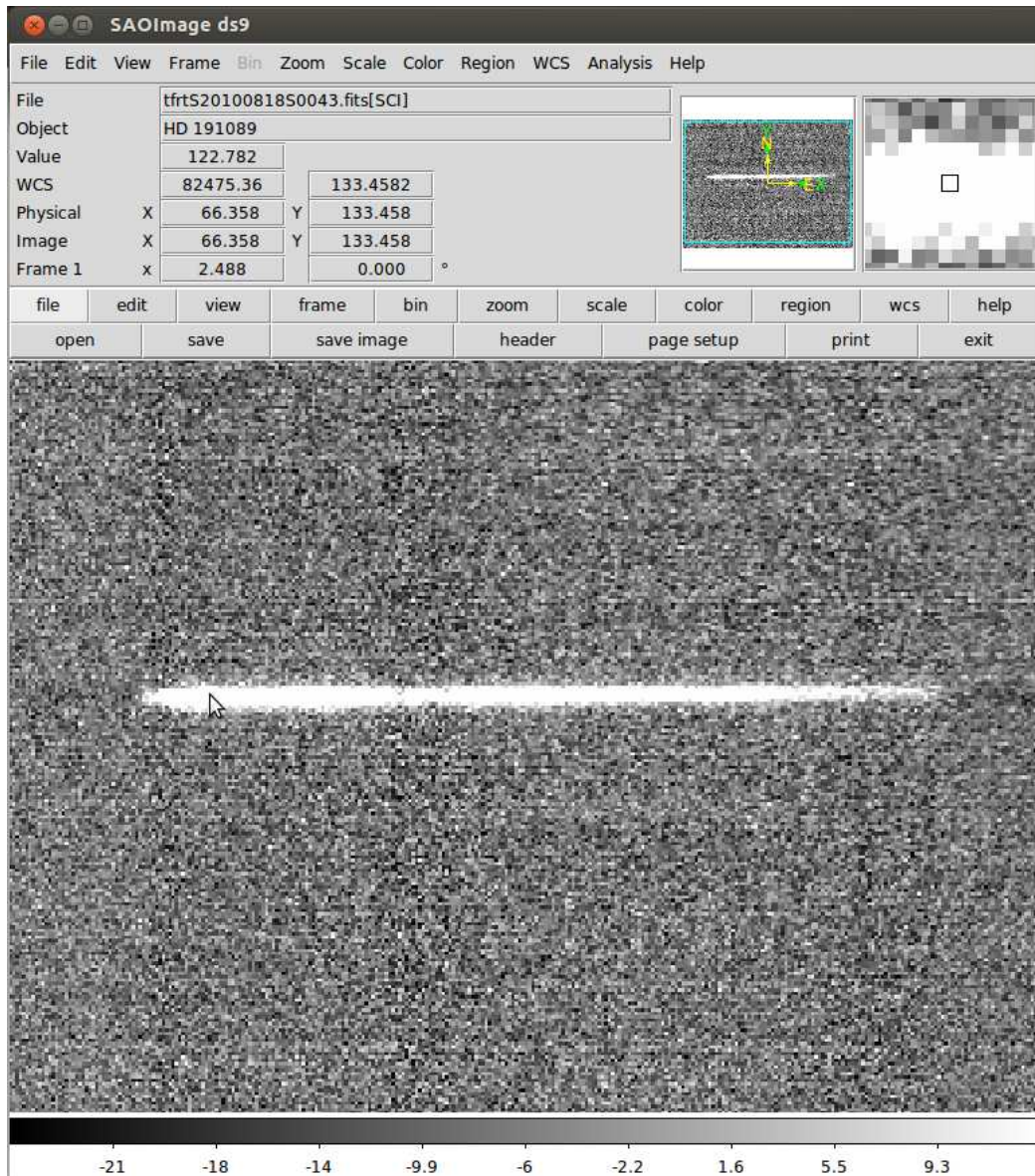
Luego, con la tarea NSFITCOORDS, se aplica la calibración  $\lambda = \lambda(x; y)$  hallada con NSWAVELENGTH a la imagen que contiene el espectro de la estrella correspondiente, y luego con NSTRANSFORM, se aplica dicha función a toda la imagen que contiene el espectro del objeto. El próximo paso es extraer el espectro. Este paso se ejecuta con la tarea NSEXTRACT, que a su vez utiliza las rutinas estándares de IRAF que se encuentran en NOAO.TWODSPEC en particular, la tarea APALL. Lo primero que se hace para la extracción del espectro, es marcar en la imagen que contiene el espectro del objeto (calibrada por longitudes de onda), el intervalo de filas que contienen el espectro para



**Fig. 6.10:** Captura de pantalla del gráfico producido por IRAF durante la calibración del espectro de referencia para la estrella HD 191089. En él se han identificado las cuatro últimas “líneas” listadas en la Tabla 6.2.

ser extraídas es decir, se define la apertura a utilizar. Para objetos como los observados en este trabajo, esto suele ser sencillo. El compromiso está en no perder líneas que contienen el espectro, sin introducir aquéllas que contienen el fondo. La Figura 6.11 muestra una captura de la imagen que contiene el espectro calibrado en longitudes de onda para HD 191089. El espectro se ubica alrededor de la línea 133. La Figura 6.12 muestra la apertura definida para este ejemplo alrededor de la fila 133.17.

Habiendo fijado la apertura donde se extraerá el espectro se debe inspeccionar el trazado. En general los puntos en los extremos izquierdo y derecho del espectro no son confiables y deben ser quitados del trazado. La razón es que allí se produce una fuerte absorción debido al vapor de agua de la atmósfera dejando una señal muy baja. Como resultado de este paso se ob-

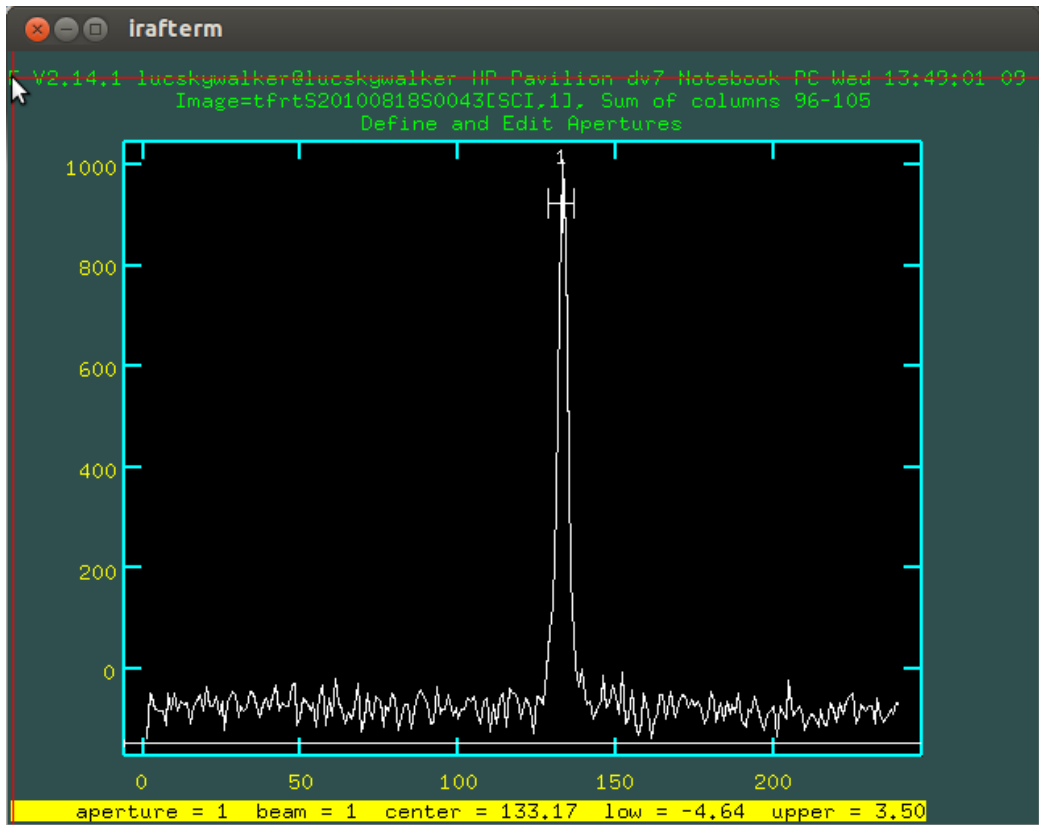


**Fig. 6.11:** Captura de pantalla de la imagen que contiene el espectro de HD 191089. Puede verse que éste se ubica aproximadamente alrededor de la línea 133.

tienen los espectros extraídos para cada una de las estrellas. En la Figura 6.13 se muestra como ejemplo el espectro que se obtiene para HD 197481.

### 6.5.3. Corrección de las absorciones telúricas

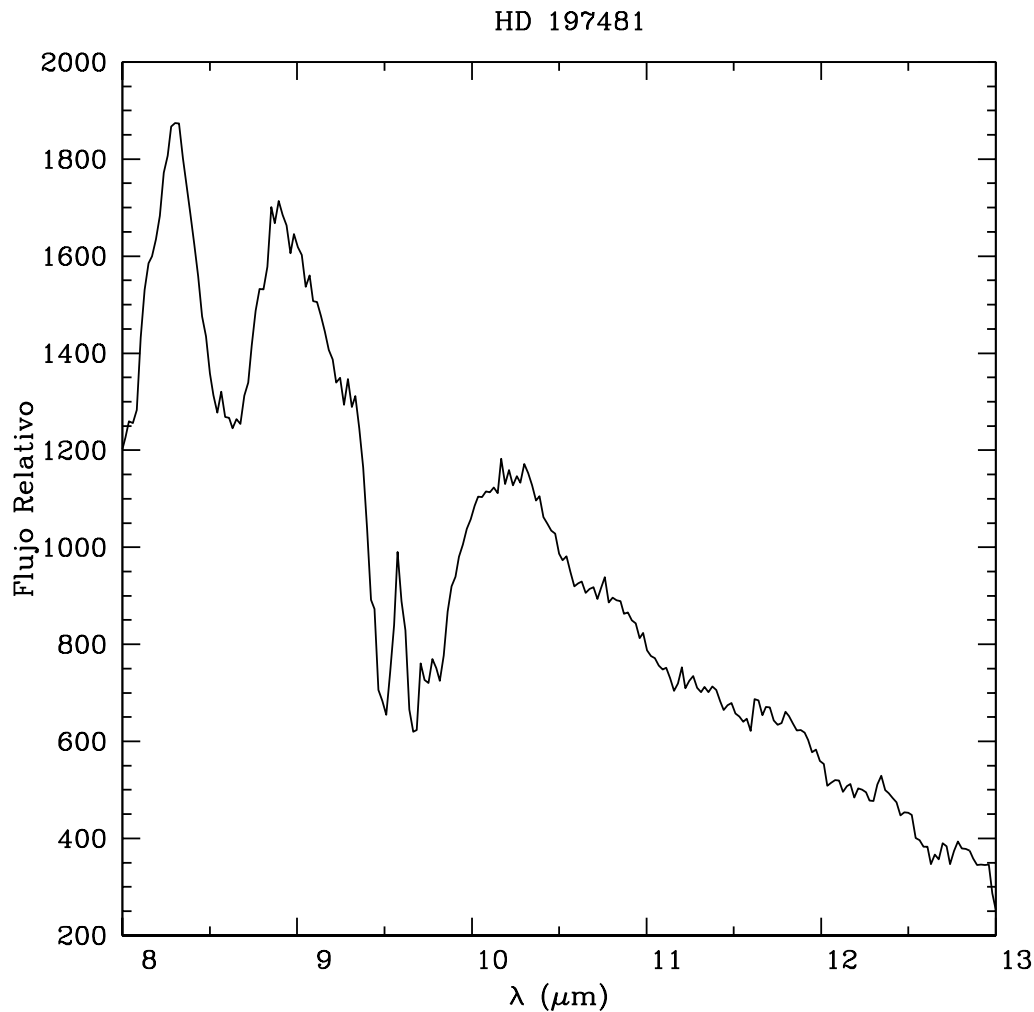
Otro de los efectos a tener en cuenta cuando se realizan observaciones del infrarrojo medio son las bandas de absorción telúricas producidas por la



**Fig. 6.12:** Apertura definida para la extracción del espectro de HD 191089. En la parte inferior se indica que ha sido centrada en la fila 133.17 y con un ancho 8.14 píxeles.

atmósfera terrestre. Si se considera la forma general del espectro que resulta para HD 197847, en la Figura 6.13 puede verse que este asemeja al de un cuerpo negro pero aparecen bandas anchas de absorción como la que se destaca entre  $\lambda = 9.4$  y  $\lambda = 9.8 \mu\text{m}$ . Esta absorción es producida por la molécula de ozono. Otra característica notable se produce alrededor de  $\lambda = 8.6 \mu\text{m}$  pero, esta absorción es una característica del filtro  $N$  utilizado y es exclusiva de TReCS.

Para corregir las absorciones producidas por la atmósfera y otros efectos como el mencionado antes, se observan un conjunto de estrellas “estándares”. Estas estrellas denominadas “estándares telúricas” se seleccionan de manera que sean de un tipo espectral lo más temprano posible. Esto es importante porque garantiza que sus espectros tengan la menor cantidad de características espectrales posibles y que su emisión se asemeja a la un cuerpo negro.



**Fig. 6.13:** Espectro extraído para la estrella HD 197481.

Estas estrellas deben elegirse además cercanas a la estrella de programa para que la masa de aire de ambas resulten lo más similares posible al ser observadas. Si bien ése es el objetivo que se persigue, no siempre es posible elegir estrellas de tipo espectral O-B cercanas a la estrella que se quiere observar, por lo que en el caso de las observaciones de este trabajo se relajó la exigencia de tipos espectrales O-B incluyendo estándares de tipo espectral A temprano.

Las estándares telúricas deben incluirse como un objeto más a ser observado, y configurar su observación con la misma configuración instrumental y condiciones de observación que las estrellas de programa. La única variación

está en los tiempos de exposición. La ventaja es, que en general, son estrellas relativamente brillantes y su observación consume menos tiempo que la observación de los objetos de ciencia pero aún así todos los pasos descritos en la sección 6.3.3 deben realizarse para las estándares telúricas. Además, dado que varios programas de observación pueden beneficiarse de las observaciones de una misma estándar, el tiempo utilizado para su observación no es “cargado” al programa del usuario. Esa es una ventaja del modo de observación en cola (*queue*) de Gemini, que permite la ejecución de distintos programas de la manera más eficiente.

Para las correcciones telúricas se utilizaron las estrellas listadas en la Tabla 6.4. En la tabla se dan algunas de sus características junto con los tiempos de exposición para cada una estimados mediante el ITC de la misma manera en se hizo para las estrellas de programa.

**Tabla 6.3:** Características de las estándares telúricas y estrellas de ciencia a las que corresponden

Estándar	d (pc)	$V$	$K$	T.E.	T exp. (s)	Telúrica de
HR 6879	43.9	1.8	1.8	B9.5 III	120	HD 191089
HIP 95347	55.7	3.9	4.2	B8 V	240	HD 197481
HIP 112623	39.5	3.5	3.2	A2 IV	120	HD 202917

Las observaciones de cada una de las estándares telúricas se realiza de la misma manera que para las estrellas de programa y como se describe en la sección 6.4, mediante la técnica de *Chop & Nod*. Por lo tanto, deben ser procesadas de la misma manera en que se hace con las estrellas de programa. Es decir que los pasos descritos en la sección 6.5.2 también se aplican a las estándares telúricas.

La corrección de las absorciones telúricas se lleva a cabo mediante la tarea MSTEILLURIC que a su vez llama a la tarea TELLURIC que se encuentra en NOAO.ONEDSEPC. Básicamente las operaciones que realiza esta tarea son:

primero corrige el espectro de la estándar telúrica por el continuo de un cuerpo negro con la temperatura efectiva que corresponda a esa estrella, de esta manera el espectro tiene la forma adecuada finalmente, divide el espectro que se quiere corregir por este espectro de referencia y así resulta el espectro corregido. Estas operaciones se pueden resumir en la siguiente expresión:

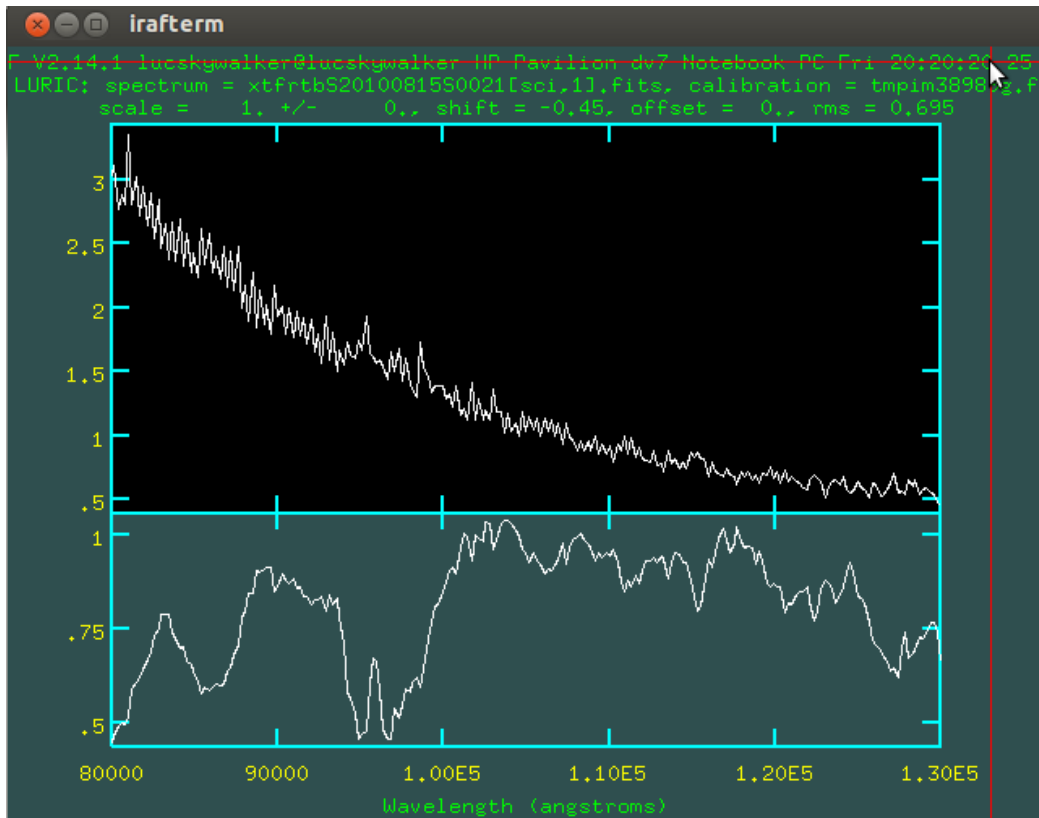
$$F_{\text{final}}(\lambda) = \frac{F_{\text{notel}}(\lambda)B(T_{\text{tel}}; \lambda)}{F_{\text{tel}}(\lambda)}, \quad (6.16)$$

donde  $F_{\text{final}}(\lambda)$  es el espectro final,  $F_{\text{notel}}(\lambda)$  es el espectro sin corregir,  $F_{\text{tel}}(\lambda)$  es el espectro de la estándar telúrica y  $B(T_{\text{tel}}; \lambda)$  es la función de Planck evaluada en la temperatura efectiva  $T_{\text{tel}}$  que corresponde a la estándar utilizada.

En general, el procedimiento de corrección de las absorciones telúricas debe ser hecho interactivamente. La mejor solución encontrada (de manera automática) por el programa no suele ser la más adecuada. En los extremos de los espectros hay regiones con muy poca señal lo que afecta los valores de minimización  $\chi^2$  usados por el programa para hallar el ajuste.

La Figura 6.14 muestra una captura de pantalla durante la etapa de corrección de las absorciones telúricas. En el panel inferior se muestra el espectro de la estándar telúrica y en el panel superior el correspondiente espectro que va resultando de las correcciones en este caso, para HD 197481. El objetivo es tratar de remover lo mejor que sea posible los picos que aparecen alrededor de  $\lambda = 9.4 \mu\text{m}$ . Para ello se realizan pequeños desplazamientos en pixeles de un espectro respecto del otro. En el ejemplo de la Figura 6.14 el desplazamiento es de -0.45 pixeles y en general son desplazamientos pequeños. Con la corrección de las absorciones telúricas se completa la reducción de los espectros del infrarrojo medio.

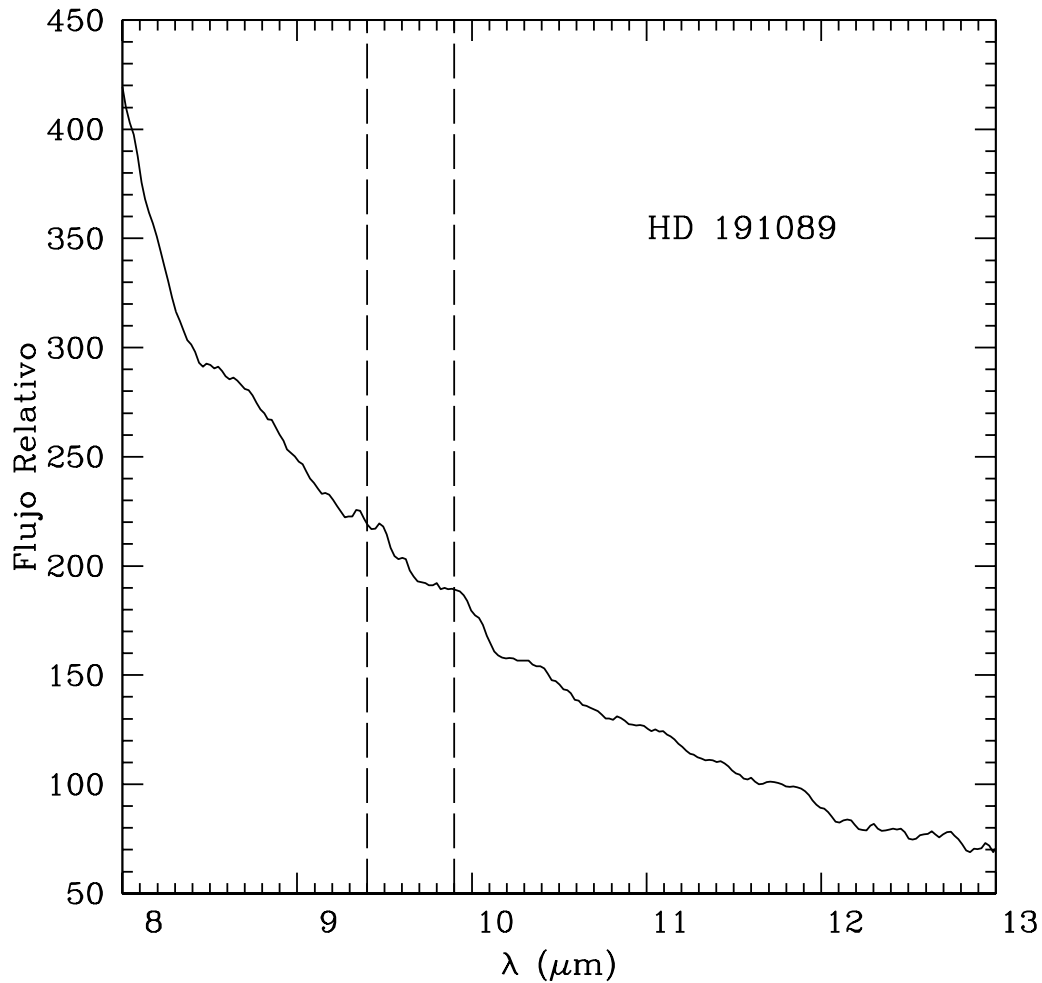
La Figura 6.15 muestra el espectro final para HD 191089. En la Figura 6.16 se muestra el espectro final para HD 197481 y en la Figura 6.17 el correspondiente a HD 202917. En cada uno de ellos se han indicado con líneas verticales el intervalo de longitudes de onda donde se encontraba la absor-



**Fig. 6.14:** Captura de pantalla del gráfico producido por IRAF durante la etapa de corrección de las absorciones telúricas. En el panel inferior se muestra el espectro de la estándar telúrica. En el panel superior el espectro corregido en este caso para HD 197481.

ción mencionada producida por el ozono ( $\lambda = 9.4\text{-}9.8 \mu\text{m}$ ). Tanto el espectro de final de HD 191089 como el de HD 197481 tienen un tiempo total de exposición de 30 minutos como había sido programado originalmente. Durante la observación de HD 202917 las condiciones fueron deteriorándose y durante la reducción parte de los datos para esta estrella debieron descartarse por lo que su espectro tiene un tiempo de exposición total de 20 minutos. Los espectros de las Figuras 6.15, 6.16 y 6.17 han sido suavizados para identificar más fácilmente las características que pudiera haber. Dado que dichas características no son líneas como sucede en el óptico, sino más bien absorciones anchas, no se pierden detalles valiosos por ese suavizado.

