

# Envolventes y Discos Protoplanetarios

por Luciana Verónica Gramajo

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

Universidad Nacional de Córdoba

Marzo, 2010

©Famaf - UNC, 2010

Directora: Dra. Mercedes Gómez

A Marcelo y mi familia

## RESUMEN

---

En esta Tesis se presentan los resultados del modelado de diversos tipos de observaciones de dos grupos de estrellas en formación, con edades de  $\sim 10^5 - 10^6$  años. El primer grupo corresponde a las etapas de mayor estabilidad en la vida de Pre-Secuencia Principal de las estrellas (etapa T Tauri). El segundo representa estadios (recurrentes) de gran actividad durante el proceso de formación de las estrellas de baja masa (estallidos FU Orionis).

Se modelaron imágenes en las bandas K y L, obtenidas con el telescopio de 4-m de KPNO, de 6 objetos de clase I propiamente dichos (edades  $\sim 10^5$  años), mediante la aplicación del código de Whitney et al. Esto permitió derivar parámetros físicos y geométricos de la configuración protoestelar (objeto-central+envolvente+disco). En particular, se obtuvo una tasa de acreción de masa de la envolvente de  $2-5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ , para los 6 objetos analizados.

Con el propósito de hacer uso de toda la información disponible de cada objeto y, de esta manera, derivar parámetros más confiables para el sistema protoestelar, se realizó un modelado combinado de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) y de las imágenes de 8 objetos estelares jóvenes. El empleo de la grilla de Robitaille et al. (2006) permitió explorar, en un espacio multiparamétrico de 16 variables, todas las configuraciones protoestelares posibles y obtener, para cada caso, un modelo inicial que fue refinado mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. A partir de este análisis combinado, se derivaron valores promedios para la tasa de acreción de masa de  $\sim 7 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ , el ángulo de apertura de la cavidad de  $\sim 15^{\circ}$  y la masa de la envolvente en  $\sim 0.05 M_{\odot}$ , consistentes con los valores esperados para estos objetos.

Se presenta, además, el modelado de las SEDs de un grupo de 19 estrellas de tipo FU Orionis que representan el estado de mayor actividad. Este grupo incluye tanto objetos de clase I (edades  $\sim 10^5$  años) como de clase II (edades  $\sim 10^6$  años). Se derivaron parámetros físicos y geométricos de los sistemas protoestelares y, en particular, de los discos. En comparación con la etapa de estrella T Tauri propiamente dicha, durante las fases de erupción o FU Orionis, la masa del disco es mayor en un orden de magnitud (clase I: 0.15

vs  $0.01 M_{\odot}$ , clase II:  $0.19$  vs  $0.01 M_{\odot}$ ), en tanto que la tasa de acreción de masa del disco resulta 4 órdenes de magnitud mayor (clase I:  $11.5$  vs  $0.007 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ , clase II:  $31.1$  vs  $0.005 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ), en ambos casos.

Los resultados obtenidos de los análisis realizados en los Capítulos 3, 4 y 5 han posibilitado derivar tanto parámetros físicos como geométricos de una muestra significativa ( $\sim 30$  objetos) de estrellas en formación en las etapas inactiva y activa, respectivamente. Esto permite una confrontación más detallada con los modelos teóricos, dado el número importante de parámetros modelados y la precisión con que han sido derivados. Esto puede, además, impulsar un refinamiento de los modelos existentes que deberán, de ahora en más, reproducir en forma mucho más rigurosa las propiedades determinadas para estas estrellas en formación.

## ABSTRACT

---

This Thesis presents the modeling results of several types of observations for two groups of young stars, with ages  $\sim 10^5 - 10^6$  yrs. The first group is composed by objects belonging to a relatively stable phase of the pre-main sequence evolution (the T Tauri stage), The second, by protostars in more active (and recurrent) periods of the formation of the low mass stars (the FU Orionis eruptions).

L and K band images, obtained with the KNPO 4-m telescope, of 6 class I objects are modeled applying the code of Whitney et al. This allows the derivation of physical and geometrical parameters of the protostellar configuration (central-object+infalling-envelope+disk). In particular, an envelope accretion mass rate of  $2-5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$  is obtained.