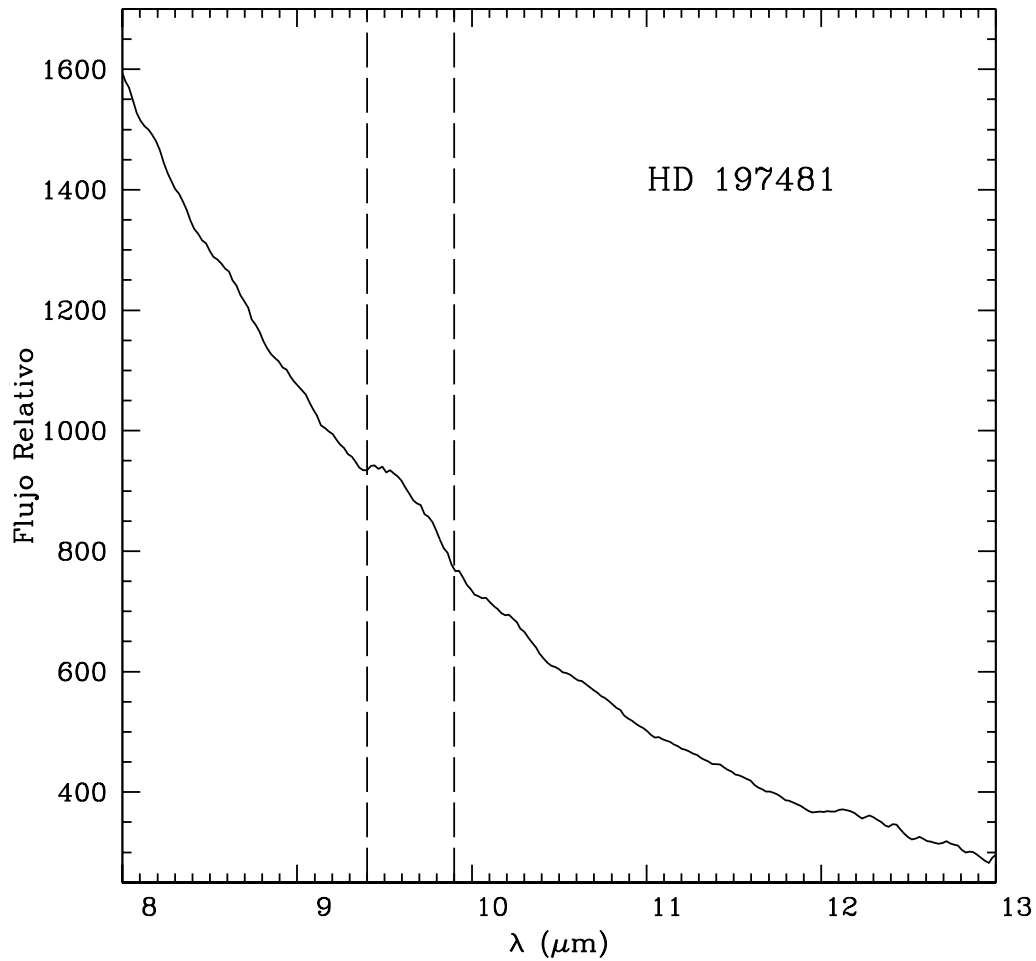




**Fig. 6.15:** Espectro final para HD 191089.

### 6.6. Análisis de los espectros de HD 191089, HD 197481 y HD 202917

Para poder identificar posibles características que pudieran aparecer en los espectros debido al material de los discos se ajustó un continuo para cada uno de ellos. Dado que el intervalo de longitudes de onda abarcado es relativamente pequeño ( $\lambda \sim 8\text{-}13 \mu\text{m}$ ) y que se está considerando la región infrarroja de la emisión de un cuerpo negro una práctica usual es adoptar una representación lineal para dicho continuo (ver por ejemplo sección 4.2 de van Boekel et al. 2005, sección 4.1 de Kessler-Silacci et al. 2006). Se tomaron dos regiones (alrededor de  $\lambda = 8.5$  y  $12.8 \mu\text{m}$ ) donde el flujo resultara aproximadamente constante y se promediaron sus valores. De esta manera

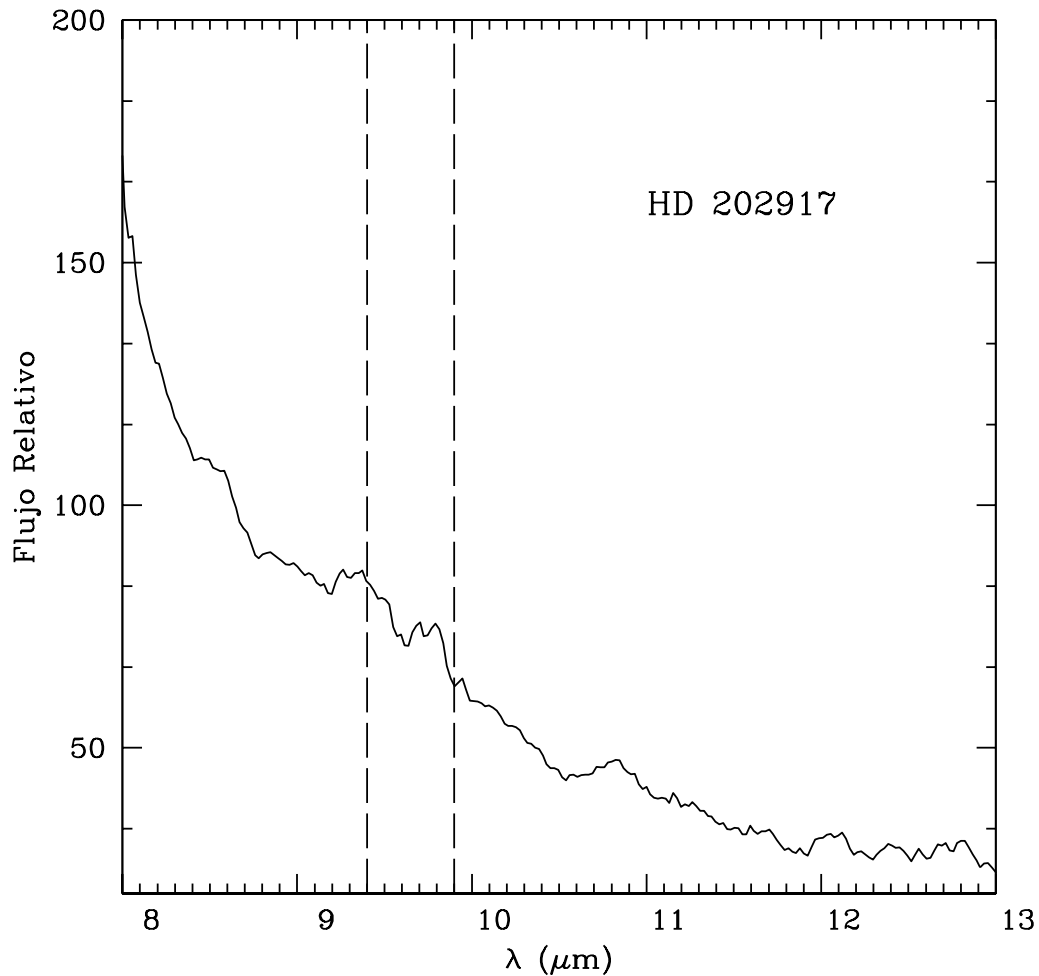


**Fig. 6.16:** Espectro final para HD 197481.

se determinaron los valores de pendientes y ordenadas al origen que representaban al continuo en cada caso.

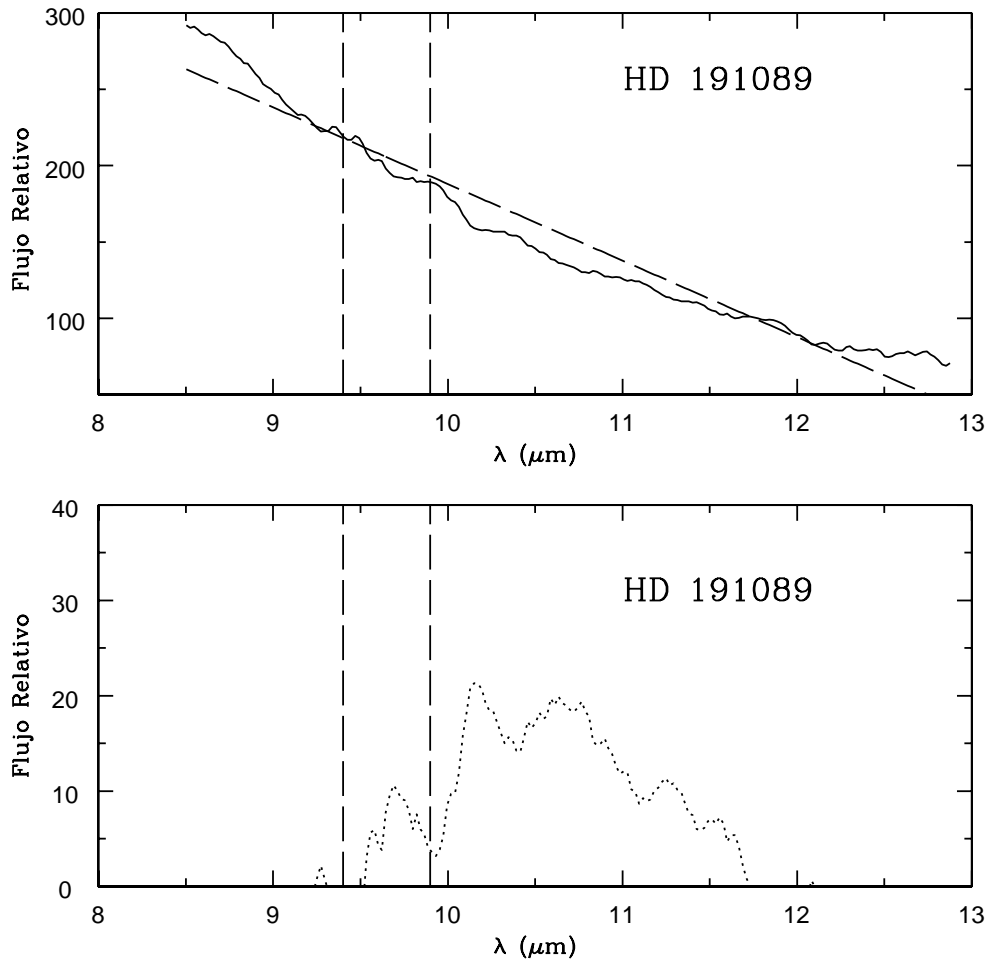
Luego, se descontó el continuo correspondiente al espectro de cada estrella. Esto va a ayudar a resaltar las características que pudieran aparecer en los espectros. En las Figuras 6.18, 6.19 y 6.20 se presentan, los espectros con el continuo aproximado linealmente (panel superior) y el espectro luego de haber sustraído el continuo (panel inferior).

Los espectros se compararon con los coeficientes de absorción de aquéllos



**Fig. 6.17:** Espectro final para HD 202917. Hay que mencionar que el tiempo de exposición de este espectro es de 20 minutos mientras que para las otras dos estrellas observadas es de 30 minutos.

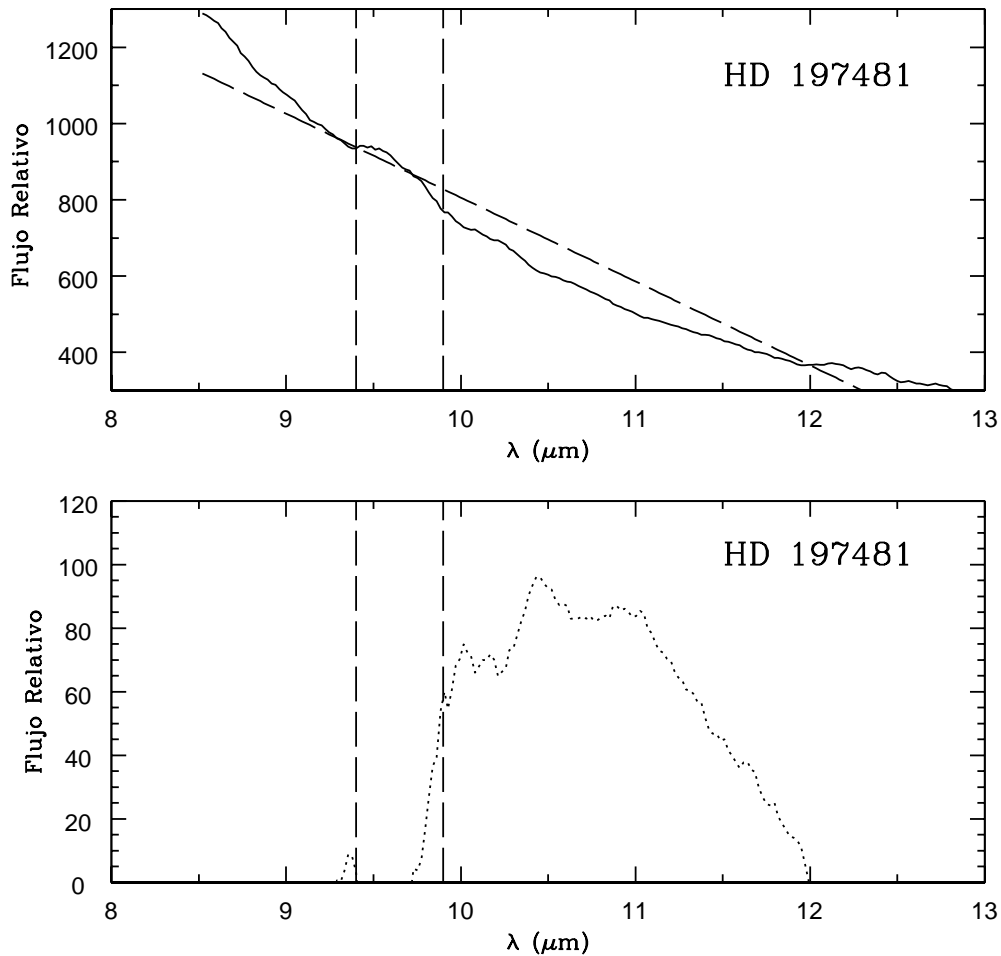
compuestos más comúnmente utilizados en la literatura. Estos se listan en la Tabla 6.4. Las partículas de polvo se asumieron con forma esférica y composición homogénea. Con este modelo se calcularon los coeficientes de absorción  $Q_{\text{abs}}$  para cada compuesto. Para los silicatos amorfos olivina y piroxeno se utilizaron las constantes ópticas derivadas por Dorschner et al. (1995). Para los silicatos cristalinos forsterita (olivinos cristalinos) y enstatita (piroxeno cristalinos) se utilizaron las constantes de Koike et al. (2003) y Chihara et al. (2002), respectivamente. También se consideró la posible presencia de cuarzo. Para la olivina y el piroxeno amorfos se consideraron dos tamaños  $0.1 \mu\text{m}$  y  $1.5 \mu\text{m}$ . El coeficiente de absorción para las partículas de  $1.5 \mu\text{m}$  pertene-



**Fig. 6.18:** Espectro de HD 191089 con el continuo representado por una línea recta (Panel superior). En el panel inferior se muestra el mismo espectro luego de sustraído el continuo.

ce al trabajo de van Boekel et al. (2005). Para la forsterita y la enstatita los cálculos se hicieron para un único tamaño de  $1 \mu\text{m}$ .

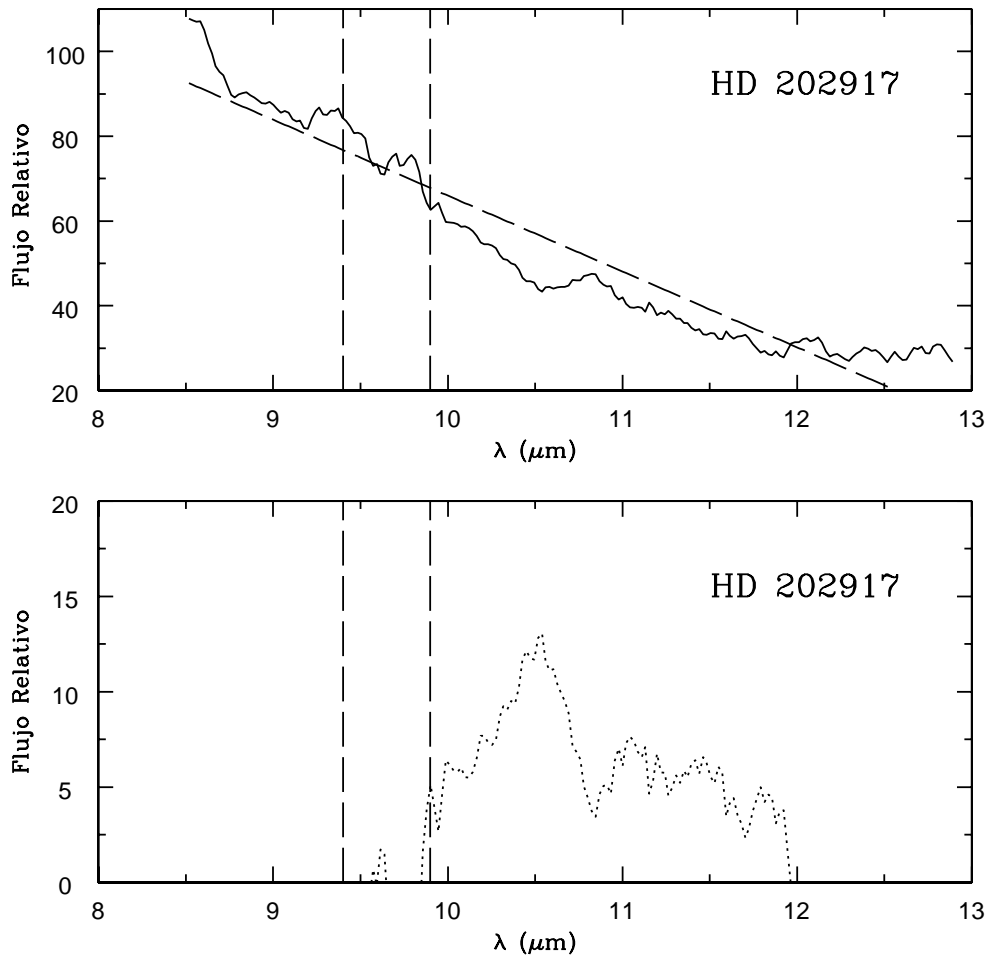
Comenzamos considerando los perfiles producidos por los silicatos amor-  
 fos. Las Figuras 6.21, 6.22 y 6.23 presentan los espectros de HD 191089, HD  
 197481 y HD 202917 respectivamente, normalizados y escalados. En cada  
 figura se han superpuesto los coeficientes de absorción para la olivina y el  
 pyroxeno amorfos. Los gráficos de la izquierda corresponden al tamaño de  
 $D = 0.1 \mu\text{m}$  y los de la derecha al tamaño  $D = 1.5 \mu\text{m}$ . En general, los perfiles  
 de estos compuestos son suaves con un máximo alrededor de  $9.3 \mu\text{m}$  para el



**Fig. 6.19:** Espectro de HD 197481 con el continuo representado por una línea recta (Panel superior). En el panel inferior se muestra el mismo espectro luego de sustraído el continuo.

pyroxeno y 9.6  $\mu\text{m}$  para la olivina.

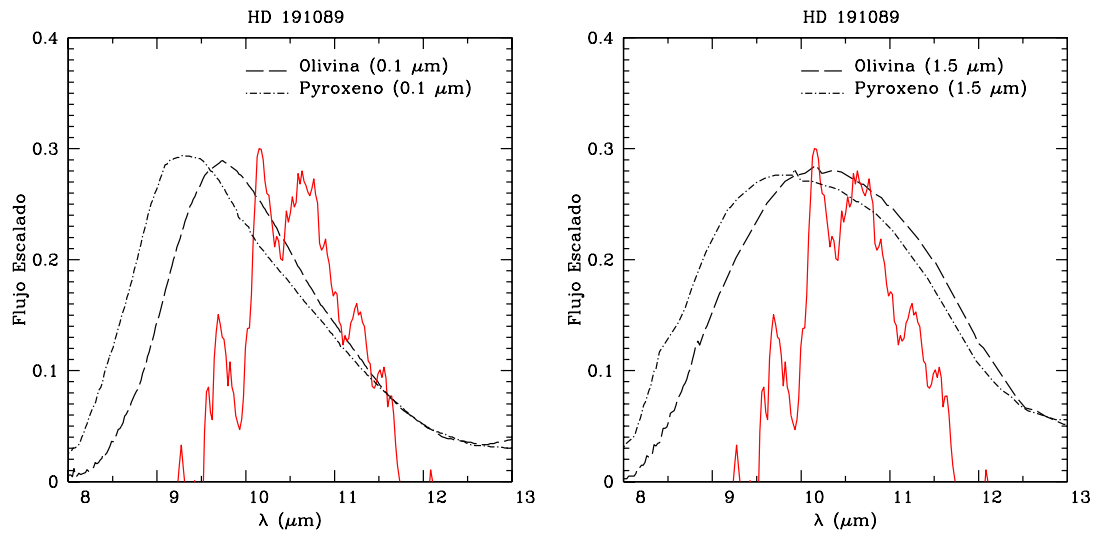
Al inspeccionar los espectros de las estrellas se aprecia que ninguno presenta un perfil similar al pyroxeno o a la olivina para tamaños de 0.1  $\mu\text{m}$ . Los máximos de los perfiles de estos compuestos caen fuera del rango de  $\lambda$  donde los espectros tienen su máximo. No obstante, aquellos perfiles para partículas con tamaños de 1.5  $\mu\text{m}$  tienen el máximo desplazado hacia  $\lambda$  mayores acercándose a la forma de los espectros observados sobretudo en el caso de HD 197481, el sistema más joven. La apariencia más angosta de los espectros respecto de los perfiles de los silicatos amorfos se debe, en parte,



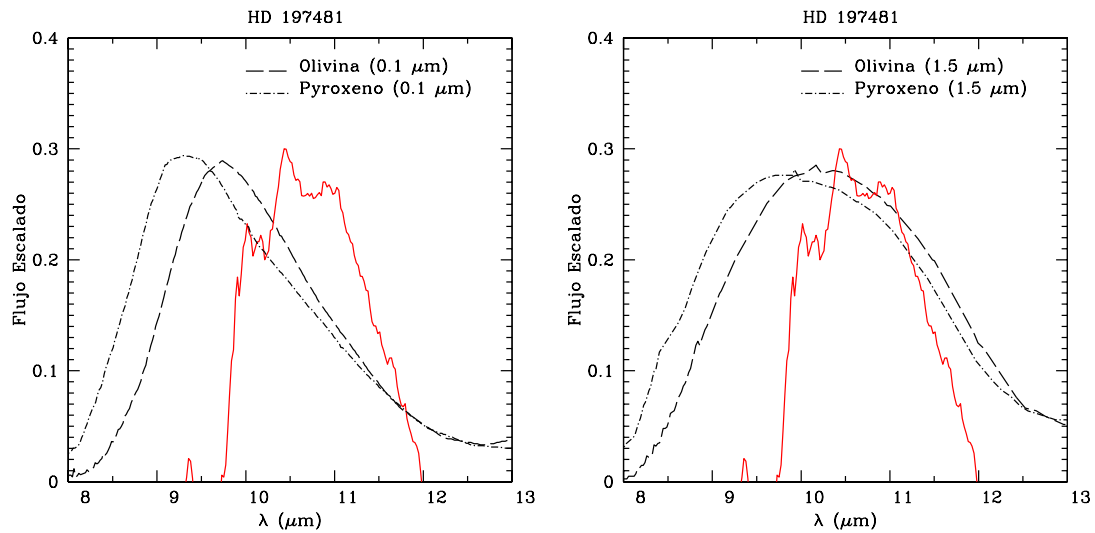
**Fig. 6.20:** Espectro de HD 202917 con el continuo representado por una resta (Panel superior). En el panel inferior se muestra el mismo espectro luego de sustraído el continuo.

a haber descontado el continuo. Los silicatos de tipo amorfos no parecen ser los compuestos dominantes del polvo en los discos *debris* de estos sistemas. En caso de serlo, las partículas de polvo deberían tener tamaños mayores a  $1.5 \mu\text{m}$  para producir el perfil de los espectros observados.

En las Figuras 6.24, 6.25 y 6.26 se presenta la comparación con los coeficientes de absorción correspondientes a los silicatos de tipo cristalinos. En las tres figuras el panel superior corresponde al coeficiente de absorción de la enstatita y el inferior a la forsterita. Las líneas verticales indican las posiciones de diferentes picos en los espectros observados. Para HD 197481 y HD



**Fig. 6.21:** Coeficientes de absorción  $Q_{\text{abs}}$  los silicatos amorfos superpuestos con el espectro normalizado y escalado para HD 191089. El gráfico de la izquierda corresponde a las partículas con un tamaño  $D = 0.1 \mu\text{m}$  y el de la derecha a un tamaño  $D = 1.5 \mu\text{m}$ .



**Fig. 6.22:** Coeficientes de absorción  $Q_{\text{abs}}$  los silicatos amorfos superpuestos con el espectro normalizado y escalado para HD 197481. El gráfico de la izquierda corresponde a las partículas con un tamaño  $D = 0.1 \mu\text{m}$  y el de la derecha a un tamaño  $D = 1.5 \mu\text{m}$ .

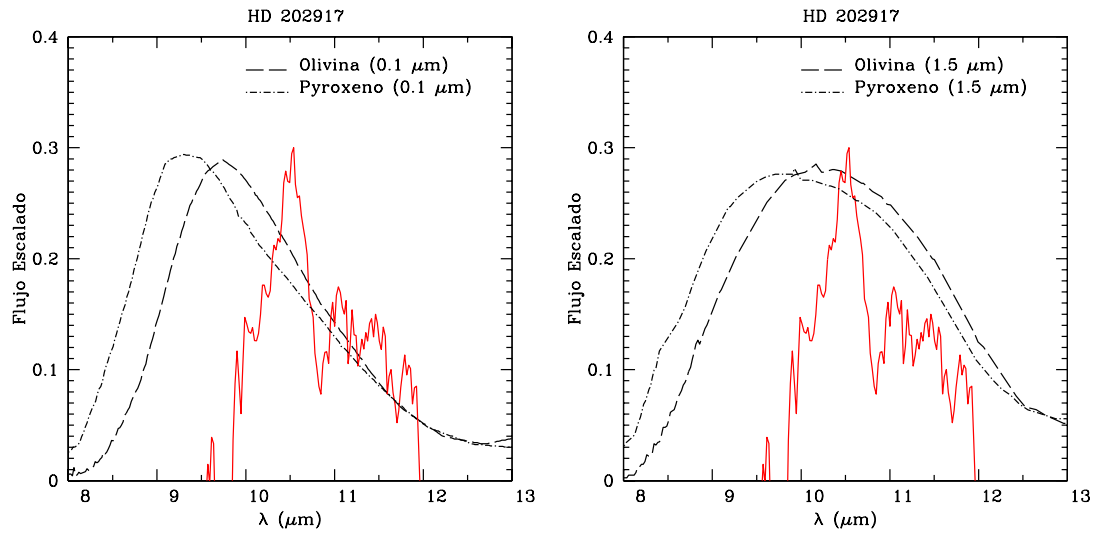
**Tabla 6.4:** *Compuestos de granos de polvo utilizados para la comparación con los espectros en el infrarrojo medio. En la segunda columna se da la fórmula química de cada uno. También se listan las referencias para las constantes ópticas adoptadas*

Componente	Fórmula química	Tamaño ( $\mu\text{m}$ )	Referencia
Olivina amorfa	$\text{Mg}_1\text{Fe}_1\text{SiO}_4$	0.1-1.5	Dorschner et al. (1995)
Pyroxeno amorfo	$\text{Mg}_{0,5}\text{Fe}_{0,5}\text{SiO}_3$	0.1-1.5	Dorschner et al. (1995)
Forsterita	$\text{Mg}_2\text{SiO}_4$	1.0	Koike et al. (2003)
Enstatita	$\text{MgSiO}_3$	1.0	Chihara et al. (2002)
Cuarzo	$\text{SiO}_2$	1.5	Spitzer & Kleinman (1960)

202917 el pico más prominente es el que se encuentra alrededor de  $\lambda \sim 10.5 \mu\text{m}$ . En ambos casos este parece corresponder a un pico de la forsterita en esa región. No obstante, la enstatita presenta un perfil similar en esa zona. En el caso de HD 202917 la semejanza con la enstatita parece ser más cercana. En ambos casos el perfil observado en  $\lambda \sim 10.5 \mu\text{m}$  podría deberse a una combinación de ambos compuestos, aunque en el caso de HD 202917, la enstatita podría ser predominante. Por otra parte, el espectro de HD 197481 muestra un pico alrededor de  $\lambda \sim 10.0\text{-}10.1 \mu\text{m}$  que no es evidente en el espectro de HD 202917. Este podría corresponder a un pico de la forsterita en esa región y el espectro HD 197481 podría tener una similitud más cercana a la forsterita que el caso de HD 202917.

En el caso de HD 191089 la correspondencia parece darse mejor con el perfil del coeficiente de absorción de la enstatita. Sin embargo, el pico más notable se produce alrededor de  $\lambda \sim 10.2 \mu\text{m}$ . Éste podría coincidir con el perfil de la forsterita en esa región aunque aparece ligeramente desplazado hacia  $\lambda$  mayor. Alrededor de  $\lambda \sim 11.3 \mu\text{m}$  se identifica un perfil que no es notable en el espectro de HD 197481 y HD 202917. Este parece concordar a un pico del perfil de la forsterita en esa zona. El pico alrededor de  $\lambda \sim 10.5 \mu\text{m}$ , notable en los espectros de HD 197481 y HD 202917, no es evidente en el espectro de HD 191089. Un pico en  $\lambda \sim 10.6 \mu\text{m}$  podría pertenecer a la enstatita. El espectro de HD 191089 parece mostrar semejanzas con el perfil





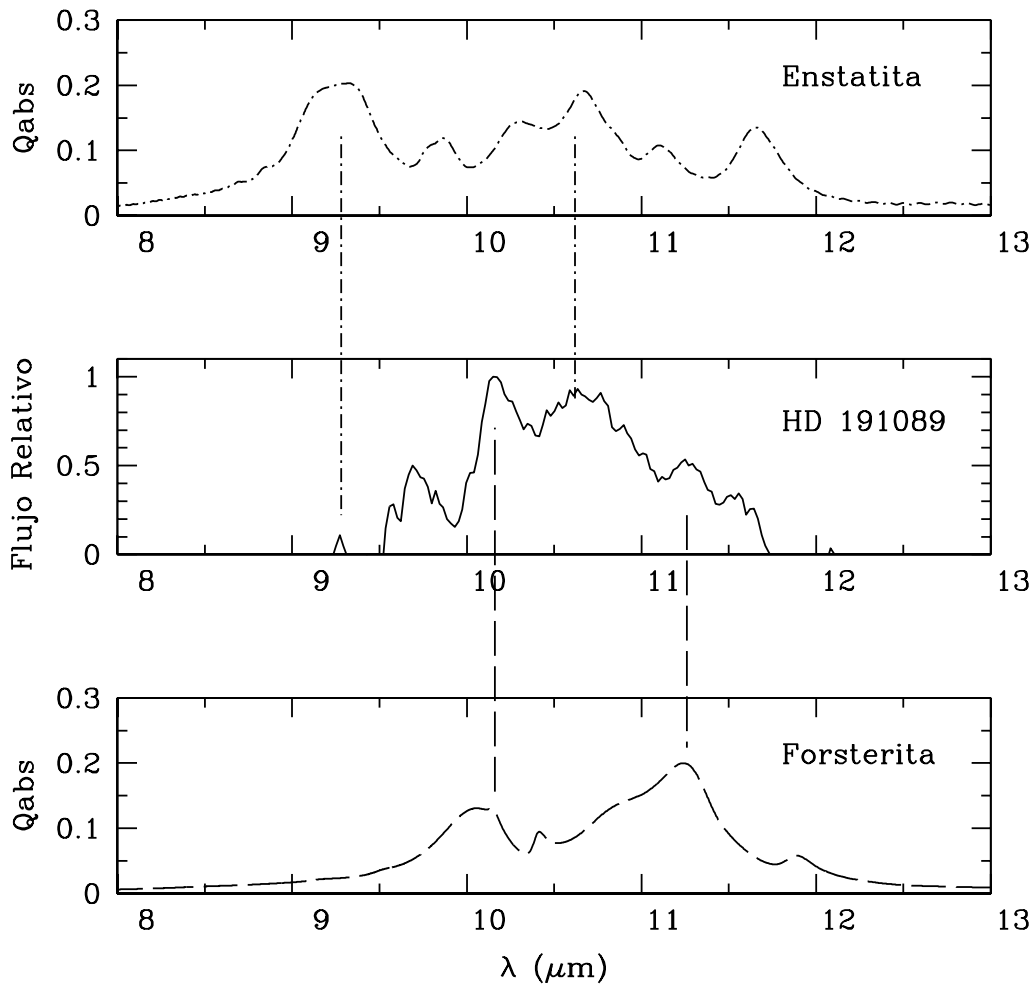
**Fig. 6.23:** Coeficientes de absorción  $Q_{\text{abs}}$  los silicatos amorfos superpuestos con el espectro normalizado y escalado para HD 202917. El gráfico de la izquierda corresponde a las partículas con un tamaño  $D = 0.1 \mu\text{m}$  y el de la derecha a un tamaño  $D = 1.5 \mu\text{m}$ .

de absorción de ambos silicatos cristalinos.

En cuanto a la comparación con el perfil producido con el cuarzo ninguno de los tres espectros mostró evidencias de tal compuesto. El cuarzo parece no ser un compuesto dominante en el polvo de los discos de ninguno de los sistemas observados. Como ejemplo, en la Figura 6.27, se presenta la comparación del coeficiente de absorción del cuarzo con el espectro de HD 191089 resultando ambos distintos.

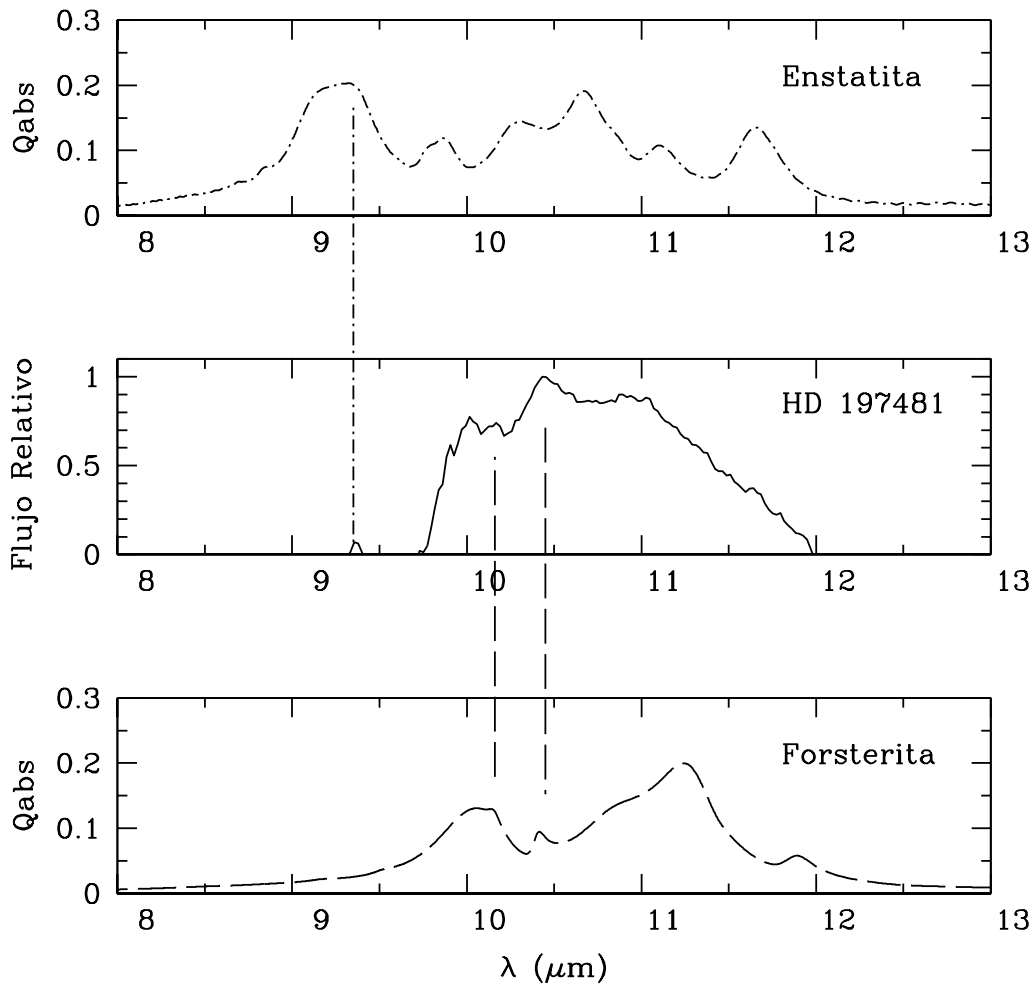
Otra comparación que resulta interesante hacer es entre los tres espectros observados. Dado que las estrellas seleccionadas cubren un rango de edades de  $8\text{-}20 \times 10^6$  años (HD 197481) hasta  $300\text{-}2500 \times 10^6$  años (HD 191089) podrían encontrarse evidencias acerca de la evolución del material en los discos. La Figura 6.29 muestra los tres espectros juntos para compararlos más fácilmente. Es llamativo que los dos sistemas más jóvenes HD 197481 y HD 201219 presentan tres picos en  $\lambda \sim 10, 10.5$  y  $11 \mu\text{m}$  que no se encuentran en el espectro de HD 191089.

Por otra parte, los perfiles de los silicatos del tipo amorfo no asemejan la



**Fig. 6.24:** Comparación del espectro de HD 191089 con el coeficiente de absorción de la enstatita (panel superior) y la forsterita (panel inferior). Las líneas verticales indican algunos perfiles del espectros que podrían corresponderse con los de uno u otro compuesto.

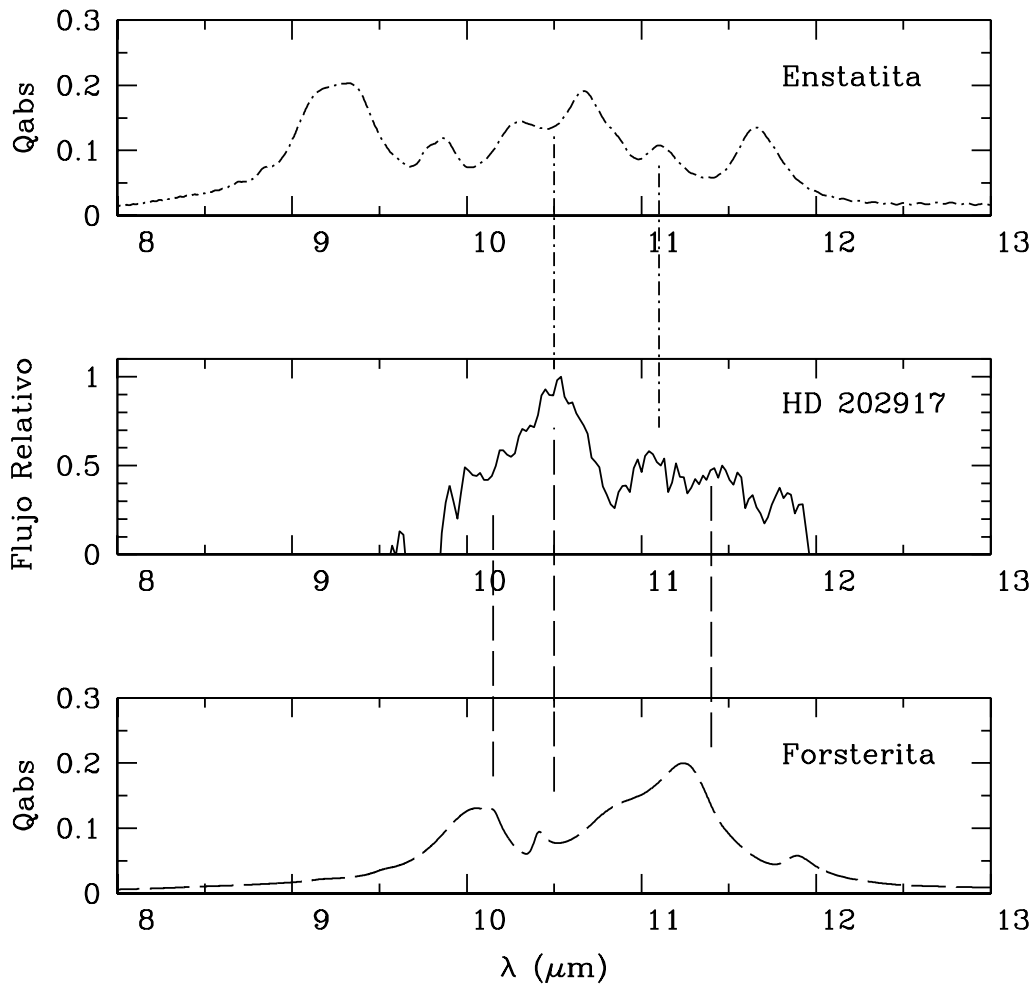
forma observada en los espectros lo que podría estar indicando que no serían el tipo dominante en los discos de HD 191089, HD 197481 y HD 202917 o, que de estar presentes, deberían tener tamaños por encima de  $\sim 1.5 \mu\text{m}$ . Por otro lado, la comparación con los perfiles de los silicatos del tipo cristalinos mostró que varios de los picos visibles en los espectros asemejan a los perfiles de estos compuestos. Ya sea que, los silicatos cristalinos sean el tipo dominante o, que hagan falta silicatos de tipo amorfo de mayor tamaño, ambos podrían estar evidenciando un procesamiento del material de los discos. Este resultado es esperable considerando el rango de edades de los sistemas



**Fig. 6.25:** Comparación del espectro de HD 197481 con el coeficiente de absorción de la enstatita y la forsterita.

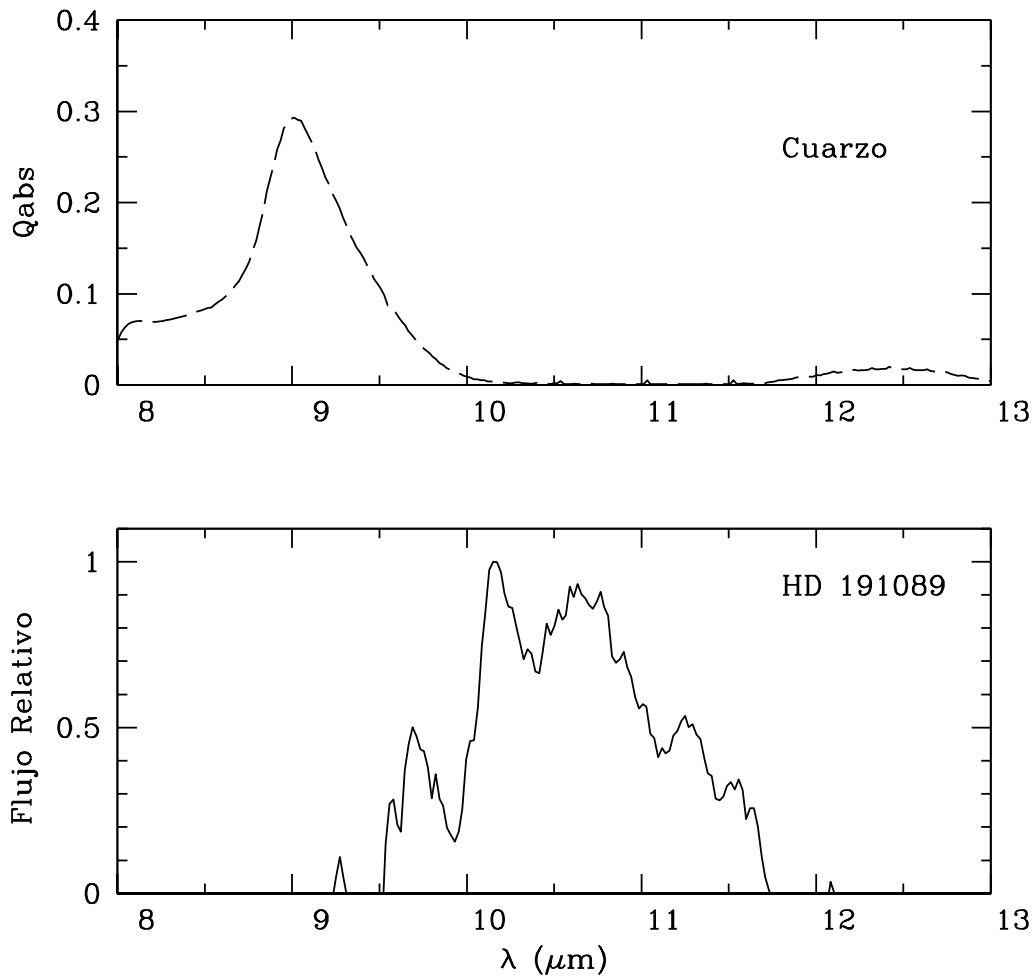
estudiados. Como se mencionara antes, se espera que el polvo de los discos proto-planetarios pase por un proceso de “pegoteo” o coagulación que los haga crecer en tamaño y, además, que las altas temperaturas reinantes en las regiones más cercanas a la estrella cambien la estructura amorfa por una estructura más organizada y cristalina. Es decir, que los espectros mostrarían evidencias de que el material de los discos *debris* de estas estrellas habrían pasado ya por alguna etapa de transformación.

Para resaltar que los espectros obtenidos resultan diferentes a los que se observan en estrellas más jóvenes se presentan algunos ejemplos en la Fi-



**Fig. 6.26:** Comparación del espectro de HD 202917 con el coeficiente de absorción de la enstatita y la forsterita.

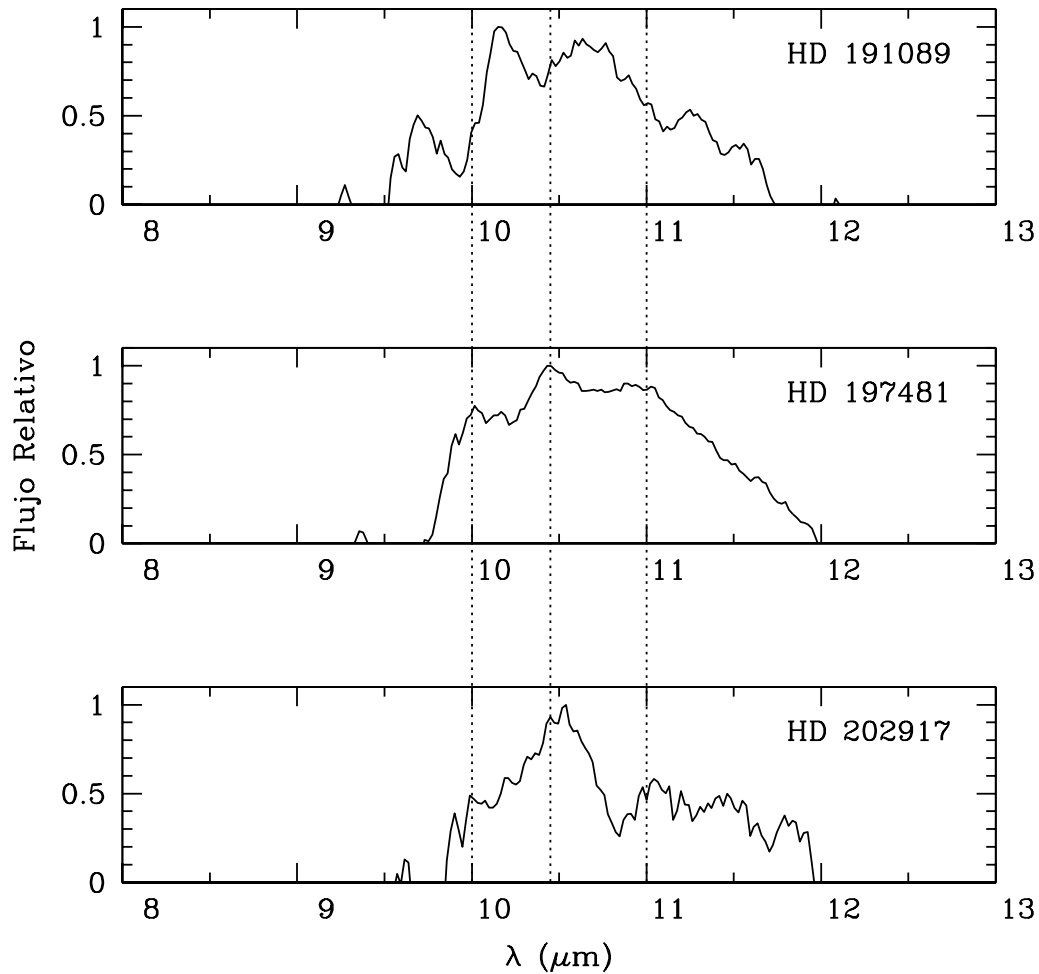
gura 6.29. Los cuatro espectros corresponden a 4 estrellas de tipo T-Tauri (edades  $\sim 10^6$  años) obtenidos por Sargent et al. (2006) en la región 8-14  $\mu\text{m}$ . Los autores utilizan una combinación de silicatos del tipo amorfos (pyroxeno) y cristalinos (forsterita entre otros). Puede verse que la forma general de los espectros se asemeja con el producido por el pyroxeno o la olivina presentados en las Figuras 6.24 a 6.26. Si bien los autores introducen los compuestos cristalinos para reproducir determinadas características puntuales de los espectros, el perfil general está claramente dominado por los silicatos amorfos. La forma general de estos espectros difiere de los obtenidos para HD 191089, HD 197481 y HD 202917 que resultan más planos y anchos y son mejor re-



**Fig. 6.27:** Comparación del espectro de HD 191089 con el coeficiente de absorción del cuarzo. Al igual que lo se observa para HD 197481 y HD 202917, el perfil producido por el cuarzo resulta diferente al espectro observado de HD 191089.

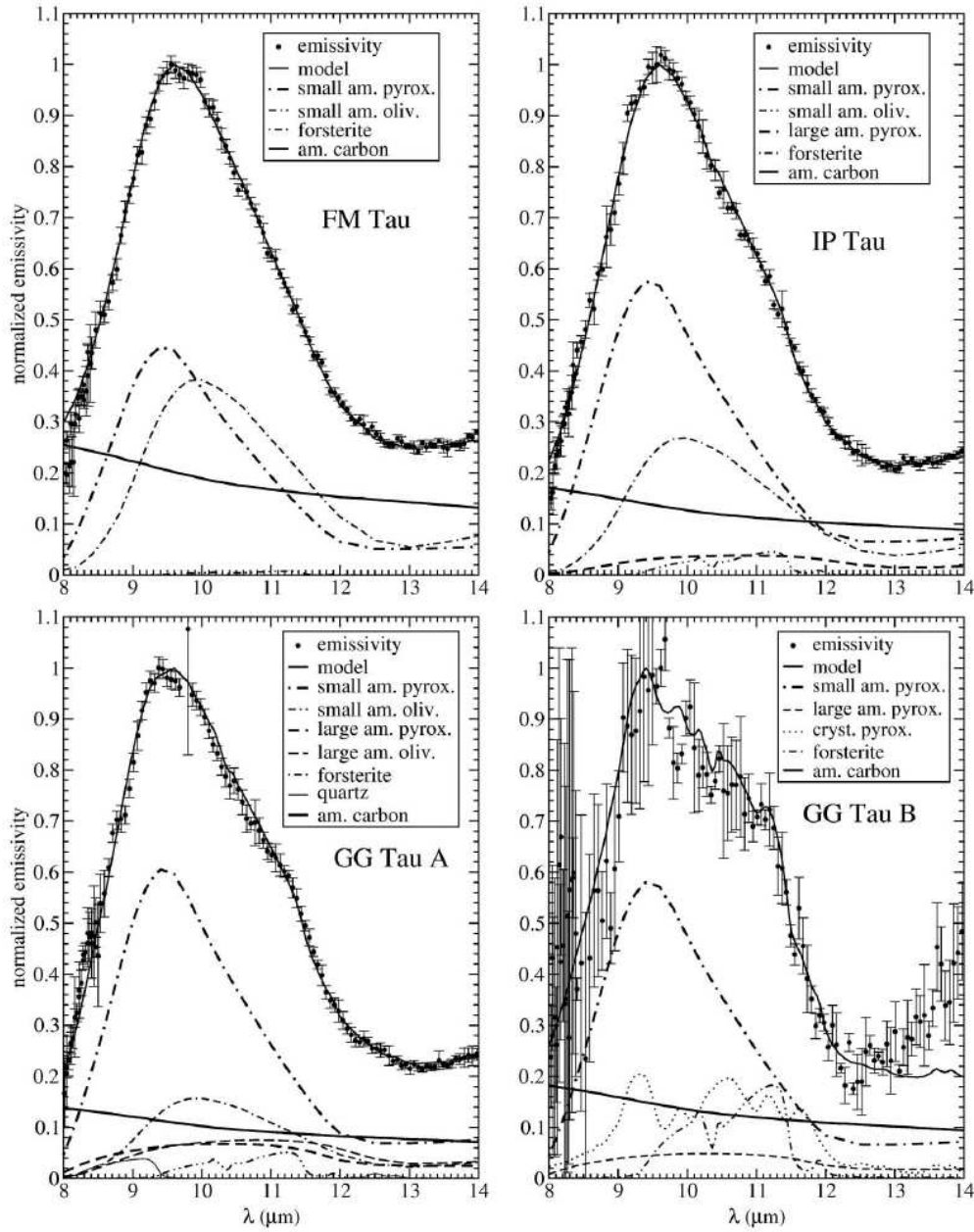
producidos por silicatos cristalinos.