To make use of all the available information for each young star and to derive more reliable parameters, a combined modeling of the spectral energy distributions (SEDs) and images of 8 protostars is performed. The grid of Robitaille et al. (2006) allowed the exploration of a multi-dimensional space of 16 variables and derived an initial model for each analyzed object. These models were refined by the direct application of the code of Whitney et al. Average values for some of the parameters are:  $\sim 7 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$  for the envelope mass accretion rate,  $\sim 15^{\circ}$  for the cavity opening angle and  $\sim 0.05 M_{\odot}$  for the mass of the envelope.

The SEDs modeling of 19 FU Orionis stars is also presented. These objects correspond to stages of great activity and include class I (ages  $\sim 10^5$  yr) as well as class II (ages  $\sim 10^6$  yr) stars. Physical and geometrical parameters for the protostellar systems and, in particular, for the disks are determined. In comparison with the less active phase or the T Tauri stage, during the FU Orionis eruptions, the mass of the disk is increased by an order of magnitude (class I: 0.15 vs 0.01  $M_{\odot}$ , class II: 0.19 vs 0.01  $M_{\odot}$ ) and the disk mass accretion rate by 4 order of magnitude, (class I: 11.5 vs  $0.007 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$ , class II: 31.1 vs  $0.005 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$ ), in both cases, respectively.

The results obtained from the analysis described in Chapters 3, 4 and 5 have allowed the derivation of physical and geometrical parameters of a sta-

tistically significant ( $\sim 30$  objects) sample of young stellar objects, both in inactive and active stages. This makes possible a detailed confrontation with theoretical models, given the number and the precision of model parameters. In addition these results can contribute to further developments in the theoretical models. From now on, these models will have to predict the properties of the young stars in a more rigorous manner than ever before.

# Índice general

|   |           |
|---|-----------|
| Introducción . . . . .  | VI        |
| <b>1. Formación de estrellas de baja masa</b>   | <b>5</b>  |
| 1.1. Introducción . . . . .   | 5         |
| 1.2. Nubes moleculares . . . . .  | 6         |
| 1.3. Núcleos moleculares densos . . . . .   | 11        |
| 1.4. Proceso de formación de las estrellas de baja masa . . . . .                             | 13        |
| 1.5. Esquema de clasificación de los objetos estelares jóvenes . . . . .                      | 14        |
| 1.6. Flujos moleculares bipolares y discos circunestelares . . . . .                          | 25        |
| 1.6.1. Flujos moleculares bipolares . . . . .   | 25        |
| 1.6.2. Discos circunestelares . . . . .   | 31        |
| 1.7. Estrellas de tipo FU Orionis . . . . .   | 34        |
| 1.8. Características secundarias del grupo de las FU Orionis . . . . .                        | 37        |
| 1.9. Evidencias de juventud . . . . .   | 41        |
| 1.10. El grupo de las FU Orionis . . . . .  | 42        |
| 1.11. Causas del estallido e importancia de la presencia del disco . . . . .                  | 43        |
| 1.12. Frecuencia de los eventos FU Orionis . . . . .  | 45        |
| <b>2. Modelo de transporte radiativo para objetos estelares jóvenes: Fundamentos teóricos</b> | <b>47</b> |
| 2.1. Introducción . . . . .   | 48        |
| 2.2. Modelo estándar de Terebey et al. (1984) . . . . .                                       | 48        |
| 2.3. Método de Monte Carlo . . . . .  | 49        |
| 2.4. Disco . . . . .  | 53        |
| 2.5. Envoltente . . . . .   | 56        |
| 2.5.1. Cavidades bipolares . . . . .  | 57        |