La presencia de silicatos del tipo cristalino ya ha sido utilizada en otros sistemas con discos de tipo *debris* para explicar los perfiles observados. Honda et al. (2004) obtienen espectros de HD 145263, una estrella asociada a un disco de tipo *debris* con una edad de  $\sim 8-10 \times 10^6$  años. Los autores atribuyen la forma del espectro a la presencia de silicatos de tipo cristalinos en particular a aquellos ricos en hierro debido a la presencia de un pico en 11.44  $\mu m$ . Dentro de nuestra muestra HD 191089 parece mostrar un pico en 11.3



**Fig. 6.28:** Comparación de los 3 espectros obtenidos. Las líneas verticales indican 3 picos en  $\lambda \sim 10$ ,  $10.5$  y  $11 \mu\text{m}$  identificados en los espectros de HD 187897 y HD 202917.

$\mu\text{m}$  que podría corresponderse con forsterita. Olofsson et al. (2012) analizan los espectros en el infrarrojo medio de 7 estrellas con disco *debris*. Sin bien los espectros cubren un rango mayor al de los analizados aquí, encuentran no sólo la presencia de silicatos de tipo cristalinos sino también una mayor abundancia de Forsterita respecto de Enstatita. Otros relevamientos realizados con *Spitzer* muestran que la presencia de silicatos de tipo cristalinos sería común en los discos *debris*: Chen et al. (2006) obtienen espectros para  $\lambda = 5.5\text{-}35 \mu\text{m}$  de 59 sistemas y encuentran evidencias de silicatos cristalinos (forsterita y enstatita) en 58 de ellos.



**Fig. 6.29:** Espectros tomados del trabajo de Sargent et al. (2006) para 4 estrellas de tipo T-Tauri (edades  $\sim 10^6$  años). Estos cuatro casos muestran como en sistemas jóvenes la forma de los espectros está dominada por los silicatos astronómicos.

No obstante, existen ejemplos donde ha sido necesario considerar la presencia de silicatos de tipo amorfo en partículas relativamente grandes para reproducir los espectros observados. En la Figura 6.30 se muestran espectros obtenidos por Li et al. (2012) para la estrella  $\beta$  Pictoris (edad  $\sim 12 \times 10^6$

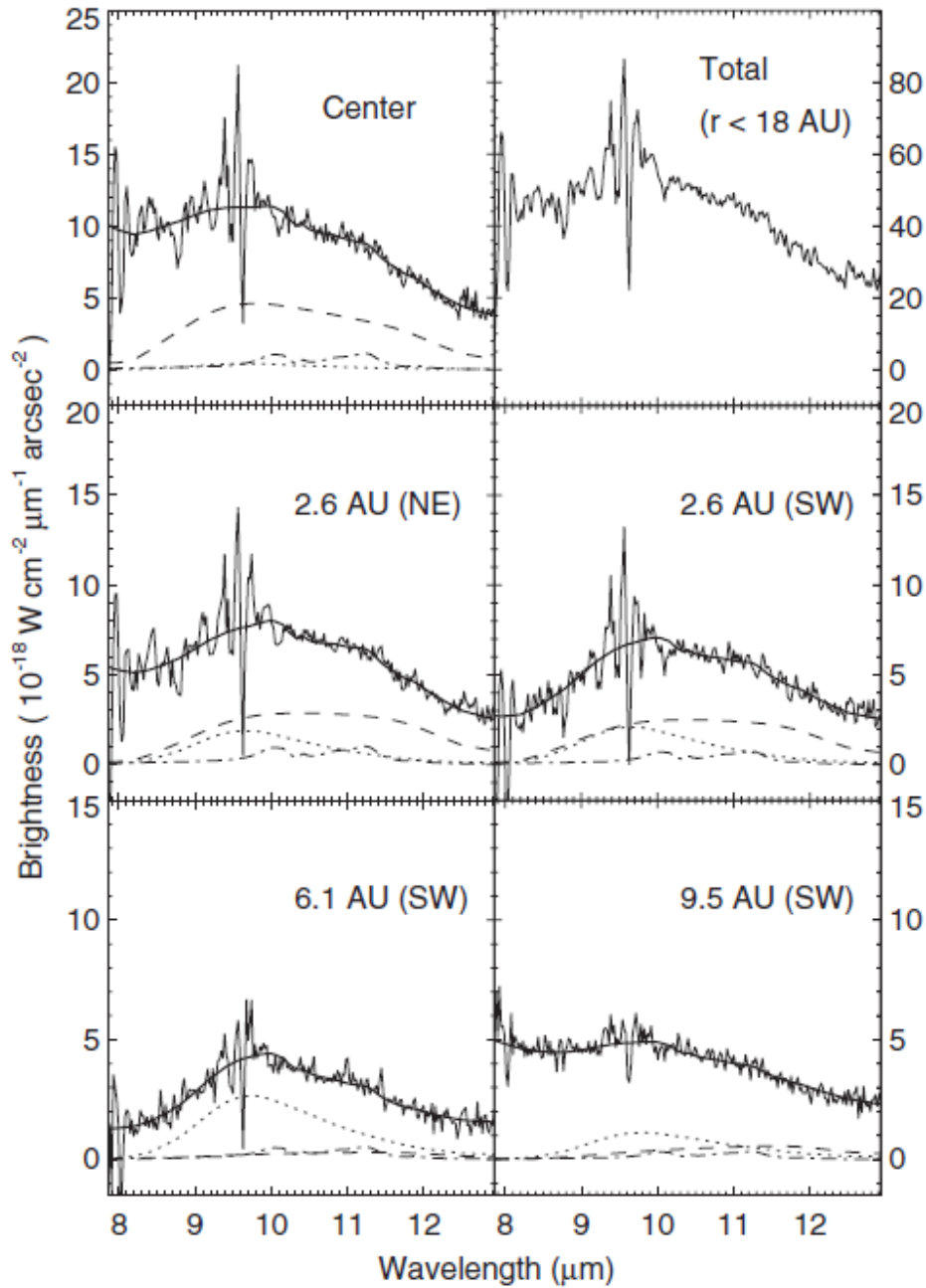
años) con el instrumento T-ReCS en la banda  $N$ . Cada espectro corresponde a una porción del disco ubicada a distintas distancias de la estrella. Los autores utilizan una mezcla de olivina de tipo amorfa (en partículas de dos tamaños de  $0.1 \mu\text{m}$  y  $2.0 \mu\text{m}$ ) y forsterita con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$ . En general los espectros se acercan al perfil producido por la olivina de tipo amorfo pero con tamaños de  $2.0 \mu\text{m}$ . Los autores también destacan que el pico producido por la forsterita en  $11.2 \mu\text{m}$  no es fuerte en sus espectros. Un comportamiento similar se encuentra para HD 197481 y a HD 202917, los dos sistemas más jóvenes, de nuestra muestra, donde parece apenas insinuarse.

### 6.7. Resumen y conclusiones

En este capítulo se analizaron espectros en el infrarrojo medio obtenidos con el instrumento TReCS del observatorio Gemini Sur para tres estrellas de tipo solar asociadas a discos de tipo *debris*. El objetivo era determinar qué tipo de compuestos pueden hallarse en los espectros y cuáles podrían ser los principales constituyentes de las partículas del polvo de estos discos. También quisimos analizar si era posible encontrar algún tipo de indicio que evidenciara que el material de los discos habría pasado por algún tipo de transformación. Para ello, luego de procesar las observaciones y extraer los espectros finales, se compararon con los perfiles producidos por distintos tipos de compuestos que se estiman comunes para el polvo de los discos circunestelares.

La comparación con los coeficientes de absorción de silicatos amorfos tales como el pyroxeno y la olivina mostró que éstos no asemejan la forma general de los espectros para ninguno de los tres sistemas observados lo que indica que no serían el tipo de silicato predominante en las partículas de polvo, al menos, para aquellas con tamaños  $D < 1\mu\text{m}$ . Sin embargo, esto no elimina la posibilidad de que exista una población de partículas compuestas por este tipo de silicatos cuyos tamaños deberían ser mayores a  $\sim 1.5 \mu\text{m}$ . De hecho, para algunos sistemas como  $\beta$  Pictoris se ha requerido la presencia de sili-





**Fig. 6.30:** Espectros del trabajo de Li et al. (2012) para 6 porciones distintas del disco de  $\beta$  Pictoris. Nótese que el espectro resulta en general suave. Los picos alrededor de  $9.4 \mu\text{m}$  son producidos por la corrección telúrica. Las líneas de puntos representan distintos compuestos cuya combinación produce la línea continua que se superpone al espectro observado.

catos de tipo amorfo en partículas con tamaños de  $\sim 2.0 \mu\text{m}$  para explicar los perfiles observados (Li et al. 2012). Por otro lado cuando se comparan los espectros de los sistemas observados con los de estrellas de tipo T-Tauri

(edades de  $\sim 10^6$  años), ambos resultan claramente distintos (ver Figura 6.29).

En general, se encontró un mejor acuerdo de los espectros cuando se los compara con los perfiles de absorción producidos por silicatos cristalinos. La presencia de múltiples picos en los espectros no puede ser explicada sólo por la presencia de silicatos amorfos en partículas grandes ya que, como se muestra por ejemplo, en la Figura 6.18, los coeficientes de absorción tienen perfiles suaves con un máximo que se desplaza hacia  $\lambda$  mayor a medida que se consideran partículas de mayor tamaño. Por otro parte, los perfiles producidos por la enstatita y la forsterita poseen picos en diferentes longitudes de onda algunos de ellos podrían coincidir con los identificados en los espectros. Por último al comparar los espectros de los tres sistemas se notó cierta similitud entre los dos pertenecientes a los sistemas más jóvenes HD 197481 ( $8-20 \times 10^6$  años) y HD 201219 ( $32 \times 10^6$  años) .

Los espectros en el infrarrojo medio obtenidos para este trabajo nos permitieron mostrar que es necesario introducir la presencia de silicatos cristalinos para reproducir los perfiles observados, y que las partículas de polvo en los discos *debris* estarían compuestas por este tipo de silicatos. Sin embargo, podría existir también una población de partículas compuestas por silicatos de tipo amorfo, cuyos tamaños deberían ser mayores a  $1.5 \mu\text{m}$ . Ya sea que, es necesario considerar una estructura cristalina para los compuestos del polvo en los discos *debris* o, partículas de polvo grandes (compuestas de silicatos amorfos) esto evidencia que efectivamente el material de los discos analizados debe haber pasado por algún grado de procesamiento.

## ***Conclusiones***

En esta tesis se abordó el estudio de las características de los denominados discos *debris* o de “escombros” a través de diferentes técnicas observacionales, las cuales aportan información sobre diversos aspectos de este tipo de discos. El objetivo fundamental ha sido contribuir a una mejor comprensión de sus propiedades y del rol que desempeñan en el proceso de la formación planetaria.

Los discos de tipo *debris* se encuentran asociados con estrellas relativamente evolucionadas, de secuencia principal. Están poblados por partículas de polvo y objetos similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper del Sistema Solar. Las partículas de polvo serían de segunda generación, producidas como consecuencia de colisiones entre esos cuerpos de mayor tamaño inmersos en el disco. En el Capítulo 1 se discutió como a través del proceso de formación planetaria se puede dar una explicación natural a la existencia de este tipo de discos. Esto ponen en evidencia su estrecha relación con el proceso de formación y evolución del sistema planetario solar, en particular, y con sistemas planetarios extrasolares, en general.

En el Capítulo 2 se presentaron los modelados de las SEDs observadas de una muestra de 26 estrellas binarias y 46 estrellas individuales con discos *debris*. Esto permitió caracterizar los discos de cada uno de los sistemas a través de sus radios interno y externo, la masa en partículas de polvo, y los tamaños de dichas partículas. Habiendo caracterizado los discos de estrellas binarias e individuales se compararon los parámetros derivados para ambas muestras.

Se encontró una tendencia de los discos en binarias a mostrar la presencia de polvo más cercano a la estrella central y a tener extensiones ligeramente menores que los discos *debris* en estrellas individuales. Este resultado podría ser evidencia de que la estrella compañera limita cuanto puede extenderse un disco alrededor de la componente primaria. Por otra parte, la tendencia hallada en el radio interno de los discos concuerda con el hecho conocido de las binarias a mostrar la presencia de planetas masivos con períodos cor-

tos. Resultados de simulaciones numéricas, llevadas a cabo por otros autores, sugieren que los planetesimales embebidos en un disco alrededor de la componente primaria en binarias podrían tener una migración más rápida desde la parte externa hacia la región interna del disco, en comparación con planetesimales en discos de estrellas individuales. Esto podría producir una concentración de material hacia el borde interno, lo que explicaría la tendencia hallada.

Se obtuvo que los discos *debris* en las estrellas individuales tienen, en general, masas que resultan un orden de magnitud mayor que para los discos en binarias. El análisis del monto de los excesos en  $\lambda = 70 \mu\text{m}$  mostró que son, en promedio, más intensos en estrellas individuales que en binarias lo que sugiere que la diferencia en masa no sería consecuencia de una diferencia de extensión entre los discos sino, debida a que una masa menor de polvo en binarias produce montos menores de excesos en emisión. Otros autores han encontrado tendencias similares para los excesos en  $\lambda = 24 \mu\text{m}$  (Rieke et al. 2005) y para los cocientes en luminosidades en el infrarrojo respecto al estelar (Rodríguez & Zuckerman 2012).

Una explicación para la diferencia en masa es que las perturbaciones gravitacionales de la estrella compañera produzcan la expulsión de parte del material de los discos. Observaciones en el submilimétrico (Jensen et al. 1996) y en el infrarrojo cercano (Cieza et al. 2009) para binarias de pre-secuencia principal sugieren que la cercanía de la estrella compañera tendría influencia sobre el disco alrededor de la otra componente. El número de binarias de secuencia principal con discos *debris* no nos permite establecer cuál es la relación entre la separación de las componentes y la masa de los discos; sin embargo, es interesante destacar que la mayoría de los discos analizados en este trabajo probablemente se encuentran alrededor de la componente primaria del sistema.

Los modelados de las SEDs de estrellas binarias e individuales debió ser llevado a cabo sin la inclusión de flujos en el submilimétrico. La razón de

esto es la escasez de este tipo de información, particularmente para las binarias. Hay que considerar que los flujos en el submilimétrico son sensibles una población de material frío, y alejado de la estrella, que en las longitudes de onda más corta (que contiene la contribución de partículas más pequeñas y calientes), no es detectado. Al ser incorporados en los modelos se incluye esta nueva población de polvo. Motivados por esto se consideró cuál sería el impacto de las mediciones en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  en los parámetros de los discos derivados de modelos de SEDs. Se encontró que, en general, las mediciones en el submilimétrico tienen influencia sobre todos los parámetros del disco. Se vio que su impacto depende de la relación entre la emisión para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  y  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  que refleja qué tipo de población es la dominante en los discos. Si los flujos medidos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  son más intensos se encontró que todos los parámetros tienden a crecer particularmente, el radio externo, la masa y el tamaño máximo del polvo. Por otro lado, si los flujos medidos para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  son más intensos la inclusión de aquéllos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  influye en menor grado.

Se investigó la manera en la que los datos en  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  podrían afectar los resultados de la comparación de las características de los discos *debris* en estrellas binarias e individuales. La respuesta depende de cuán importantes sean los excesos en emisión en el submilimétrico para binarias y para estrellas individuales. Los antecedentes hallados para binarias de pre-secuencia principal (Jensen et al. 1996; Mathieu et al. 2000), junto con simulaciones numéricas (Artymowicz & Lubow 1994; Holman & Wiegert 1999), podrían ser indicadores de que tales mediciones serían menos significativas en binarias que en estrellas individuales. Los sistemas binarios tienen una limitante a cuán alejado puede encontrarse el material de un disco alrededor de la componente primaria. Esto podría hacer que la presencia de material frío alejado de la estrella central sea menos significativo que en estrellas individuales. Dicho de otra manera, las mediciones de flujos para  $\lambda < 100 \mu\text{m}$  detectarían el grueso de la población de polvo de los discos en binarias.

En ese contexto, el crecimiento del radio interno hallado cuando se con-

sideran los datos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  podría ser más marcado en los discos de estrellas individuales reforzando la tendencia de las binarias a tener discos con radios internos más chicos. Los radios externos en binarias no crecerían tanto como en estrellas individuales, donde su extensión no se ve limitada por la estrella compañera. Finalmente, la población de polvo que se “perdería” por no tener flujos en el submilimétrico sería más significativa en los discos de estrellas individuales por lo que su incorporación a los modelos, haría crecer más la masa de esos discos confirmando la tendencia de los discos en estrellas simples a ser, en promedio, más masivos.

En el Capítulo 3 se presentaron mediciones polarimétricas en el óptico de una muestra de 40 estrellas de tipo solar asociadas con discos de tipo *debris* junto con una muestra de 68 estrellas sin evidencias de la presencia de disco. Las observaciones fueron obtenidas entre 2007 y 2012 con los fotopolarímetros FOTOR Y CASPROF de CASLEO. Ese conjunto de estrellas del hemisferio sur, se combinó con una de características similares del hemisferio norte, obtenida de la literatura, para construir una muestra de 55 estrellas con discos *debris* y otra de 102 sin evidencia de discos. Luego, se compararon las polarizaciones medidas para ambas muestras.

La comparación estadística no mostró diferencias significativas en las polarizaciones ópticas de ambas muestras. Esto indicaría que la masa de partículas de polvo con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$  es baja entre los sistemas con discos de tipo *debris*. No obstante, este análisis polarimétrico permitió identificar 9 estrellas de tipo solar con discos cuyas polarizaciones podrían tener un origen intrínseco (circunestelar). De ser así, estos sistemas formarían parte de un reducido grupo de estrellas de tipo solar con discos *debris* (del cual forma parte HD 69830, Beichman et al. 2005a), que muestran la presencia de una población, relativamente significativa, de partículas de polvo muy pequeñas (tamaños  $< 1 \mu\text{m}$ ). Se ha propuesto que una colisión reciente entre dos cuerpos masivos podría ser la responsable de producir esta población de polvo. Los sistemas hallados en este trabajo constituyen un conjunto interesante para continuar estudiando en el futuro.

Se obtuvieron imágenes coronográficas de alta resolución en el infrarrojo cercano para siete estrellas de tipo solar asociadas a discos *debris*: HD 10647, HD 20320, HD 82943, HD 117176, HD 187897, HD 201219 y HD 207129. Las imágenes permitieron explorar una región que se extiende típicamente de  $\sim 10$  a  $\sim 100$  UA de la estrella central. En ninguna de ellas se encontró evidencias de la presencia del disco dentro de los contrastes alcanzados que variaron entre  $\Delta H \sim 7-14$  magnitudes. La falta de evidencias de la presencia de los discos en las imágenes nos permite inferir que la mayor parte de la masa de polvo de los mismos se encontraría en partículas con tamaños  $\geq 10 \mu\text{m}$ . Los resultados de nuestras imágenes, junto con la baja tasa de detección de discos hallada por otros autores en imágenes en el infrarrojo cercano (Schütz et al. 2004) y en el óptico (Krist et al. 2010, 2012), refuerza la idea de que la población de polvo en los discos *debris* estaría compuesta por ese tamaño de partículas.

Se detectaron objetos puntuales en las imágenes de HD 187897 y HD 201219 cuyas magnitudes los ubicarían en el rango de las masas subestelares y/o planetarias si estuvieran físicamente ligados a las estrellas. Imágenes de segunda época permitieron establecer que se trataban de objetos de fondo proyectados en los campos. Ninguno de los 5 sistemas restantes mostró evidencias de fuentes que pudieran estar asociadas a las estrellas. Mediante estimaciones aproximadas de magnitudes límites pudimos establecer que las imágenes obtenidas en este trabajo descartan la presencia de fuentes con masas  $> 40 M_{\text{Júpiter}}$  para el caso más favorable (HD 201219) hasta masas  $\geq 100 M_{\text{Júpiter}}$  para las imágenes menos sensibles (HD 82943), que pudieran encontrarse asociadas a las estrellas observadas. Es decir que, prácticamente, no existen compañeras enanas marrones de estas estrellas, lo que concuerda con el llamado *Desierto de la Enanas Marrones*.

En el Capítulo 6 se analizaron las características que presentan los espectros en el infrarrojo medio de tres estrellas asociadas con discos *debris*. Se compararon sus rasgos más sobresalientes con los perfiles de absorción



producidos por compuestos que son considerados los más comunes en el material de los discos circunestelares. Ninguno de los espectros observados se asemeja con el perfil producido por partículas de polvo con tamaños de  $\sim 0.1 \mu\text{m}$  compuestas de silicatos del tipo amorfo a diferencia de lo que sucede, por ejemplo, para estrellas de tipo T-Tauri (edades  $\sim 10^6$  años), donde el perfil de los espectros aparece dominado por este tipo de silicatos. No obstante, nuestro análisis no elimina la posibilidad de que partículas de mayor tamaño ( $> 1.5 \mu\text{m}$ ) compuestas por este tipo de silicatos pudieran encontrarse en los discos *debris*. De hecho, este tipo de característica ha sido observada en sistemas como  $\beta$  Pictoris (Li et al. 2012).

Sin embargo, los picos múltiples en los espectros observados no pueden ser explicados con la sola existencia de partículas compuestas de silicatos de tipo amorfo. Se hace necesario introducir la presencia de silicatos de tipo cristalinos como la enstatita y la forsterita cuyos perfiles de absorción tienen múltiples picos en la región espectral considerada. Ya sea que se requieran partículas de polvo relativamente grandes o de la presencia de compuestos con una estructura más cristalina para reproducir los perfiles en los espectros observados, ambas resultan evidencia que indican que el material de los discos en los sistemas observados habría sufrido un cierto grado de procesamiento.

Habiendo abarcando distintos aspectos observacionales de los discos *debris*, este trabajo nos permite concluir que:

- Los modelados de las SEDs indican que existen diferencias entre los discos *debris* de binarias y estrellas individuales de secuencia principal. La más notable se encuentra en la masa donde, los discos en estrellas individuales son más masivos que los discos en binarias. La otra diferencia que aparece, aunque menos significativa, es en la extensión de los discos: para los sistemas binarios resultan menos extensos y presentan material más cercano a la estrella central;
- Considerar o no las mediciones de flujos para  $\lambda > 100 \mu\text{m}$  tiene impacto sobre todos los parámetros que se obtienen para los discos a partir de los modelados de las SEDs observadas, en particular, para aquellos sistemas cuya población está dominada por polvo frío ( $T < 50 \text{ K}$ );
- Las polarizaciones ópticas de estrellas de tipo solar con discos *debris* no difieren estadísticamente de aquéllas sin evidencias de discos, dentro de las precisiones instrumentales alcanzadas. No obstante, se identificó una muestra interesante de 9 estrellas con evidencias de discos cuya polarización (por encima de la media) podría ser originada por partículas de polvo con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$  que se encuentren en sus discos;
- Ninguna de las imágenes coronográficas obtenidas evidenció la presencia de disco en los siete sistemas observados. Trabajos de otros autores con imágenes en el infrarrojo cercano y óptico arrojan resultados similares. Esto nos permite inferir que población de polvo en los sistemas observados podría estar dominada por partículas con tamaños  $> 10 \mu\text{m}$ . Estas imágenes nos permitieron poner límites a las masas de posibles compañeros a las estrellas observadas, descartando la existencia de compañeras enanas marrones;

- Se requiere de la presencia de silicatos con estructuras de tipo cristalina para explicar los múltiples picos que se observan en los espectros en el infrarrojo medio de sistemas con discos *debris*. Por otro lado, no es posible descartar la presencia de partículas de polvo compuestas de silicatos de tipo amorfo, sin bien estos deberían tener tamaños  $> 1.5 \mu\text{m}$  para asemejarse los perfiles observados. Estas dos observaciones llevan a concluir que el material de estos discos *debris* ha pasado ya por una etapa de procesamiento.

En conclusión, de acuerdo al análisis de la polarización, la población de partículas de polvo con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$  sería poco importante en los discos *debris* en estrellas de tipo solar y solamente significativa en sistemas particulares. La tasa nula de detección en las imágenes coronográficas en  $\lambda = 1\text{-}2 \mu\text{m}$  también apunta en esa misma dirección, indicando que el polvo debería tener tamaños  $> 10 \mu\text{m}$ . El análisis de los espectros en el infrarrojo medio muestra evidencias de que el material de este tipo de discos debe haber experimentado algún grado de reprocesamiento para explicar la presencia de compuestos de tipo cristalino. Todo esto conduce a la idea de que efectivamente el material de los discos *debris* en estrellas de tipo solar ha sufrido ya una etapa evolutiva y estaría conformado por partículas de polvo más grandes que las que se encuentran en los discos proto-planetarios de estrellas en formación (edades  $\sim 10^6$  años) y en el propio medio interestelar.

# Apéndice A

## A.1. Combinación de las observaciones de FOTOR y CASPROF

En este apéndice se discuten una serie de argumentos que permiten combinar las observaciones de FOTOR y CASPROF. Para poder comparar se utilizan las mediciones de polarización de 28 estrellas observadas con ambos instrumentos: 9 son estándar polarimétricas y 19 son estrellas de programa. Las 19 estrellas de programa se listan en la Tabla A.1 con las polarizaciones medidas en cada filtro con cada instrumento. La Tabla A.2 corresponde a las 9 estándares polarimétricas. La combinación de ambas muestras cubre un rango de polarizaciones que va desde  $P \sim 7.0\%$  hasta  $P < 0.1\%$  en los filtros *BVRI*.

En las Figuras A.1, A.2, A.3 y A.4 se confrontan las mediciones de FOTOR con las de CASPROF en los 4 filtros mencionados. Las mediciones son las que corresponden a las 28 estrellas de las Tablas A.1 y A.2. Una de las primeras observaciones que se puede hacer en estos gráficos es que la relación entre las mediciones de ambos instrumentos aparece lineal en el rango de polarizaciones considerado. La misma situación se da en cualquiera de los filtros *BVRI*. Dentro de los errores, ambos instrumentos miden aproximadamente los mismos valores de polarización para cada una de las estrellas observadas.

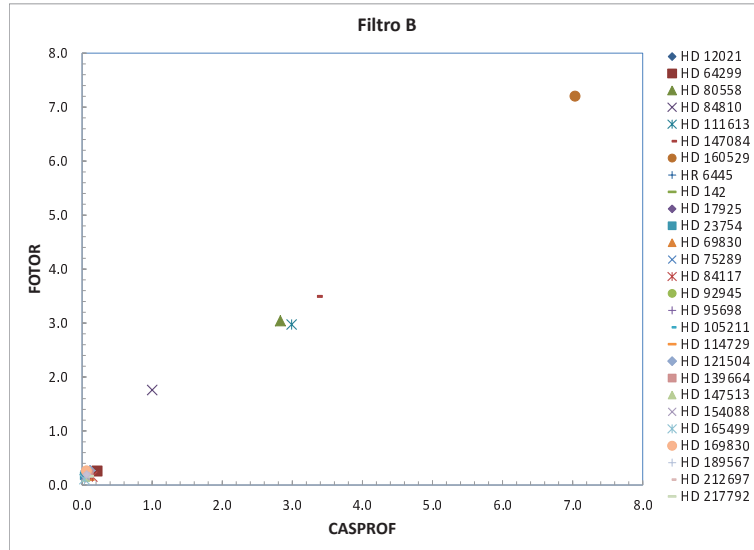
Hacia los valores más pequeños de polarización ( $P \leq 0.1\%$ ), se concentran las estrellas de programa que no son estándares polarimétricas allí, las estrellas parecen agruparse de manera más aleatoria en los gráficos y la relación lineal que se observa en los valores más grandes de polarización pareciera no darse con tanta claridad.

**Tabla A.1:** Listado de estrellas de programa observadas con CASPROF y FOTOR. Para cada sistema se listan las polarizaciones medidas con ambos instrumentos en los filtros BVRI

Muestra	B		V		R		I	
	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR
HD 142	0.070±0.004	0.150±0.020	0.029±0.003	0.140±0.070	0.017±0.003	0.130±0.050	0.024±0.005	0.200±0.050
HD 17925	0.094±0.006	0.250±0.050	0.029±0.003	0.230±0.040	0.020±0.002	0.240±0.030	0.023±0.002	0.230±0.050
HD 23754	0.030±0.010	0.170±0.020	0.040±0.006	0.120±0.020	0.035±0.005	0.090±0.020	0.049±0.005	0.120±0.040
HD 69830	0.118±0.020	0.150±0.040	0.010±0.008	0.120±0.06	0.022±0.004	0.160±0.050	0.007±0.002	0.120±0.03
HD 75289	0.037±0.012	0.190±0.080	0.029±0.006	0.120±0.040	0.003±0.006	0.140±0.060	0.029±0.003	0.200±0.100
HD 84117	0.148±0.050	0.150±0.060	0.024±0.018	0.09±0.050	0.019±0.012	0.08±0.030	0.063±0.008	0.110±0.070
HD 92945	0.090±0.007	0.200±0.050	0.083±0.004	0.100±0.100	0.087±0.003	0.130±0.050	0.076±0.004	0.160±0.090
HD 95698	0.075±0.006	0.120±0.05	0.012±0.003	0.090±0.020	0.019±0.004	0.110±0.04	0.010±0.005	0.120±0.05
HD 105211	0.039±0.013	0.090±0.040	0.054±0.008	0.080±0.040	0.054±0.007	0.060±0.040	0.025±0.009	0.070±0.020
HD 114729	0.079±0.011	0.200±0.100	0.018±0.004	0.100±0.090	0.019±0.006	0.09±0.03	0.014±0.004	0.220±0.080
HD 121504A	0.093±0.005	0.300±0.100	0.074±0.004	0.200±0.080	0.070±0.004	0.210±0.050	0.080±0.003	0.170±0.090
HD 139664	0.103±0.013	0.210±0.050	0.053±0.007	0.120±0.060	0.030±0.004	0.080±0.060	0.055±0.004	0.130±0.050
HD 147513	0.057±0.008	0.140±0.040	0.056±0.015	0.110±0.040	0.074±0.019	0.110±0.030	0.050±0.008	0.150±0.040
HD 154088	0.048±0.012	0.160±0.06	0.036±0.006	0.100±0.05	0.020±0.005	0.100±0.050	0.014±0.003	0.200±0.100
HD 165499	0.033±0.068	0.100±0.040	0.162±0.020	0.130±0.090	0.083±0.014	0.150±0.09	0.083±0.009	0.180±0.090
HD 169830	0.064±0.005	0.260±0.090	0.009±0.005	0.200±0.100	0.002±0.005	0.200±0.100	0.005±0.004	0.300±0.080
HD 189567	0.101±0.006	0.170±0.090	0.039±0.004	0.140±0.040	0.017±0.003	0.110±0.070	0.014±0.004	0.160±0.060
HD 212697	0.081±0.030	0.160±0.04	0.036±0.002	0.130±0.030	0.020±0.002	0.130±0.050	0.011±0.002	0.160±0.010
HD 217792	0.107±0.004	0.160±0.060	0.025±0.004	0.150±0.080	0.018±0.003	0.140±0.030	0.010±0.003	0.130±0.030
HD 222582	0.067±0.003	0.190±0.040	0.035±0.003	0.140±0.030	0.0310±0.001	0.150±0.020	0.029±0.003	0.180±0.020

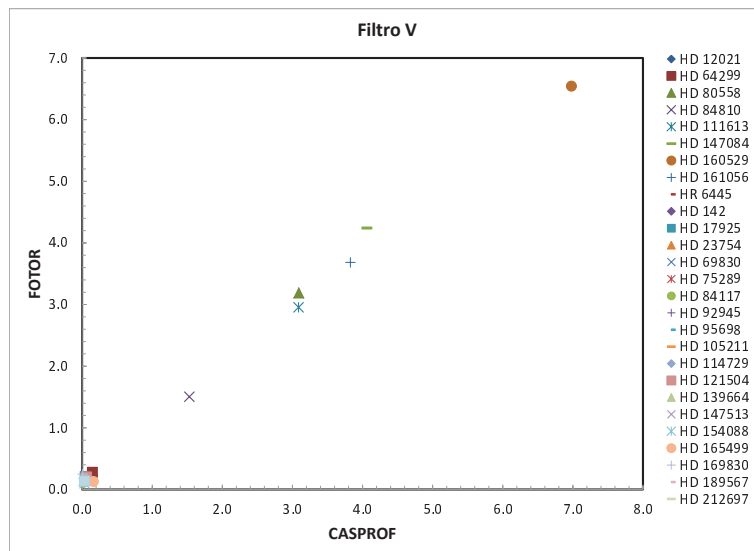
**Tabla A.2:** Listado de estándares polarimétricas observadas con CASPROF y FOTOR

Muestra	Estándares polarimétricas							
	<i>B</i>		<i>V</i>		<i>R</i>		<i>I</i>	
	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR	CASPROF	FOTOR
HD 12021	0.145±0.007	0.272±0.054	0.149±0.006	0.269±0.093	0.101±0.009	0.290±0.057	0.061±0.012	0.328±0.064
HD 64299	0.216±0.024	0.258±0.072	0.149±0.020	0.276±0.033	0.157±0.021	0.189±0.032	0.135±0.019	0.280±0.098
HD 80558	2.824±0.020	3.040±0.053	3.136±0.010	3.188±0.061	3.073±0.006	3.305±0.188	2.822±0.006	2.879±0.059
HD 84810	1.471±0.019	1.757±0.209	1.543±0.008	1.503±0.090	1.463±0.007	1.564±0.074	1.303±0.003	1.367±0.090
HD 111613	2.992±0.087	2.972±0.087	3.088±0.042	2.954±0.049	2.895±0.039	3.123±0.053	2.541±0.022	2.665±0.102
HD 147084	3.360±0.042	3.492±0.123	4.065±0.024	4.240±0.113	4.259±0.008	4.394±0.031	4.163±0.011	4.152±0.056
HD 160529	7.038±0.011	6.620±1.002	7.006±0.004	7.204±0.619	6.471±0.003	6.542±0.449	5.753±0.002	6.667±0.393
HD 161056	-	3.723±0.016	3.828±0.010	3.682±0.054	-	3.764±0.102	-	3.389±0.132
HR 6445	0.083±0.024	0.144±0.121	0.055±0.012	0.094±0.033	0.049±0.014	0.102±0.060	0.078±0.009	0.102±0.062

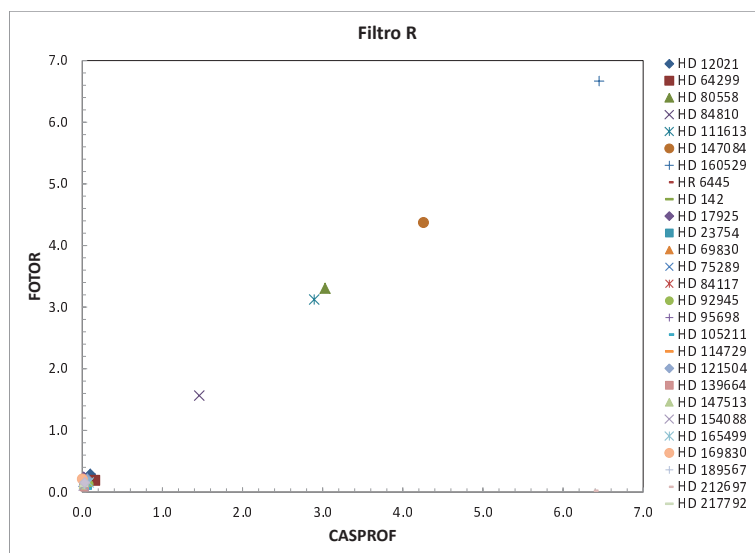


**Fig. A.1:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR para la muestra de estrellas observadas con ambos instrumentos, en este caso para el filtro B. Cada punto representa los valores de polarización medido por cada instrumento para una de las 28 estrellas observadas con ambos instrumentos. La lista de estrellas con su correspondiente símbolo se indica a la derecha del gráfico.

Para poder analizar más claramente la región  $P < 0.1\%$  se confrontaron las mediciones de CASPROF con las de FOTOR para polarizaciones  $P < 0.1\%$ . Los gráficos para este caso son los que se presentan en las Figuras A.5, A.6, A.7 y A.8 correspondientes a los cuatro filtros. El comportamiento que se observa es que efectivamente no se cumple una relación lineal para valores de  $P \leq 0.1\%$  y las mediciones aparecen dispersas en los gráficos sin una tendencia evidente. Sin embargo, es posible apreciar que los valores medidos por FOTOR parecen ser sistemáticamente mayores que los medidos por CASPROF siendo particularmente evidente en el gráfico del filtro V: mientras que para CASPROF la mayoría de las estrellas tienen polarizaciones  $P_V < 0.1\%$  para FOTOR las mismas estrellas tienen valores de  $P_V \geq 0.1\%$ . Tendencias similares pueden hallarse si se examinan los gráficos de los filtros BRI. Esta tendencia ya se insinuaba si se comparaban los valores medios de polarización medidos por FOTOR listados en la Tabla 3.3 con los valores medios obtenidos de las medi-

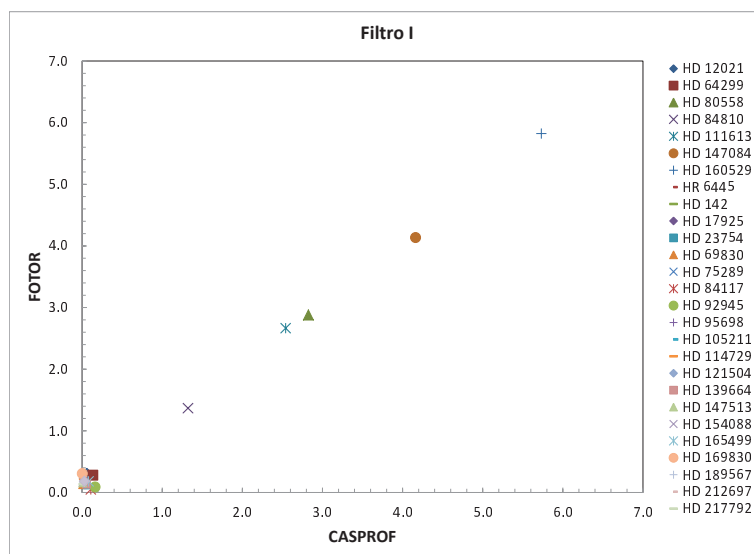


**Fig. A.2:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR correspondientes al filtro V. Al igual que en la Figura A.1 cada punto representa a cada una de las 28 estrellas listadas a la derecha del gráfico.



**Fig. A.3:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR correspondientes al filtro R.

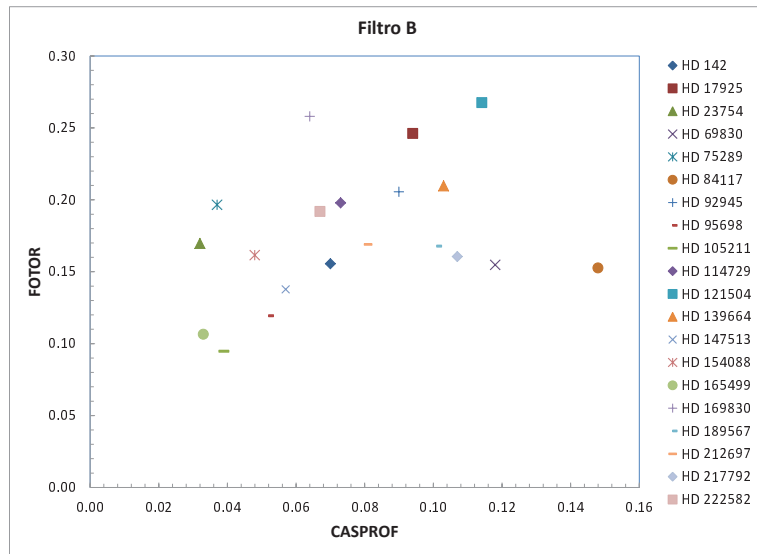




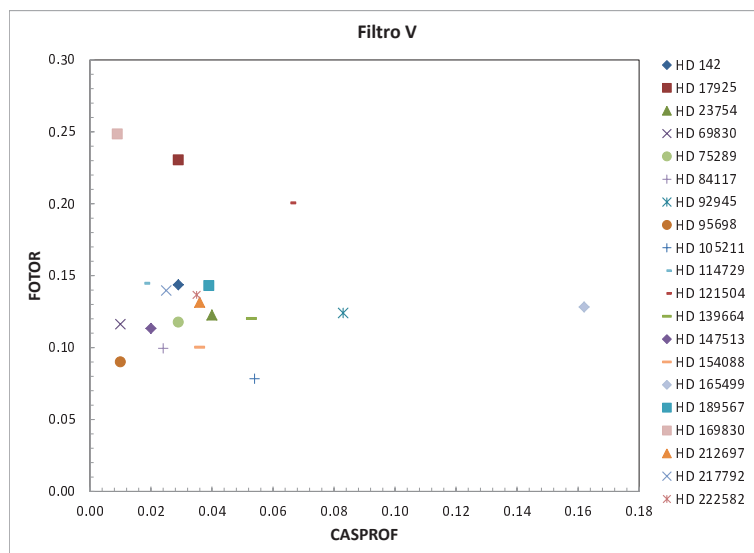
**Fig. A.4:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR correspondiente al filtro I.

ciones de la muestra observada con CASPROF en la Tabla 3.6. Además, de la diferencia sistemática en los valores medidos también se puede notar cierta pérdida de sensibilidad de FOTOR para medir valores pequeños ya que los valores de las mediciones de CASPROF tienden a extenderse a lo largo del eje horizontal mientras que las mediciones de FOTOR tienden a agruparse alrededor de  $P \sim 0.1\%$  para los cuatro filtros.

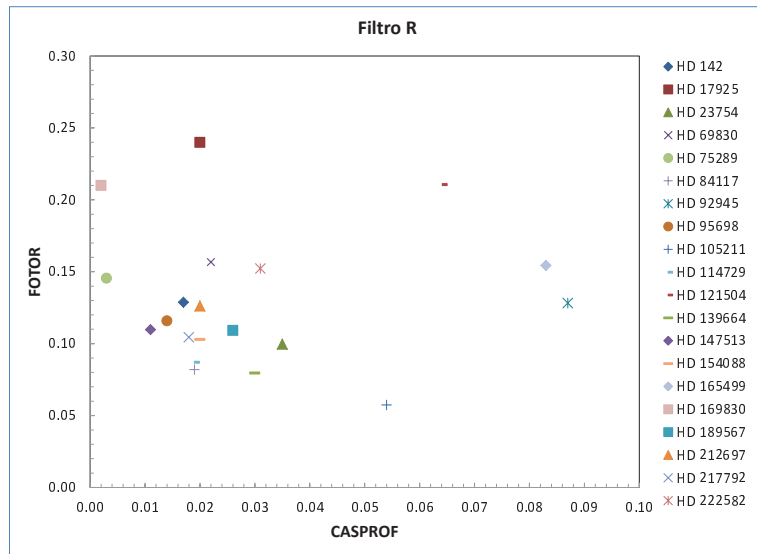
Del análisis previo se puede decir que la relación entre las mediciones de FOTOR y CASPROF es, en buena aproximación, lineal en un rango de polarizaciones de  $P > 0.1-7.0\%$  en los cuatro bandas. Hacia valores de  $P < 0.1\%$  hay una diferencia en los valores de polarización medidos por FOTOR y CASPROF que resulta aproximadamente constante de  $\Delta P \sim 0.1\%$  para los 4 filtros. Esto se evidencia aún más si se grafican las diferencias entre las polarizaciones medidas por FOTOR con las medidas por CASPROF ( $\Delta P = P_{\text{FOTOR}} - P_{\text{CASPROF}}$ ) en función de la magnitud de la estrella observada. En la Figura A.9 se muestran las diferencias entre la polarización medida con FOTOR y las polarizaciones medidas con CASPROF para cada una de las estrellas listadas en la Tabla



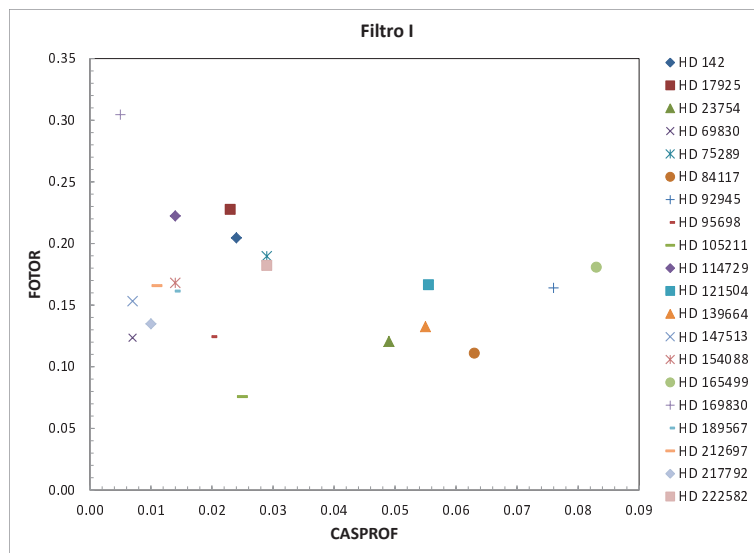
**Fig. A.5:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR para la muestra de estrellas de programa correspondiente al filtro B.



**Fig. A.6:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR para la muestra de estrellas de programa en el filtro V.

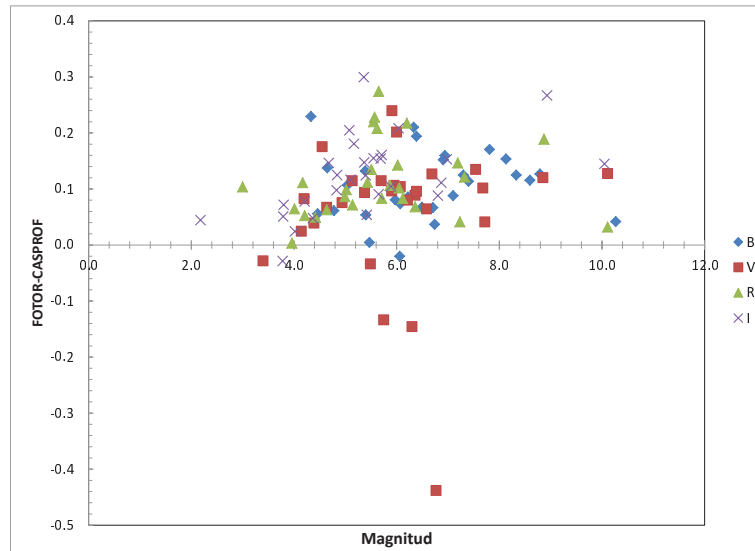


**Fig. A.7:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR para la muestra de estrellas de programa correspondiente al filtro R.



**Fig. A.8:** Mediciones polarimétricas de CASPROF vs. FOTOR para la muestra de estrellas de programa en el filtro I.

A.1 en función de las magnitudes de cada una en el correspondiente filtro. En el gráfico puede notarse que, independientemente de la magnitud de la estrella, la diferencia entre las polarizaciones medidas por FOTOR y CASPROF es de  $\Delta P \sim 0.1\%$  para cualquiera de los filtros considerados.



**Fig. A.9:** Diferencia entre las mediciones de FOTOR y las de CASPROF para las estrellas de la Tabla A.1 en función de la magnitud de la estrella observada para los 4 filtros BVRI. La diferencia entre las mediciones de ambos se agrupa alrededor del valor 0.1% para los cuatro filtros. Los rombos corresponden a las mediciones en el filtro B, los cuadrados a las mediciones en el filtro V, los triángulos a los valores en el filtro R y finalmente para el filtro I los valores se indican con cruces.

### A.1.1. Comparación de las mediciones de FOTOR con las de CASPROF

La comparación de las mediciones polarimétricas de FOTOR y CASPROF muestra que la relación entre ambas es, en buena aproximación lineal, cuando se considera un rango amplio de valores de polarización relativamente alta ( $P > 0.1-7.0\%$ ). Esta relación no parece mantenerse para los valores más pequeños ( $P < 0.1\%$ ) de polarización.

El siguiente paso es cuantificar la relación entre las mediciones de ambos

instrumentos y obtener la expresión que permita llevar las mediciones hechas con FOTOR a los valores de polarización que se hubieran medido de esas estrellas utilizando CASPROF.

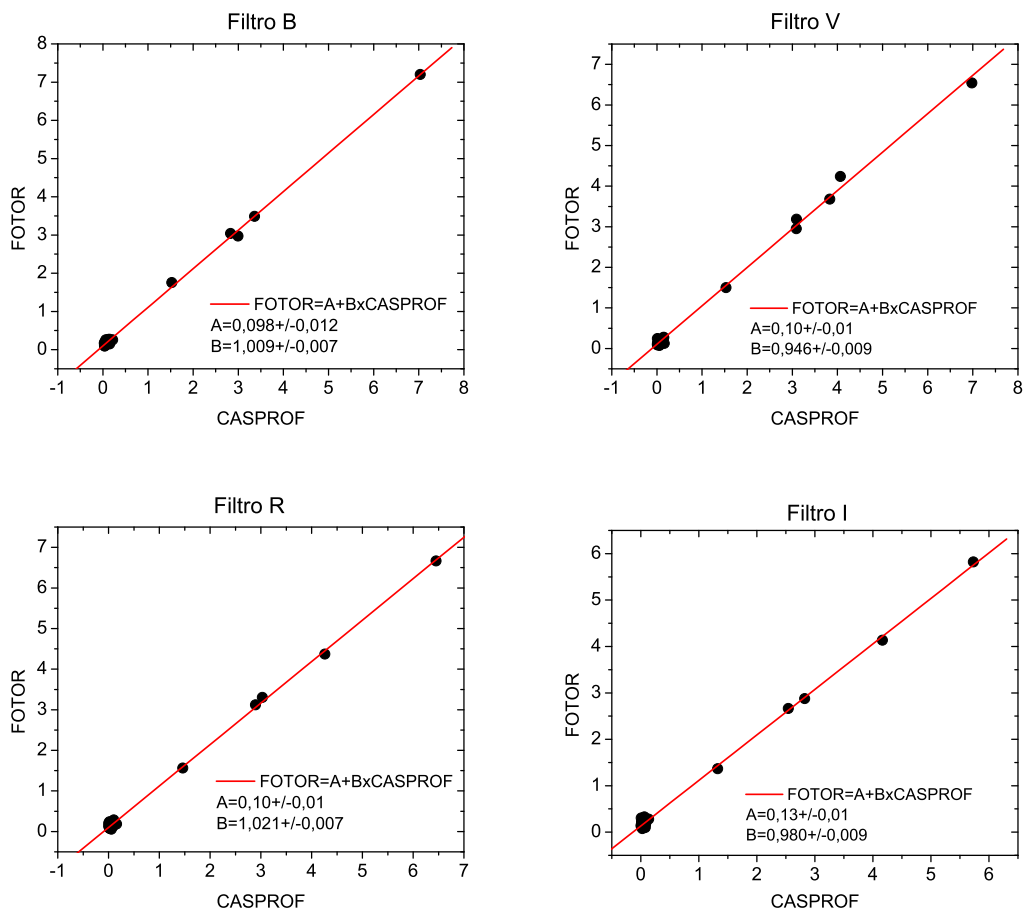
Sin embargo, antes de obtener dichas expresiones, es necesario hacer una serie de consideraciones importantes sobre las estrellas que se encuentran en la zona de  $P \leq 0.1\%$ . Estas estrellas son de programa y fueron seleccionadas con el criterio de que presentaran o no excesos en emisión en el infrarrojo. No hay ningún tipo de condición sobre los valores de polarización, y podría suceder que los sistemas escogidos tuvieran todos valores de polarización similares lo cual haría que se agrupen alrededor de un único valor sin cubrir apropiadamente el rango. Por este motivo, es que considerar sólo esas estrellas para determinar la relación entre las mediciones de CASPROF y FOTOR en la región  $P \leq 0.1\%$  no es lo más apropiado y vamos a asumir que la misma relación que se cumple hacia los valores de  $P > 0.1\%$  definida esencialmente por las estándares polarimétricas también se cumple hacia los valores de  $P \leq 0.1\%$ .

Habiendo hecho la aclaración acerca de los valores pequeños de polarización, para estimar las expresiones que relacionan las mediciones de FOTOR con las de CASPROF se procedió a realizar un ajuste de rectas para cada uno de los gráficos presentados en las Figuras A.1 a A.4. De esta manera se obtuvieron las pendientes y ordenadas al origen de la recta que mejor ajusta los datos representados en los gráficos correspondientes a cada uno de los filtros. Los valores de las pendientes y ordenadas al origen se dan en la Tabla A.3. Las rectas ajustadas se muestran en la Figura A.10.

De acuerdo a los valores resultantes de los ajustes lineales la relación entre las mediciones de FOTOR y CASPROF no sólo es lineal sino aproximadamente 1:1 ya que las pendientes de las rectas son cercanas a 1 para los cuatro filtros. Otra observación que puede hacerse de los resultados de los ajustes es que las ordenadas al origen de las cuatro rectas son distintas de cero y aproximadamente de  $\sim 0.1\%$ , lo que da cuenta de la diferencia entre

**Tabla A.3:** Pendientes y ordenadas al origen de los ajustes lineales presentados en la Figura A.10

$FOTOR = A + B \times CASPROF$	Filtro			
	B	V	R	I
A	$0.098 \pm 0.012$	$0.100 \pm 0.010$	$0.100 \pm 0.010$	$0.130 \pm 0.010$
B	$1.009 \pm 0.007$	$0.946 \pm 0.009$	$1.021 \pm 0.007$	$0.980 \pm 0.009$



**Fig. A.10:** Rectas correspondientes a los ajustes lineales para las mediciones de FOTOR y CASPROF en los cuatro filtros B, V, R e I. En los gráficos se dan los valores de pendientes (B) y ordenadas al origen (A) de cada una de las rectas.

las mediciones de FOTOR y CASPROF hacia los valores más pequeños de polarización mencionada anteriormente.

Habiendo cuantificado la relación entre las mediciones de CASPROF y FOTOR ahora se está en condiciones de transformar las mediciones de FOTOR a los valores correspondientes si las estrellas hubieran sido observadas con CASPROF mediante cuatro relaciones sencillas una para cada filtro considerado:

$$P_B^{\text{CASPROF}} = \frac{P_B^{\text{FOTOR}} - 0,098}{1,009}, \quad (\text{A.1.1})$$

$$P_V^{\text{CASPROF}} = \frac{P_V^{\text{FOTOR}} - 0,100}{0,946}, \quad (\text{A.1.2})$$

$$P_R^{\text{CASPROF}} = \frac{P_R^{\text{FOTOR}} - 0,100}{1,021}, \quad (\text{A.1.3})$$

$$P_I^{\text{CASPROF}} = \frac{P_I^{\text{FOTOR}} - 0,130}{0,980}. \quad (\text{A.1.4})$$

Las ecuaciones (A.1.1), (A.1.2), (A.1.3) y (A.1.4) permiten transformar las mediciones de FOTOR ( $P_n^{\text{FOTOR}}$ , donde  $n$  representa a uno de los filtros *BVRI*) a los valores que hubieran sido medidos con CASPROF ( $P_n^{\text{CASPROF}}$ ). Aplicando estas 4 expresiones a las polarizaciones medidas con FOTOR de las estrellas listadas en las Tablas 3.1 y 3.2 se llevaron las mediciones de FOTOR a valores que pueden ser comparados y combinados con las mediciones de CASPROF para construir una muestra de 54 estrellas sin excesos en el IR y otra muestra de 35 sistemas con excesos en el IR todas con mediciones de polarización en los filtros *BVRI*. Esta muestra es la que se combina con la muestra de estrellas del hemisferio norte.

# Apéndice B

## B.2. Presencia de fuentes puntuales en las imágenes de NICI

Las imágenes obtenidas en 2010 para las estrellas HD 187897 y HD 201219 mostraron la presencia de fuentes puntuales que podrían ser compañeras de las estrellas observadas. En las Tablas B.1 y B.2 se dan las magnitudes y cocientes de señal/ruido con las cuales fueron detectadas estas fuentes. Se recuerda que, las magnitudes medidas son puramente instrumentales pero sirven para comparar los brillos de las fuentes detectadas.

**Tabla B.1:** Magnitudes instrumentales y cocientes S/N para las fuentes puntuales detectadas en las imágenes de HD 187897. También se dan los valores medidos en imágenes obtenidas posteriormente en 2012

HD 187897					
		Filtro $H$		Filtro $K_s$	
		Mag.	S/N	Mag.	S/N
2010	Fuente NE	4.2	$\sim 114$	4.5	$\sim 80$
	Fuente SO	4.0	$\sim 80$	4.3	$\sim 155$
2012	Fuente NE	4.7	$\sim 470$	5.0	$\sim 170$
	Fuente SO	4.6	$\sim 447$	4.9	$\sim 174$

En el caso de HD 187897 se detectaron al menos dos fuentes: una ubicada hacia el Noreste (Fuente NE) y la segunda al Suroeste respecto de la posición de la estrella (Fuente SO) ambas con relaciones S/N altas. En las Figura B.1 y B.2 se indican las posiciones de las fuentes para las imágenes en el filtro  $H$  y en el filtro  $K_s$ , respectivamente. La Fuente NE se encuentra separada de la estrella central por  $4.7''$  lo que a la distancia de la estrella equivale a



**Tabla B.2:** Magnitudes instrumentales y cocientes  $S/N$  para la fuente puntual detectada en las imágenes de HD 201219. También se dan los valores medidos en imágenes obtenidas posteriormente en 2012

HD 201219					
		Filtro $H$		Filtro $K_s$	
		Mag.	S/N	Mag.	S/N
2010	Fuente SO	6.8	$\sim 100$	7.2	$\sim 135$
2012	Fuente SO	7.3	$\sim 139$	7.6	$\sim 462$

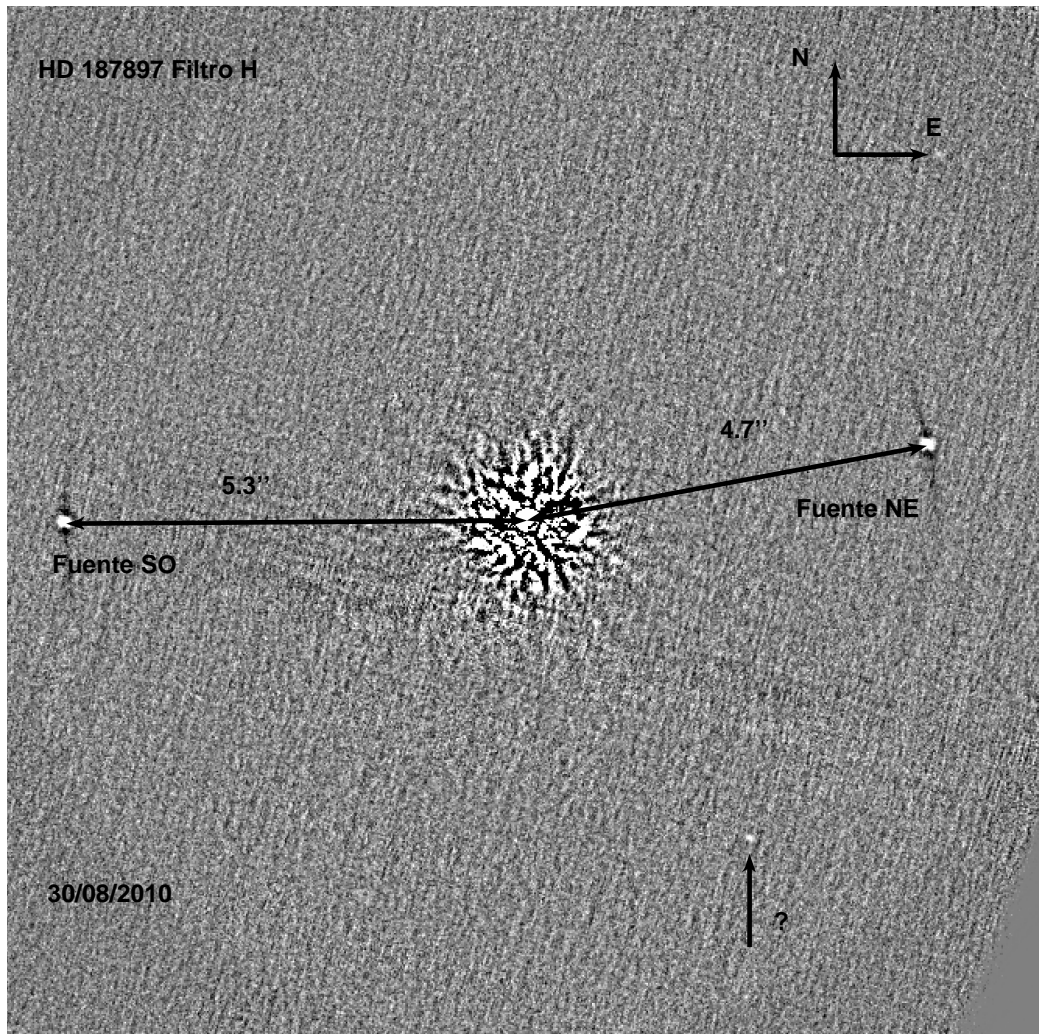
una distancia proyectada  $\sim 164$  UA. La fuente SO se encuentra a  $5.3''$  lo que equivale a  $\sim 187$  UA. Las imágenes de 2010 también mostraron la presencia de una posible tercera fuente más débil cuya relación  $S/N \sim 2.3$ . De acuerdo a las magnitudes instrumentales medidas, la fuente al Suroeste resulta algo más brillante que la fuente al Noreste siendo  $\Delta H = \Delta K_s \sim 0.1$ . Ambas resultan más brillantes en el filtro  $H$ .

Para HD 201219 se detectó una sola fuente a  $6.5''$  al Suroeste (Fuente SO) de la posición de la estrella lo que equivale a  $\sim 250$  UA. Los valores de magnitudes y cocientes  $S/N$  se dan en la Tabla B.2. En las Figuras B.3 y B.4 se indican las posiciones de la mencionada fuente en las imágenes en los filtros  $H$  y en  $K_s$ , respectivamente. En este caso (al igual que HD 187897), la fuente detectada también resulta más brillante en las imágenes del filtro  $H$ .

### **B.2.1. Certeza sobre la autenticidad de las fuentes detectadas**

Existen diversas maneras de confirmar que las fuentes detectadas en los campos de HD 187897 y HD 201219 son fuentes reales en el cielo y no efectos producidos por el instrumental o el telescopio o artificios originados por el proceso de reducción.

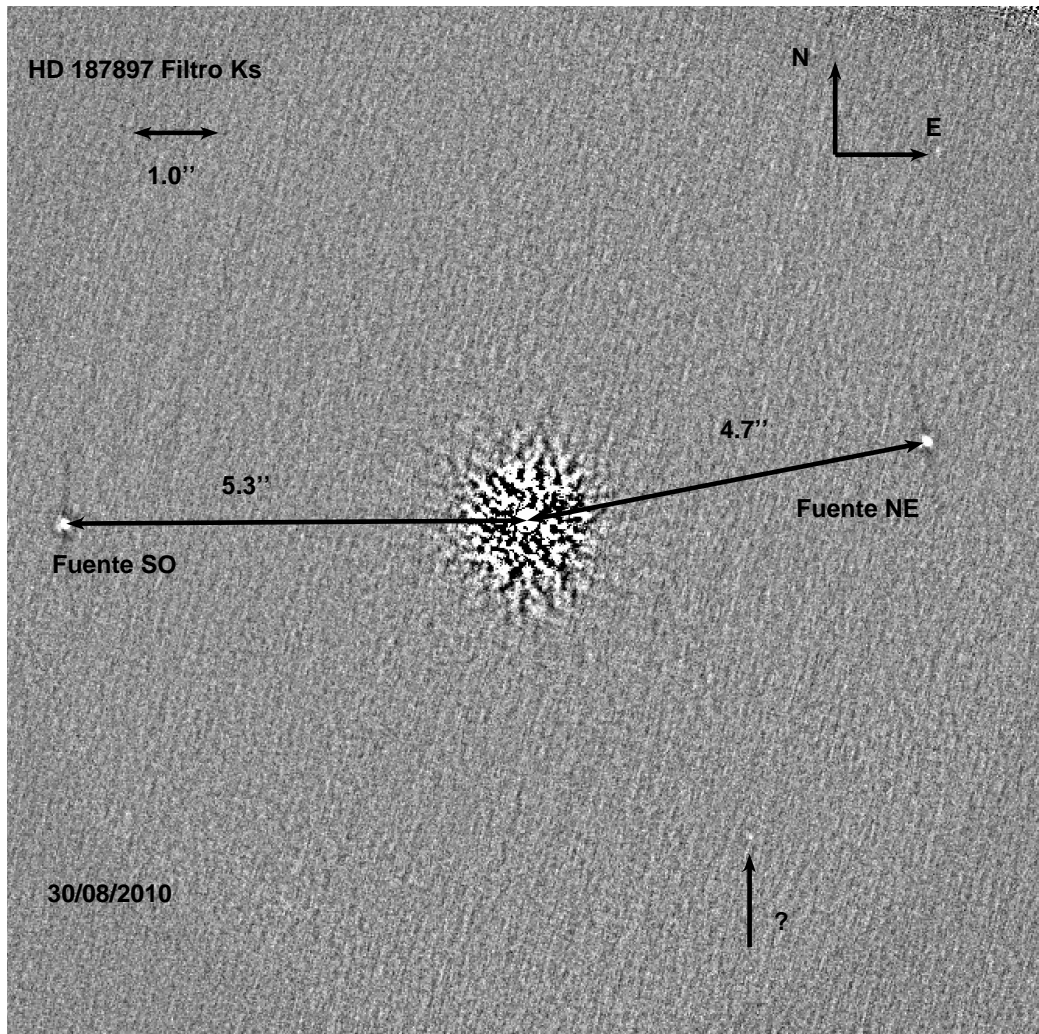
La primera proviene del hecho de que las fuentes son detectadas en posiciones similares respecto de la estrella central en las imágenes del filtro  $H$  y



**Fig. B.1:** Posiciones de las fuentes detectadas en la imagen en el filtro H para la estrella HD 187897. También se indica la posición de una tercera fuente más débil denotada con un signo “?”.

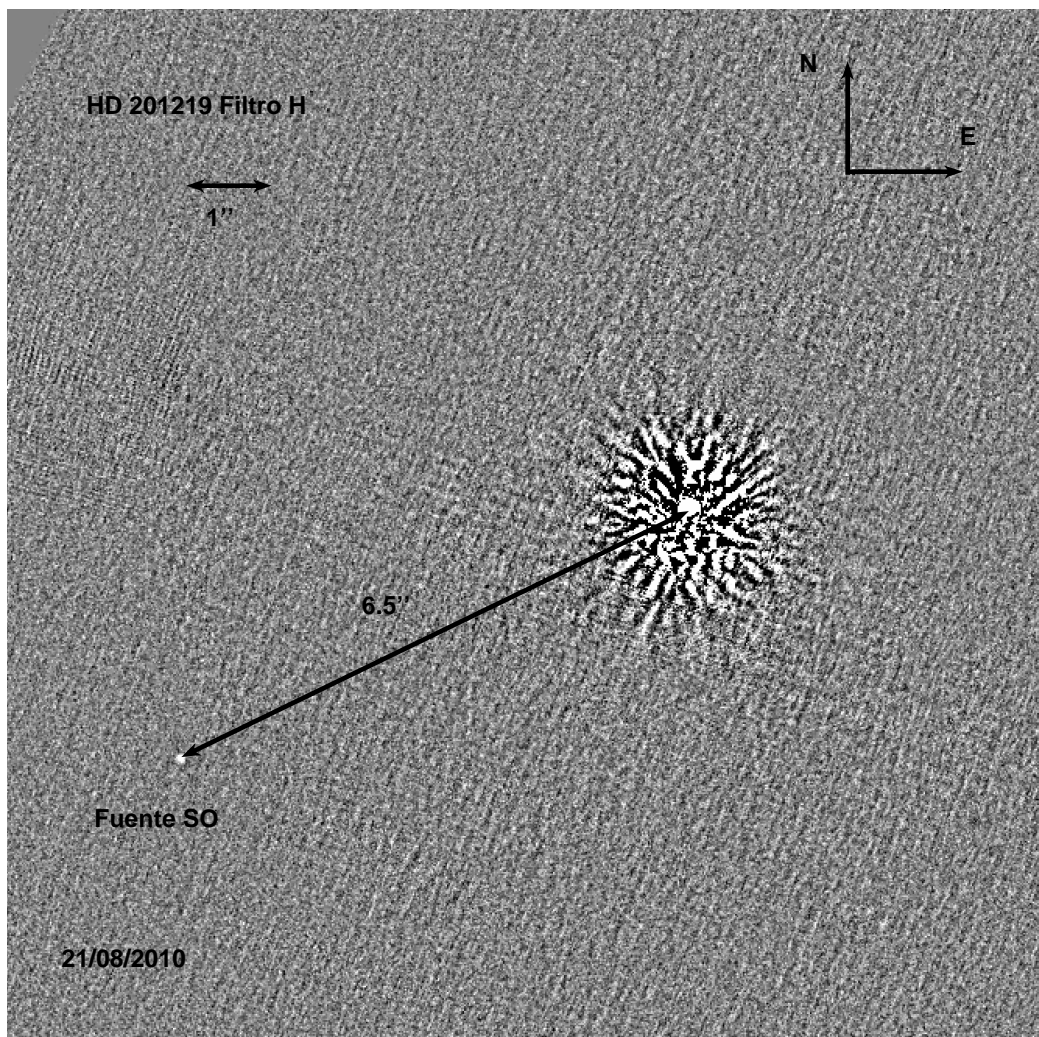
el filtro  $K_s$ . Cabría esperar que si estas fuentes fueran un efecto del instrumento podrían aparecer en las imágenes de uno de los filtros y no en el otro o por ejemplo, mostrarse en posiciones diferentes respecto de la estrella central.

Por otro lado, la técnica ADI provee una método propio para separar efectos instrumentales de fuentes reales del cielo: mientras que los efectos instrumentales aparecen en posiciones similares en las imágenes de una secuencia ADI, objetos reales en el cielo se muestran en posiciones ligeramente rotadas entre una y la siguiente imagen de la secuencia. Debido a que, las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897 y HD 201219 son lo suficientemente



**Fig. B.2:** Fuentes detectadas en las imagen de HD 187897 en el filtro  $K_s$ . Al igual que en la imagen en  $H$  se detecta la presencia de una tercera fuente más débil.

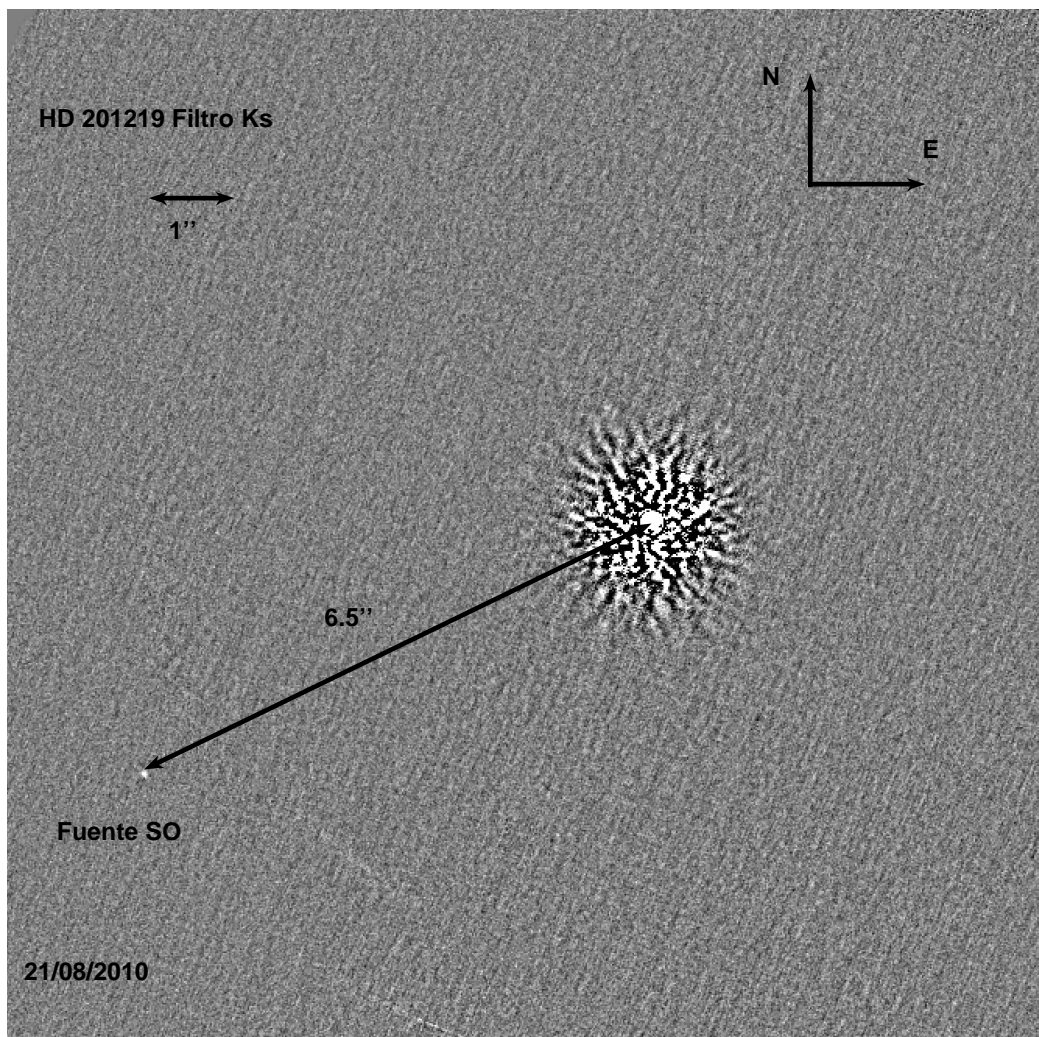
brillantes para aparecer en las imágenes individuales de sus respectivas secuencias ADI, es posible confirmar que aparecen con posiciones ligeramente rotadas. En la Figura B.5 se muestran la imagen 1 y la imagen 30 de la secuencia ADI en el filtro  $H$  para HD 187897. Se han elegido estas dos imágenes para que el efecto de la rotación sea más notorio. En la Figura B.5 se indican las posiciones de las fuentes detectadas y los desplazamientos que se producen debido a la rotación del campo. Por otro lado, se ha marcado la posición de un efecto producido por el instrumento que aparece en el mismo lugar en ambas imágenes.



**Fig. B.3:** Posición de la fuente detectada para la HD 201219 correspondiente a la imagen en el filtro H.

La confirmación final de que se trata de objetos reales en el cielo provino de imágenes obtenidas en el primer semestre de 2012 donde se identifican nuevamente estas mismas fuentes en posiciones similares en las que fueron detectadas en 2010. De esta manera se tiene certeza de que las fuentes son objetos reales en el cielo y no artificios o efectos introducidos por el instrumento o el proceso de reducción.

Luego de haber confirmado la autenticidad de las fuentes detectadas en las imágenes de 2010 se solicitaron nuevas observaciones para el primer semestre de 2012. El propósito de la nueva solicitud era el de confirmar si las fuentes detectadas se encontraban ligadas gravitacionalmente a sus respecti-

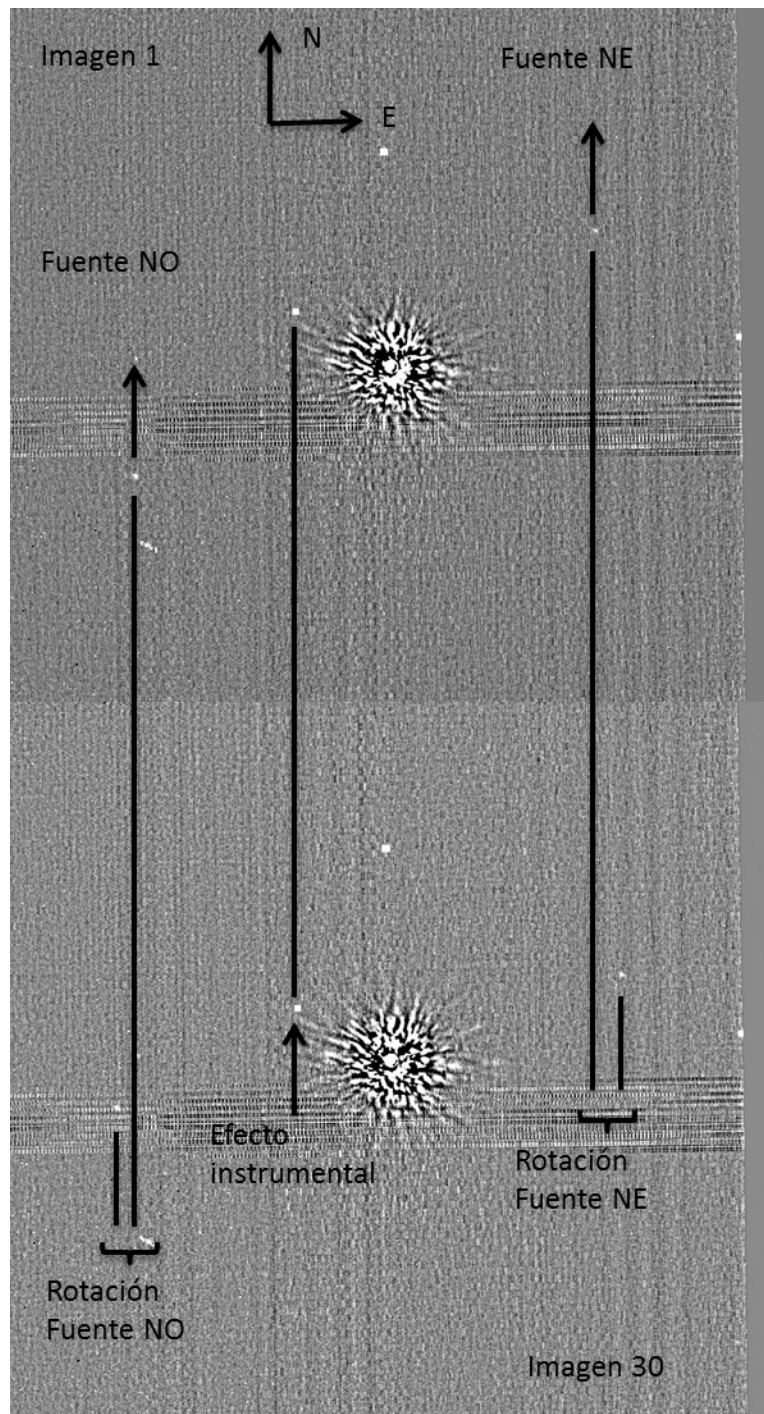


**Fig. B.4:** Imagen de HD 201219 correspondiente al filtro  $K_s$  donde se indica la posición de la fuente puntual detectada.

vas estrellas como se explica a continuación.

### **B.2.2. Análisis de los movimientos propios de las fuentes detectadas**

Para confirmar si las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897 y HD 201219 se encuentran ligadas gravitacionalmente a sus respectivas estrellas, se utilizarán los movimientos propios: si las fuentes están ligadas físicamente a sus correspondientes estrellas, deben compartir los mismos movimientos propios. Por lo tanto, los desplazamientos producidos por dichos movimientos propios en las posiciones de las fuentes y de las estrellas, entre



**Fig. B.5:** Imagen 1 e imagen 30 de la secuencia ADI en el filtro H de la estrella HD 187897. Las líneas indican las posiciones de las fuentes en ambas imágenes. El desplazamiento de las fuentes es producido por la rotación del campo. Por otro lado, los efectos instrumentales mantienen la misma posición en ambas imágenes de la secuencia.

las imágenes de primera y segunda época durante el intervalo que separa a éstas, deben ser iguales.

Para medir los movimientos propios de las fuentes detectadas y de las estrellas, se utilizaron nuevas imágenes solicitadas para el primer semestre de 2012. El modo de observación y la configuración instrumental fue idéntica a la utilizada en 2010. La única diferencia es que en el caso de HD 187897 se extendió la cantidad de imágenes de la secuencia ADI de 30 en 2010 a 48 en 2012. Por lo que las imágenes finales de HD 187897 tienen un tiempo de exposición mayor (respecto de las de 2010) de  $\sim 50$  minutos. La solicitud se realizó de esta manera para confirmar la presencia de la tercera fuente identificada en 2010.

En la Tabla B.3 se listan los movimientos propios de HD 187897 y HD 201219 de acuerdo al catálogo *Hipparcos*. Ambas estrellas tienen movimientos propios relativamente altos debido a su cercanía con el Sol. Este hecho combinado con la escala de  $0.018''/\text{pixel}$  de NICI permite que un intervalo de tiempo de 2 años entre las imágenes sea suficiente para medir los desplazamientos en las coordenadas  $x$  e  $y$  producidos por los movimientos propios.

**Tabla B.3:** *Movimientos propios de HD 187897 y HD 201219 tomados del catálogo Hipparcos*

Sistema	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ [mas/año]	$\mu_{\delta}$ [mas/año]
HD 187897	$132.8 \pm 0.7$	$66.8 \pm 0.8$
HD 201219	$191.7 \pm 1.3$	$-11.2 \pm 0.9$

De acuerdo al razonamiento planteado al inicio de esta sección el procedimiento a seguir sería: medir las posiciones de las fuentes y las estrellas en las imágenes de 2010 y 2012, calcular los desplazamientos para cada una y luego dividir por el intervalo de tiempo de 2 años para tener la estimación de movimientos propios y comparar los obtenidos para las estrellas con los obtenidos para sus respectivas fuentes.

Sin embargo, debido a la técnica observacional involucrada y al proceso

de reducción necesario para obtener las imágenes finales la posición de la estrella debajo de la máscara se utiliza como punto de referencia para rotar las imágenes de una secuencia ADI a una posición común. Por este motivo la estrella aparece en la misma posición en el centro de las imágenes obtenidas en 2010 y en 2012. Es decir, que la estrella no muestra ningún desplazamiento entre las imágenes de primera y segunda época. Esto es algo fácilmente apreciable en una simple inspección visual de las imágenes. Por otro lado, sí se puede notar que las fuentes presentan una variación en sus coordenadas (x ; y) de 2010 y 2012.

Debido a que la posición de la estrella ha sido fijada en el proceso de reducción, el razonamiento adoptado para determinar si las fuentes detectadas comparten movimientos propios con sus respectivas estrellas será distinto al planteado inicialmente: si las fuentes detectadas se encuentran ligadas a su correspondiente estrella cuya posición ha sido fijada, éstas deberían también mostrar posiciones similares (idealmente iguales) en las imágenes de 2010 y 2012. Si esto es así la pregunta que puede plantearse es entonces, ¿A qué se debe la variación en las coordenadas (x ; y) de 2010 y 2012 de las fuentes?

Imagínese por un momento, que las fuentes detectadas son objetos mucho más lejanos que la estrella considerada. Sus movimientos propios van a ser mucho más pequeños que los de la estrella en cuestión. Si las fuentes están lo suficientemente alejadas, es válido pensar que se encuentran fijas en el cielo y que por lo tanto, no tendrán ningún desplazamiento entre las imágenes de 2010 y 2012. Por otro lado, las estrellas, relativamente cercanas al Sol, tienen movimientos propios que producen un desplazamiento apreciable, pero su posición ha sido fijada. Asumiendo que, la hipótesis de que las estrellas se encuentran mucho más cercanas al Sol que las fuentes es correcta, lo que se ha hecho entonces es fijar la posición de un objeto cercano. El desplazamiento que se observa de las fuentes no sería más que el desplazamiento de objetos mucho más lejanos, que parecen moverse detrás de la estrella cercana cuya posición ha sido fijada. Es decir, el desplazamiento observado en las fuentes no sería más que el reflejo del movimiento propio de la estrella considerada



contra un fondo que es posible considerar fijo para objetos mucho más lejanos.

Si el razonamiento anterior es correcto, los desplazamientos observados de las fuentes deberían ser similares a los que podrían haberse esperado para HD 187897 y HD 201219 de acuerdo a los valores de movimientos propios dados en la Tabla B.3. Cuán similares resulten va a depender de que tan buena sea la aproximación de asumir que las fuentes se encuentren lo suficientemente alejadas como para considerarlas fijas.

Para estimar los desplazamientos a partir de las imágenes, se midieron las coordenadas  $(x_{2010} ; y_{2010})$  correspondientes a las imágenes de 2010 y las coordenadas  $(x_{2012} ; y_{2012})$  correspondientes a 2012. La determinación de las coordenadas se hizo mediante la tarea CENTER del paquete de reducción IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Esta tarea permite estimar la posición de las fuentes midiendo la distribución de flujo sobre la imagen. En las Tablas B.4 y B.5 se listan las coordenadas medidas para las dos fuentes identificadas en las imágenes de HD 187897. La Tabla B.4 corresponde a las coordenadas en el filtro  $H$  y la Tabla B.5 a las coordenadas medidas en el filtro  $K_s$ . Además, se dan las posiciones para la estrella central, y el desplazamiento  $\rho_{\text{Medido}}$  calculado a partir de las coordenadas medidas de acuerdo a:

$$\rho_{\text{Medido}} = \sqrt{(x_{2012} - x_{2010})^2 + (y_{2012} - y_{2010})^2}, \quad (\text{B.1.5})$$

donde  $(x_{2012} ; y_{2012})$  y  $(x_{2010} ; y_{2010})$  son las coordenadas (en pixeles) medidas en las imágenes 2012 y 2010, respectivamente.

Los desplazamientos  $\rho_{\text{Medido}}$  dados en las Tablas B.4 y B.5 para las fuentes de HD 187897 pueden compararse con el desplazamiento calculado ( $\rho_{\text{Calculado}}$ ) a partir de los movimientos propios de la Tabla B.3 los que pueden estimarse a partir de:

**Tabla B.4:** Coordenadas ( $x$  ;  $y$ ) y desplazamientos medidos en las imágenes de 2010 y 2012 correspondientes al filtro  $H$  para las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897

HD 187897 Filtro $H$			
	Fuente NE	Fuente NO	Estrella
( $x_{2010}$ ; $y_{2010}$ ) [pix]	(462.9±0.2 ; 769.4±0.2)	(512.6±0.2 ; 215.6±0.2)	(511.89±0.01 ; 512.10±0.01)
( $x_{2012}$ ; $y_{2012}$ ) [pix]	(472.0±0.3 ; 754.8±0.2)	(518.9±0.3 ; 199.5±0.2)	(511.71±0.01 ; 512.41±0.01)
$\rho_{\text{Medido}}$ [pix]	17	17	0

**Tabla B.5:** Coordenadas ( $x$  ;  $y$ ) y desplazamientos medidos en las imágenes de 2010 y 2012 correspondientes al filtro  $K_s$  para las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897

HD 187897 Filtro $K_s$			
	Fuente NE	Fuente NO	Estrella
( $x_{2010}$ ; $y_{2010}$ ) [pix]	(461.3±0.2 ; 768.9±0.3)	(514.4±0.2 ; 215.5±0.2)	(511.88±0.01 ; 512.17±0.01)
( $x_{2012}$ ; $y_{2012}$ ) [pix]	(472.1±0.3 ; 754.5±0.2)	(519.4±0.2 ; 200.0±0.3)	(511.69±0.01 ; 512.44±0.01)
$\rho_{\text{Medido}}$ [pix]	18	16	0

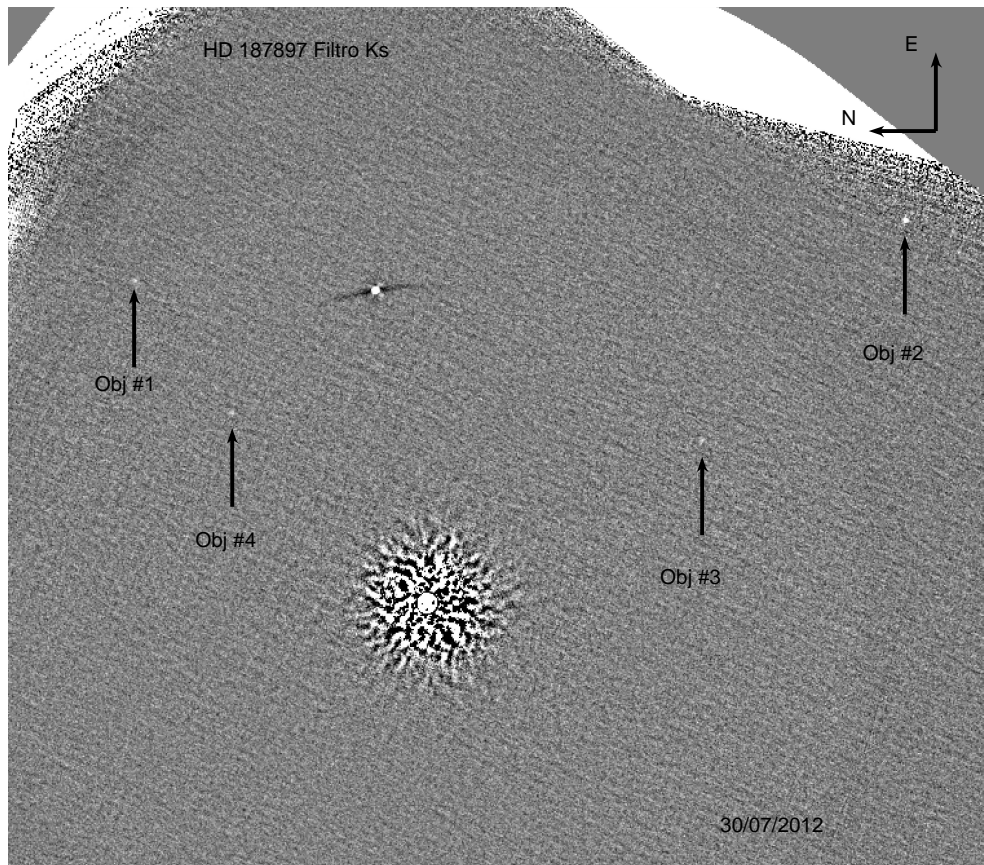
$$\rho_{\text{Calculado}} = \sqrt{\left(\frac{\Delta t}{\text{Escala}} \mu_{\alpha} \cos(\delta)\right)^2 + \left(\frac{\Delta t}{\text{Escala}} \mu_{\delta}\right)^2}, \quad (\text{B.1.6})$$

donde  $\Delta t$  es el intervalo de tiempo en años entre las imágenes de primera y segunda época (dos años en este caso), y Escala es la escala de NICI de 0.018"/pixel. En este caso el desplazamiento que debería observarse si la posición de HD 187897 no hubiera sido fijada es  $\rho_{\text{Calculado}} = 16$  pixeles. Este valor muestra un acuerdo muy bueno con los estimados ( $\rho_{\text{Medido}}$ ) a partir de las coordenadas medidas de las fuentes en las imágenes.

De acuerdo a este análisis las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897 se tratan de objetos de fondo más lejanos que la estrella que se encuentran proyectados en los campos obtenidos. Si bien existe cierta dispersión en los desplazamientos estimados en las Tablas B.4 y B.5 éstos son del orden de 1 pixel y como se mencionara anteriormente si las distancias a las

fuentes no fueran suficientemente grandes sus desplazamientos  $\rho_{\text{Medido}}$  resultarían más pequeños que  $\rho_{\text{Calculado}}$ . En el caso que estuvieran asociadas a la estrella sus  $\rho_{\text{Medidos}}$  serían cercanos a cero.

Dado que en las imágenes de HD 187897 se detectan otros objetos<sup>5</sup> más débiles, además de las fuentes mencionadas hasta aquí, es posible plantear otro método para establecer si las fuentes de interés se encuentran físicamente asociadas a sus respectivas estrellas. Este análisis adicional va a ayudar a verificar las conclusiones obtenidas antes, y a confirmar la validez del procedimiento utilizado.



**Fig. B.6:** Posiciones de otros cuatro objetos identificados en las imágenes de 2012 de HD 187897 en este caso correspondiente al filtro  $K_s$ .

<sup>5</sup>Cabe preguntarse si esas fuentes podrían ser planetas asociados a HD 187897. En vista de los resultados del análisis presentado aquí se descarta esa posibilidad.

En las imágenes de HD 187897 se identifican otros 4 objetos más débiles que las fuentes consideradas como potenciales compañeras a la estrella. En la Figura B.6 se indican las posiciones de estos objetos con los nombres adoptados. Estos objetos pueden asumirse en principio más alejados del Sol que la estrella y las fuentes de interés, lo suficiente como para considerar sus posiciones fijas en el cielo ya que tendrían movimientos propios pequeños en comparación. Debido a esta propiedad es posible utilizarlos como objetos de referencia para construir una transformación lineal que lleve las coordenadas de las imágenes obtenidas en 2010 a coordenadas de las imágenes de 2012. Es decir, utilizar las coordenadas  $(x_{2010} ; y_{2010})$  y  $(x_{2012} ; y_{2012})$  medidas de estos 4 objetos para obtener los coeficientes de las transformaciones:

$$x_{2012}^t = ax_{2010} + by_{2010} + c, \quad (\text{B.1.7})$$

$$y_{2012}^t = a'y_{2010} + b'x_{2010} + c', \quad (\text{B.1.8})$$

donde  $a, b, c$  y  $a', b', c'$  son los coeficientes a determinar y  $(x_{2012}^t ; y_{2012}^t)$  son las coordenadas 2010 transformadas a 2012. Obtenidos tales coeficientes es posible transformar las coordenadas 2010 de las fuentes de interés y de la estrella central a coordenadas 2012. Luego, dichas coordenadas 2010 transformadas a 2012 pueden ser comparadas con las coordenadas 2012 medidas de las imágenes. Una variación entre las coordenadas 2012 medidas y las coordenadas 2010 transformadas a 2012 será consecuencia del movimiento propio de las fuentes y de la estrella en cada caso.

En las Tablas B.6 y B.7 se listan las coordenadas medidas en 2010 y 2012 respectivamente, de los objetos identificados en las imágenes de HD 187897 que se utilizaran para calcular los coeficientes de las transformaciones (B.1.7) y (B.1.8).

El objeto # 2 sólo es visible en las imágenes del filtro  $K_s$  por lo que se usará solamente en la determinación de los coeficientes para las imágenes de

ese filtro. No obstante la cantidad de objetos disponibles para las imágenes en  $H$  es el mínimo necesario para calcular los coeficientes de transformación de estas imágenes. Puede verse que las coordenadas de los objetos a utilizar para la determinación de los coeficientes  $a, b, c$  y  $a', b', c'$  en las imágenes en  $H$  y en  $K_s$  son similares y es posible esperar que los coeficientes de transformación resulten similares para las imágenes de estos dos filtros. Los coeficientes  $a, b, c$  y  $a', b', c'$  resultantes se listan en la Tabla B.8.

**Tabla B.6:** Coordenadas ( $x_{2010} ; y_{2010}$ ) medidas para los 4 objetos detectados en las imágenes de HD 187897 que se utilizaron para calcular los coeficientes de las transformaciones (B.1.7) y (B.1.8). El objeto # 2 no es detectado en las imágenes del filtro  $H$

Objetos	Filtro $H$	Filtro $K_s$
Obj #1	(276.9±0.8 ; 776.3±1.0)	(274.9±0.3 ; 775.9±0.6)
Obj #2	(- ; -)	(869.9±0.6 ; 827.9±0.5)
Obj #3	(715.5±0.5 ; 655.4±0.5)	(714.9±0.6 ; 655.5±0.4)
Obj #4	(351.0±0.9 ; 674.5±0.6)	(350.3±0.7 ; 673.8±0.8)

**Tabla B.7:** Coordenadas ( $x_{2012} ; y_{2012}$ ) medidas para los 4 objetos detectados en las imágenes de HD 187897 que se utilizaron para calcular los coeficientes de las transformaciones (B.1.7) y (B.1.8). El objeto # 2 no es detectado en las imágenes del filtro  $H$

Objetos	Filtro $H$	Filtro $K_s$
Obj #1	(285.7±0.6 ; 762.0±0.8)	(285.9±0.9 ; 761.9±0.8)
Obj #2	(- ; -)	(881.8±0.4 ; 808.8±0.5)
Obj #3	(724.4±0.6 ; 638.4±0.7)	(724.1±0.7 ; 638.5±0.6)
Obj #4	(360.3±0.8 ; 659.0±1.0)	(361.1±0.8 ; 659.6±0.6)

Definidas las transformaciones (B.1.7) y (B.1.8) con los coeficientes de la Tabla B.8 se transformaron las coordenadas 2010 de las fuentes interés y de la estrella central a coordenadas 2012. La Tabla B.9 lista las coordenadas 2010 transformadas de las fuentes y de la estrella central denominadas ( $x_{2012}^t ;$

**Tabla B.8:** Coeficientes calculados para las transformaciones lineales B.1.7 y B.1.8

Coeficientes	Filtro H	Filtro $K_s$
a	1.0	1.0
b	0.0	0.0
c	13.8	-1.0
a'	1.0	1.0
b'	0.0	0.0
c'	-20.4	-8.0

$y_{2012}^t$ ) para ambos filtros. Luego, se calcularon las diferencias  $\Delta x = x_{2012} - x_{2012}^t$  y  $\Delta y = y_{2012} - y_{2012}^t$  entre las coordenadas medidas en 2012 y las coordenadas transformadas (aquellas con el superíndice t). Los valores de resultantes ( $\Delta x$  ;  $\Delta y$ ) se dan en la Tabla B.9.

**Tabla B.9:** Coordenadas transformadas y medidas para las fuentes de interés y la estrella central. También se listan los desplazamientos  $\Delta x = x_{2012} - x_{2012}^t$  y  $\Delta y = y_{2012} - y_{2012}^t$

	Coord. Transformadas H	Coord. Medidas	( $\Delta x$ ; $\Delta y$ )
	Filtro H		
Fuente SE	(471 ; 754)	(472 ; 755)	(1 ; 1)
Fuente NO	(524 ; 195)	(519 ; 199)	(-5 ; 4)
Estrella	(522 ; 495)	(512 ; 512)	(-10 ; 17)
	Filtro $K_s$		
Fuente SE	(472 ; 755)	(472 ; 754)	(0 ; -1)
Fuente NO	(517 ; 202)	(519 ; 200)	(-2 ; -2)
Estrella	(519 ; 497)	(512 ; 512)	(-7 ; 15)

De acuerdo a los valores de la Tabla B.9 los desplazamientos  $\Delta x$  ;  $\Delta y$  que resultan para las fuentes son más pequeños que los que se obtienen para la estrella central. Es decir, las fuentes sufren un desplazamiento menor que la estrella debido a sus movimientos propios. Esto muestra que los movimientos propios de la estrella y de las fuentes son distintos, en particular el movimien-

to propio de la estrella deber ser mayor que los de las fuentes para producir un desplazamiento mayor en el mismo intervalo de tiempo. De esta manera, se llega a la conclusión de que las fuentes se encuentran a una distancia mayor que la estrella y no comparten los mismos movimientos propios de ésta.

Los valores de los desplazamientos ( $\Delta x$  ;  $\Delta y$ ) de la estrella central concuerdan con lo esperado de acuerdo a los movimientos propios de la Tabla B.3. No sólo los valores concuerdan sino también los signos que ( $\Delta x$  ;  $\Delta y$ ) deben tener. Los valores de  $\mu_\alpha \cos \delta = 132.8 \pm 0.7$  [mas/año] y  $\mu_\delta = 66.8 \pm 0.8$  [mas/año] indican que la estrella se mueve hacia el este y hacia el norte. En las imágenes el este apunta hacia los valores crecientes de la coordenada  $y$ . Por otro lado, el norte se encuentra hacia los valores de  $x$  decrecientes. De acuerdo a esto la coordenada  $x_{2012}$  debe ser menor que la coordenada  $x_{2012}^t$  y la coordenada  $y_{2012}$  debe ser mayor que la coordenada  $y_{2012}^t$  resultando en que  $\Delta x < 0$  y  $\Delta y > 0$  tal como se observa. Como se ve, no sólo los valores de los desplazamientos muestran que éste es producido por el movimiento propio de la estrella sino también los signos de los mismos.

Hay que considerar que existen diferentes fuentes de variación en las coordenadas ( $x_{2012}^t$  ;  $y_{2012}^t$ ) transformadas en este procedimiento. El primer origen de una incerteza es que se ha asumido que las fuentes utilizadas para calcular la transformación se encuentran lo suficientemente alejadas como para considerarlas fijas lo cual puede ser una buena aproximación (como se desprende del hecho de que los desplazamientos ( $\Delta x$  ;  $\Delta y$ ) concuerden con los esperados para el movimiento propio) pero que no es estrictamente cierta.

Las fuentes tienen además un movimiento propio que no tiene por qué ser nulo ni el mismo para ambas (aunque este análisis muestra que es pequeño en comparación con el de la estrella), por lo tanto podría esperarse alguna diferencia entre las coordenadas 2010 transformadas a 2012 y las coordenadas 2012 medidas. Puede verse que la variación en las coordenadas de la Fuente SO es mayor que la variación de la Fuente NE lo que puede deberse a dos razones: o la fuente al SO tiene movimientos propios mayores a que la fuente

NE o por otro lado, puede deberse a que los objetos utilizados para calcular los coeficientes de transformación se encuentran más próximos a la posición de la fuente NE que de la fuente SO dando una transformación de coordenadas más precisa para la fuente NE. Una última fuente de error proviene de la determinación de las posiciones de los objetos en las imágenes, las cuales resultan más imprecisas en las imágenes del filtro  $H$  que en las del filtro  $K_s$ . Sin embargo, a pesar de estas fuentes de error el análisis muestra resultados coherentes en cuanto a los valores de desplazamientos medidos y esperados a partir de los movimientos propios de la estrella como así también en las direcciones de los mismos.

Este análisis alternativo lleva a la mismas conclusiones que se obtuvieron antes: las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897 son objetos de fondo proyectados en el campo que no se encuentran asociadas gravitacionalmente a la estrella. Además da confiabilidad al análisis inicial donde la posición de la estrella se encontraba fija pero también brinda un punto de vista alternativo a dicho análisis. Si en lugar de fijar la posición de la estrella central durante el procedimiento de reducción se hubieran fijado las posiciones de estrellas de fondo (algo que no siempre sería posible ya que en un campo pequeño como el de NICI no es probable encontrar suficientes objetos de fondo) al pasar de las imágenes 2010 a las imágenes 2012 se hubiera visto el desplazamiento de la estrella central producido por su movimiento propio.

Establecida la validez del análisis con la estrella fija en las imágenes de diferentes épocas se procede a aplicarlo ahora para la fuente detectada hacia el SO en las imágenes obtenidas para HD 201219. En la Tabla B.10 se dan las coordenadas  $(x_{2010} ; y_{2010})$  medidas en las imágenes de 2010 y las coordenadas  $(x_{2012} ; y_{2012})$  medidas en las imágenes de 2012. Utilizando estas coordenadas medidas se calcularon los desplazamientos en  $x$  y en  $y$ :

$$\Delta x_{\text{Medido}} = x_{2012} - x_{2010} \quad (\text{B.1.9})$$

$$\Delta y_{\text{Medido}} = y_{2012} - y_{2010}. \quad (\text{B.1.10})$$



Estos desplazamientos pueden compararse con los calculados a partir del movimiento propio de la estrella dados en la Tabla B.3. Los desplazamientos calculados de esa manera se obtienen de:

$$\Delta x_{\text{Calculado}} = \frac{\mu_{\delta} \Delta t}{\text{Escala}} \quad (\text{B.1.11})$$

$$\Delta y_{\text{Calculado}} = \frac{\mu_{\alpha} \cos(\delta) \Delta t}{\text{Escala}}, \quad (\text{B.1.12})$$

donde  $\Delta t$  es el intervalo de tiempo (en años) entre las imágenes de 2012 y 2010 y Escala es la escala de NICI de 0.018 ["/año]. Tanto los desplazamientos calculados como los medidos se dan en la Tabla B.10.

**Tabla B.10:** *Coordenadas  $(x_{2010} ; y_{2010})$  y coordenadas  $(x_{2012} ; y_{2012})$  medidas en las imágenes del filtro H y el filtro  $K_s$  para la fuente detectada en las imágenes de HD 201219. También se dan las diferencias  $(\Delta x ; \Delta y)$  medidas a partir de las coordenadas de la fuente en las imágenes y las calculadas a partir del movimiento propio de HD 201219*

	Filtro H	Filtro $K_s$
$(x_{2010} ; y_{2010})$	$(670.6 \pm 0.6 ; 185.7 \pm 0.7)$	$(672.6 \pm 0.6 ; 186.4 \pm 0.9)$
$(x_{2012} ; y_{2012})$	$(668.6 \pm 0.6 ; 163.2 \pm 0.7)$	$(668.9 \pm 0.6 ; 163.7 \pm 0.6)$
$(\Delta x ; \Delta y)_{\text{Medido}}$	$(-2.0 ; -22.5)$	$(-3.7 ; -22.7)$
$(\Delta x ; \Delta y)_{\text{Calculado}}$	$(-1.2 ; 21.3)$	

En general, puede verse un acuerdo muy bueno entre los desplazamientos estimados a partir de las coordenadas medidas y los esperados a partir del movimiento propio de HD 201219. La diferencia más grande entre el desplazamiento medido y el calculado a partir del movimiento propio aparece en la coordenada x para las imágenes del filtro  $K_s$  de  $\sim 2$  pixeles. Esto lleva a la conclusión de que la fuente detectada en las imágenes de HD 201219 se trata sólo de un objeto más lejano proyectado en el campo. Hay que tener en cuenta

que los desplazamientos estimados a partir de las coordenadas medidas y el movimiento propio sólo serán idénticos en el caso de que la fuente estuviera infinitamente lejos respecto de la estrella. Si esto no es así, la fuente puede tener un movimiento propio apreciable lo cual aparta su desplazamiento de lo que debería tener si fuera un objeto fijo en el cielo infinitamente lejano.

Como última comprobación de que la fuente se trata de un objeto de fondo pueden analizarse los signos de los desplazamientos. Dados los valores de  $\mu_{\delta}\cos\delta = 191.7$  [mas/año] y  $\mu_{\alpha} = -11.2$  [mas/año] se deduce que la estrella se desplaza hacia el sur y hacia el este. Esto corresponde a un desplazamiento hacia valores más pequeños de  $x$  (dirección norte-sur) y hacia valores mayores de  $y$  (dirección este-oeste). Los valores de  $x$  crecen hacia el sur por lo que la diferencia  $\Delta x = x_{2012} - x_{2010}$  debería ser positiva. La coordenada  $y$  crece hacia el este por lo que  $\Delta y = y_{2012} - y_{2010}$  resulta también positiva. No obstante, los desplazamientos calculados en la Tabla B.10 resultan negativos ambos. Esto no es más que una consecuencia de haber fijado la posición de la estrella de esta manera, los objetos de fondo muestran un desplazamiento exactamente opuesto al esperado para la estrella lo que demuestra que los desplazamientos observados en la fuente detectada en las imágenes de HD 201219 se debe al movimiento propio de la estrella y al haber fijado su posición.

En síntesis, los análisis basados en los movimientos propios de las estrellas y de las fuentes detectadas en las imágenes de HD 187897 y HD 201219 muestran que dichas fuentes son sólo objetos de fondo (más lejanos) que se encuentran proyectados en el campo pero que no están ligados gravitacionalmente a ninguna de las estrellas.

## ***Bibliografia***

- Absil, O., di Folco, E., Mérand, A., et al. 2008, *A&Ap*, 487, 1041
- Aitken, D. K., Moore, T. J. T., Roche, P. F., Smith, C. H., & Wright, C. M. 1993, *MNRAS*, 265, L41
- Apai, D., Janson, M., Moro-Martín, A., et al. 2008, *ApJ*, 672, 1196
- Armitage, P. J., Clarke, C. J., & Palla, F. 2003, *MNRAS*, 342, 1139
- Artigau, É., Biller, B. A., Wahhaj, Z., et al. 2008, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7014, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Artymowicz, P. & Lubow, S. H. 1994, *ApJ*, 421, 651
- Augereau, J. C., Lagrange, A. M., Mouillet, D., & Ménard, F. 1999, *A&Ap*, 350, L51
- Augereau, J. C., Nelson, R. P., Lagrange, A. M., Papaloizou, J. C. B., & Mouillet, D. 2001, *A&Ap*, 370, 447
- Aumann, H. H., Beichman, C. A., Gillett, F. C., et al. 1984, *ApJL*, 278, L23
- Backman, D. E. & Paresce, F. 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. E. H. Levy & J. I. Lunine, 1253–1304
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *A&Ap*, 402, 701
- Bastien, P. 1987, *ApJ*, 317, 231

- Bastien, P. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 97, *Polarimetry of the Interstellar Medium*, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet, 297
- Bastien, P. & Landstreet, J. D. 1979, *ApJL*, 229, L137
- Beckwith, S. V. W., Sargent, A. I., Chini, R. S., & Guesten, R. 1990, *AJ*, 99, 924
- Beichman, C. A., Bryden, G., Gautier, T. N., et al. 2005a, *ApJ*, 626, 1061
- Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., et al. 2005b, *ApJ*, 622, 1160
- Beichman, C. A., Bryden, G., Stapelfeldt, K. R., et al. 2006a, *ApJ*, 652, 1674
- Beichman, C. A., Tanner, A., Bryden, G., et al. 2006b, *ApJ*, 639, 1166
- Biller, B. A., Close, L. M., Masciadri, E., et al. 2007, *ApJS*, 173, 143
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2010, *ApJL*, 720, L82
- Blum, J. & Wurm, G. 2008, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 46, 21
- Bonavita, M. & Desidera, S. 2007, *A&Ap*, 468, 721
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Boss, A. P. 1998, *ApJ*, 503, 923
- Boss, A. P. 2006, *ApJ*, 641, 1148
- Bouwman, J., Meeus, G., de Koter, A., et al. 2001, *A&Ap*, 375, 950
- Brandeker, A., Liseau, R., Olofsson, G., & Fridlund, M. 2004, *A&Ap*, 413, 681
- Bruhweiler, F., Smith, B., Miskey, C., et al. 1997, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 29, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 1285
- Bryden, G., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., et al. 2009, *ApJ*, 705, 1226
- Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., et al. 2006, *ApJ*, 636, 1098

- Bryden, G., Chen, X., Lin, D. N. C., Nelson, R. P., & Papaloizou, J. C. B. 1999, *ApJ*, 514, 344
- Burns, J. A., Lamy, P. L., & Soter, S. 1979, *Icarus*, 40, 1
- Burrows, C. J., Stapelfeldt, K. R., Watson, A. M., et al. 1996, *ApJ*, 473, 437
- Butler, R. P. & Marcy, G. W. 1996, *ApJL*, 464, L153
- Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ*, 646, 505
- Carpenter, J. M., Bouwman, J., Mamajek, E. E., et al. 2009, *ApJS*, 181, 197
- Carpenter, J. M., Bouwman, J., Silverstone, M. D., et al. 2008, *ApJS*, 179, 423
- Carpenter, J. M., Mamajek, E. E., Hillenbrand, L. A., & Meyer, M. R. 2006, *ApJL*, 651, L49
- Carpenter, J. M., Wolf, S., Schreyer, K., Launhardt, R., & Henning, T. 2005, *AJ*, 129, 1049
- Chavero, C., Gómez, M., Whitney, B. A., & Saffe, C. 2006, *A&Ap*, 452, 921
- Chen, C. H., Li, A., Bohac, C., et al. 2007, *ApJ*, 666, 466
- Chen, C. H., Sargent, B. A., Bohac, C., et al. 2006, *ApJS*, 166, 351
- Chen, C. H., Sheehan, P., Watson, D. M., Manoj, P., & Najita, J. R. 2009, *ApJ*, 701, 1367
- Chiang, E. & Youdin, A. N. 2010, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 38, 493
- Chiang, E. I. & Goldreich, P. 1999, *ApJ*, 519, 279
- Chihara, H., Koike, C., Tsuchiyama, A., Tachibana, S., & Sakamoto, D. 2002, *A&Ap*, 391, 267
- Cieza, L. A., Padgett, D. L., Allen, L. E., et al. 2009, *ApJL*, 696, L84
- Clampin, M., Krist, J. E., Ardila, D. R., et al. 2003, *AJ*, 126, 385

- D' Alessio, P., Calvet, N., Hartmann, L., Lizano, S., & Cantó, J. 1999, *ApJ*, 527, 893
- Dent, W. R. F., Greaves, J. S., & Coulson, I. M. 2005, *MNRAS*, 359, 663
- Desidera, S. & Barbieri, M. 2007, *A&Ap*, 462, 345
- Dodson-Robinson, S. E., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., & Bryden, G. 2011, *AJ*, 141, 11
- Dominik, C., Blum, J., Cuzzi, J. N., & Wurm, G. 2007, *Protostars and Planets V*, 783
- Dominik, C. & Decin, G. 2003, *ApJ*, 598, 626
- Dorschner, J., Begemann, B., Henning, T., Jaeger, C., & Mutschke, H. 1995, *A&Ap*, 300, 503
- Draine, B. T. 2003, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 41, 241
- Draine, B. T. & Lee, H. M. 1984a, *ApJ*, 285, 89
- Draine, B. T. & Lee, H. M. 1984b, *ApJ*, 285, 89
- Dullemond, C. P. & Dominik, C. 2005, *A&Ap*, 434, 971
- Dullemond, C. P. & Monnier, J. D. 2010, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 48, 205
- Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, *A&Ap*, 248, 485
- Eggenberger, P., Charbonnel, C., Talon, S., et al. 2004, *A&Ap*, 417, 235
- Fabian, D., Jäger, C., Henning, T., Dorschner, J., & Mutschke, H. 2000, *A&Ap*, 364, 282
- Fitzgerald, M. P., Kalas, P. G., Duchêne, G., Pinte, C., & Graham, J. R. 2007, *ApJ*, 670, 536
- Fixsen, D. J. & Dwek, E. 2002, *ApJ*, 578, 1009

- Fortier, A. 2009, Tesis para obtener el grado de doctor en astronomía, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de la Plata, Argentina
- Furlan, E., Hartmann, L., Calvet, N., et al. 2006, *ApJS*, 165, 568
- Furlan, E., Watson, D. M., McClure, M. K., et al. 2009, *ApJ*, 703, 1964
- Gil-Hutton, R. & Benavidez, P. 2003, *MNRAS*, 345, 97
- Gledhill, T. M., Scarrott, S. M., & Wolstencroft, R. D. 1991, *MNRAS*, 252, 50P
- Gor'kavyi, N. N., Ozernoy, L. M., Mather, J. C., & Taidakova, T. 1997, *ApJ*, 488, 268
- Graham, J. R., Kalas, P. G., & Matthews, B. C. 2007, *ApJ*, 654, 595
- Greaves, J. S., Coulson, I. M., & Holland, W. S. 2000, *MNRAS*, 312, L1
- Greaves, J. S., Holland, W. S., Wyatt, M. C., et al. 2005, *ApJL*, 619, L187
- Greenberg, J. M. 1998, *A&Ap*, 330, 375
- Grether, D. & Lineweaver, C. H. 2006, *ApJ*, 640, 1051
- Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *ApJL*, 553, L153
- Heap, S. R., Lindler, D. J., Lanz, T. M., et al. 2000, *ApJ*, 539, 435
- Henning, T. 2010, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 48, 21
- Hernandez, C. E., Budine, P. W., Parker, D. C., & Beish, J. D. 1997, *Strolling Astronomer*, 39, 97
- Hernández, J., Hartmann, L., Megeath, T., et al. 2007, *ApJ*, 662, 1067
- Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M., Kim, J. S., et al. 2008, *ApJ*, 677, 630
- Hillenbrand, L. A., Strom, S. E., Calvet, N., et al. 1998, *AJ*, 116, 1816
- Holman, M. J. & Wiegert, P. A. 1999, *AJ*, 117, 621
- Honda, M., Kataza, H., Okamoto, Y. K., et al. 2004, *ApJL*, 610, L49

- Honda, M., Kataza, H., Okamoto, Y. K., et al. 2003, *ApJL*, 585, L59
- Jensen, E. L. N., Mathieu, R. D., & Fuller, G. A. 1996, *ApJ*, 458, 312
- Jewitt, D. & Luu, J. 1993, *Nature*, 362, 730
- Jourdain de Muizon, M., Laureijs, R. J., Dominik, C., et al. 1999, *A&Ap*, 350, 875
- Jura, M., Chen, C. H., Furlan, E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 453
- Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kalas, P., Graham, J. R., & Clampin, M. 2005, *Nature*, 435, 1067
- Kalas, P., Graham, J. R., Clampin, M. C., & Fitzgerald, M. P. 2006, *ApJL*, 637, L57
- Kalas, P., Liu, M. C., & Matthews, B. C. 2004, *Science*, 303, 1990
- Kelsall, T., Weiland, J. L., Franz, B. A., et al. 1998, *ApJ*, 508, 44
- Kemper, F., Vriend, W. J., & Tielens, A. G. G. M. 2004, *ApJ*, 609, 826
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2002a, *AJ*, 123, 1757
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2002b, *ApJL*, 577, L35
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2004a, *AJ*, 127, 513
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2004b, *ApJL*, 602, L133
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2008, *ApJS*, 179, 451
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1987, *ApJ*, 323, 714
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
- Kenyon, S. J. & Luu, J. X. 1999a, *AJ*, 118, 1101
- Kenyon, S. J. & Luu, J. X. 1999b, *ApJ*, 526, 465
- Kessler-Silacci, J., Augereau, J.-C., Dullemond, C. P., et al. 2006, *ApJ*, 639, 275



- Kim, J. S., Hines, D. C., Backman, D. E., et al. 2005, *ApJ*, 632, 659
- Kim, K. H., Watson, D. M., Manoj, P., et al. 2009, *ApJ*, 700, 1017
- Kirkpatrick, J. D. 2005, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 43, 195
- Kley, W. 2000, in *IAU Symposium*, Vol. 200, *IAU Symposium*, 211P
- Kley, W. & Nelson, R. P. 2008, *A&Ap*, 486, 617
- Koike, C., Chihara, H., Tsuchiyama, A., et al. 2003, *A&Ap*, 399, 1101
- Kóspál, Á., Ardila, D. R., Moór, A., & Ábrahám, P. 2009, *ApJL*, 700, L73
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Hillenbrand, L. A., & Martinache, F. 2012, *ApJ*, 745, 19
- Krist, J. E., Stapelfeldt, K. R., Bryden, G., & Plavchan, P. 2012, *AJ*, 144, 45
- Krist, J. E., Stapelfeldt, K. R., Bryden, G., et al. 2010, *AJ*, 140, 1051
- Krist, J. E., Stapelfeldt, K. R., & Watson, A. M. 2002, *ApJ*, 570, 785
- Krivov, A. V., Mann, I., & Krivova, N. A. 2000, *A&Ap*, 362, 1127
- Krivova, N. A., Krivov, A. V., & Mann, I. 2000, *ApJ*, 539, 424
- Lada, C. J. & Kylafis, N. D., eds. 1999, *The Origin of Stars and Planetary Systems*
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007, *ApJ*, 670, 1367
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2010, *ApJ*, 719, 497
- Lagrange, A.-M., Backman, D. E., & Artymowicz, P. 2000, *Protostars and Planets IV*, 639
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *A&Ap*, 493, L21
- Laor, A. & Draine, B. T. 1993, *ApJ*, 402, 441
- Lawler, S. M., Beichman, C. A., Bryden, G., et al. 2009, *ApJ*, 705, 89
- Leconte, J., Soummer, R., Hinkley, S., et al. 2010a, *ApJ*, 716, 1551

- Leconte, J., Soummer, R., Hinkley, S., et al. 2010b, *ApJ*, 716, 1551
- Li, D., Telesco, C. M., & Wright, C. M. 2012, *ApJ*, 759, 81
- Liseau, R., Eiroa, C., Fedele, D., et al. 2010, *A&Ap*, 518, L132
- Liu, M. C. 2004, *Science*, 305, 1442
- Liu, M. C., Wahhaj, Z., Biller, B. A., et al. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7736, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*
- Lovis, C., Mayor, M., Pepe, F., et al. 2006, *Nature*, 441, 305
- Luu, J. X. & Jewitt, D. C. 2002, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 40, 63
- Maldonado, J., Eiroa, C., Villaver, E., Montesinos, B., & Mora, A. 2012, *A&Ap*, 541, A40
- Maness, H. L., Fitzgerald, M. P., Paladini, R., et al. 2008, *ApJL*, 686, L25
- Mannings, V. & Barlow, M. J. 1998, *ApJ*, 497, 330
- Manset, N. & Bastien, P. 1995, *PASP*, 107, 483
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Marzari, F. & Scholl, H. 2000, *ApJ*, 543, 328
- Marzari, F., Thébault, P., & Scholl, H. 2008, *ApJ*, 681, 1599
- Mathieu, R. D., Ghez, A. M., Jensen, E. L. N., & Simon, M. 2000, *Protostars and Planets IV*, 703
- Mayer, L., Quinn, T., Wadsley, J., & Stadel, J. 2002, *Science*, 298, 1756
- Mayor, M., Udry, S., Naef, D., et al. 2004, *A&Ap*, 415, 391
- McClure, M. K., Furlan, E., Manoj, P., et al. 2010, *ApJS*, 188, 75
- Menard, F. & Bastien, P. 1992, *AJ*, 103, 564

- Meyer, M. R., Backman, D. E., Weinberger, A. J., & Wyatt, M. C. 2007, *Protostars and Planets V*, 573
- Meyer, M. R., Hillenbrand, L. A., Backman, D. E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 422
- Min, M., Dominik, C., Hovenier, J. W., de Koter, A., & Waters, L. B. F. M. 2006, *A&Ap*, 445, 1005
- Moór, A., Ábrahám, P., Juhász, A., et al. 2011, *ApJL*, 740, L7
- Moro-Martín, A., Carpenter, J. M., Meyer, M. R., et al. 2007, *ApJ*, 658, 1312
- Moro-Martín, A. & Malhotra, R. 2002, *AJ*, 124, 2305
- Moro-Martín, A., Malhotra, R., Bryden, G., et al. 2010, *ApJ*, 717, 1123
- Moro-Martín, A., Wolf, S., & Malhotra, R. 2005, *ApJ*, 621, 1079
- Mugrauer, M., Neuhäuser, R., & Mazeh, T. 2007, *A&Ap*, 469, 755
- Nagasawa, M., Thommes, E. W., Kenyon, S. J., Bromley, B. C., & Lin, D. N. C. 2007, *Protostars and Planets V*, 639
- Nielsen, E. L., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2012, *ApJ*, 750, 53
- Nilsson, R., Liseau, R., Brandeker, A., et al. 2010, *A&Ap*, 518, A40
- Olofsson, J., Juhász, A., Henning, T., et al. 2012, *A&Ap*, 547, C1
- Orsatti, A. M., Feinstein, C., Vergne, M. M., Martínez, R. E., & Vega, E. I. 2010, *A&Ap*, 513, A75
- Osterloh, M. & Beckwith, S. V. W. 1995, *ApJ*, 439, 288
- Oudmaijer, R. D., van der Veen, W. E. C. J., Waters, L. B. F. M., et al. 1992, *A&AS*, 96, 625
- Ozernoy, L. M., Gorkavyi, N. N., Mather, J. C., & Taidakova, T. A. 2000, *ApJL*, 537, L147
- Padgett, D. L., Brandner, W., Stapelfeldt, K. R., et al. 1999, *AJ*, 117, 1490
- Plavchan, P., Jura, M., & Lipsky, S. J. 2005, *ApJ*, 631, 1161

- Poffo, D. A. 2012, Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía, FaMAF, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina
- Pollack, J. B., Hollenbach, D., Beckwith, S., et al. 1994, *ApJ*, 421, 615
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Potter, D. E. 2003, PhD thesis, University of Hawaií, EE.UU.
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, *Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing*
- Rafikov, R. R. 2005, *ApJL*, 621, L69
- Raghavan, D., Henry, T. J., Mason, B. D., et al. 2006, *ApJ*, 646, 523
- Reach, W. T., Morris, P., Boulanger, F., & Okumura, K. 2003, *Icarus*, 164, 384
- Rhee, J. H., Song, I., Zuckerman, B., & McElwain, M. 2007, *ApJ*, 660, 1556
- Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., et al. 2005, *ApJ*, 620, 1010
- Roccatagliata, V., Henning, T., Wolf, S., et al. 2009, *A&Ap*, 497, 409
- Rodriguez, D. R. & Zuckerman, B. 2012, *ApJ*, 745, 147
- Roell, T., Neuhäuser, R., Seifahrt, A., & Mugrauer, M. 2012, *A&Ap*, 542, A92
- Sargent, B., Forrest, W. J., D'Álessio, P., et al. 2006, *ApJ*, 645, 395
- Sargent, B. A., Forrest, W. J., Tayrien, C., et al. 2009, *ApJS*, 182, 477
- Schneider, G., Silverstone, M. D., & Hines, D. C. 2005, *ApJL*, 629, L117
- Schneider, G., Silverstone, M. D., Hines, D. C., et al. 2006, *ApJ*, 650, 414
- Schneider, G., Smith, B. A., Becklin, E. E., et al. 1999, *ApJL*, 513, L127
- Schütz, O., Bönhardt, H., Pantin, E., et al. 2004, *A&Ap*, 424, 613
- Seager, S. & Deming, D. 2010, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 48, 631
- Serkowski, K. 1969, *ApJL*, 156, L55

- Serkowski, K., Mathewson, D. S., & Ford, V. L. 1975, *ApJ*, 196, 261
- Sheret, I., Dent, W. R. F., & Wyatt, M. C. 2004, *MNRAS*, 348, 1282
- Shoemaker, E. M. 1983, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 11, 461
- Sicilia-Aguilar, A., Hartmann, L. W., Watson, D., et al. 2007, *ApJ*, 659, 1637
- Silverstone, M. D., Meyer, M. R., Mamajek, E. E., et al. 2006, *ApJ*, 639, 1138
- Simmons, J. F. L. 1982, *MNRAS*, 200, 91
- Simon, A. 2010, Master thesis in physics, University of Montreal, Canada
- Smith, B. A. & Terrile, R. J. 1984, *Science*, 226, 1421
- Spitzer, W. G. & Kleinman, D. A. 1960, *Physical Review*, 121, 1324
- Stapelfeldt, K., Krist, J., Bryden, G., & Chen, C. 2007, in *In the Spirit of Bernard Lyot: The Direct Detection of Planets and Circumstellar Disks in the 21st Century*, 47
- Strom, K. M., Strom, S. E., Edwards, S., Cabrit, S., & Skrutskie, M. F. 1989, *AJ*, 97, 1451
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Malhotra, R., et al. 2013, *ApJ*, 763, 118
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stapelfeldt, K. R., et al. 2009, *ApJ*, 705, 314
- Takeuchi, T. & Artymowicz, P. 2001, *ApJ*, 557, 990
- Takeuchi, T., Miyama, S. M., & Lin, D. N. C. 1996, *ApJ*, 460, 832
- Telesco, C. M., Fisher, R. S., Piña, R. K., et al. 2000, *ApJ*, 530, 329
- Thi, W. F., Blake, G. A., van Dishoeck, E. F., et al. 2001, *Nature*, 409, 60
- Trilling, D. E., Bryden, G., Beichman, C. A., et al. 2008, *ApJ*, 674, 1086
- Trilling, D. E., Stansberry, J. A., Stapelfeldt, K. R., et al. 2007, *ApJ*, 658, 1289
- van Boekel, R., Min, M., Waters, L. B. F. M., et al. 2005, *A&Ap*, 437, 189

- van Leeuwen, F. 2007, *A&Ap*, 474, 653
- Vardanian, R. A. 1964, *Soobshcheniya Byurakanskoj Observatorii Akademiya Nauk Armyanskoj SSR Erevan*, 35, 3
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Biller, B. A., et al. 2011, *ApJ*, 729, 139
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Nielsen, E. L., et al. 2013, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 221, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, #149.26
- Walker, H. J. & Wolstencroft, R. D. 1988, *PASP*, 100, 1509
- Weingartner, J. C. & Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 548, 296
- Weitenbeck, A. J. 2004, *Acta Astronómica*, 54, 87
- Whittet, D. C. B., Martin, P. G., Hough, J. H., et al. 1992, *ApJ*, 386, 562
- Williams, J. P. & Cieza, L. A. 2011, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 49, 67
- Wolf, S. & Hillenbrand, L. A. 2003, *ApJ*, 596, 603
- Wooden, D. H., Harker, D. E., Woodward, C. E., et al. 1999, *ApJ*, 517, 1034
- Wyatt, M. C. 2005a, *A&Ap*, 440, 937
- Wyatt, M. C. 2005b, *A&Ap*, 433, 1007
- Wyatt, M. C. 2008, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 46, 339
- Wyatt, M. C., Dermott, S. F., Telesco, C. M., et al. 1999, *ApJ*, 527, 918
- Xie, J.-W., Payne, M. J., Thébault, P., Zhou, J.-L., & Ge, J. 2011, *ApJ*, 735, 10
- Zuckerman, B. 2001, *Annu. Rev. Astron. and Astrophys.*, 39, 549

## **Agradecimientos**

Durante la realización de esta Tesis tuve el apoyo del Observatorio Astronómico de Córdoba al brindarme un lugar de trabajo. CONICET me otorgó una beca con la cual pude seguir dedicándome a esta tarea.

Agradezco a mi directora de Tesis por la paciencia.