|  |            |
|--|------------|
| 2.6. Polvo . . . . .   | 59         |
| 2.6.1. Granos de polvo MRN . . . . .   | 59         |
| 2.6.2. Granos de polvo KMH . . . . .   | 60         |
| 2.6.3. Modelos de granos de polvo de mayor tamaño que el ISM . . . . .                             | 60         |
| 2.6.4. Granos de polvo y componentes protoestelares . . . . .                                      | 61         |
| 2.7. Aplicaciones del código de Whitney et al. . . . .   | 62         |
| 2.7.1. La grilla de Robitaille et al. . . . .  | 71         |
| <br>   |            |
| <b>3. Modelado de imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano de protoestrellas</b>       | <b>74</b>  |
| 3.1. Introducción . . . . .  | 75         |
| 3.2. Observaciones . . . . .   | 76         |
| 3.3. Análisis y resultados . . . . .   | 79         |
| 3.3.1. Código de transporte radiativo y geometría circunestelar . . . . .                          | 79         |
| 3.3.2. Procedimiento empleado para el modelado de las imágenes . . . . .                           | 86         |
| 3.3.3. Modelos de granos de polvo . . . . .  | 93         |
| 3.4. Análisis individual . . . . .   | 98         |
| 3.4.1. IRAS 04016+2610 . . . . .   | 98         |
| 3.4.2. IRAS 04239+2436 . . . . .   | 100        |
| 3.4.3. L1551 IRS 5 . . . . .   | 101        |
| 3.4.4. L1551 NE . . . . .  | 103        |
| 3.4.5. IRAS 04361+2547 (TMR-1) . . . . .   | 104        |
| 3.4.6. IRAS 04365+2535 (TMC-1A) . . . . .  | 105        |
| 3.5. Conclusiones del análisis realizado . . . . .   | 106        |
| <br>   |            |
| <b>4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas</b> | <b>108</b> |
| 4.1. Introducción . . . . .  | 109        |
| 4.2. La muestra . . . . .  | 110        |
| 4.3. Análisis . . . . .  | 119        |
| 4.4. Análisis individual . . . . .   | 130        |
| 4.4.1. IRAS 04016+2610 . . . . .   | 130        |
| 4.4.2. IRAS 04248+2612 . . . . .   | 136        |
| 4.4.3. IRAS 04302+2247 . . . . .   | 142        |

|   |     |
|---|-----|
| 4.4.4. IRAS 04325+2402 . . . . .                                    | 150 |
| 4.4.5. IRAS 04361+2547 . . . . .                                    | 154 |
| 4.4.6. IRAS 04368+2557 . . . . .                                    | 160 |
| 4.4.7. CoKu Tau 1 . . . . .   | 164 |
| 4.4.8. DG Tau B . . . . .   | 168 |
| 4.5. Discusión de los resultados obtenidos y conclusiones . . . . . | 174 |

**5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo 179**

|  |     |
|--|-----|
| 5.1. Introducción . . . . .                              | 180 |
| 5.2. Clasificación de las estrellas FU Orionis . . . . . | 181 |
| 5.3. La muestra . . . . .                                | 183 |
| 5.4. Análisis de las SEDs . . . . .                      | 204 |
| 5.5. Análisis individual . . . . .                       | 208 |
| 5.5.1. FU Orionis . . . . .                              | 208 |
| 5.5.2. V1515 Cygni . . . . .                             | 211 |
| 5.5.3. V1057 Cygni . . . . .                             | 213 |
| 5.5.4. Z CMa . . . . .                                   | 214 |
| 5.5.5. BBW 76 . . . . .                                  | 215 |
| 5.5.6. RNO 1B . . . . .                                  | 216 |
| 5.5.7. RNO 1C . . . . .                                  | 218 |
| 5.5.8. V883 Orionis . . . . .                            | 219 |
| 5.5.9. V1735 Cygni . . . . .                             | 220 |
| 5.5.10. AR 6A/6B . . . . .                               | 221 |
| 5.5.11. PP 13S . . . . .                                 | 223 |
| 5.5.12. L1551 IRS 5 . . . . .                            | 224 |
| 5.5.13. ISO-Cha I 192 . . . . .                          | 226 |
| 5.5.14. V346 Norma . . . . .                             | 227 |
| 5.5.15. V1331 Cygni . . . . .                            | 229 |
| 5.5.16. OO Ser . . . . .                                 | 230 |
| 5.5.17. Re 50 N IRS1 . . . . .                           | 230 |
| 5.5.18. V1647 Orionis . . . . .                          | 232 |
| 5.6. Discusión y conclusiones . . . . .                  | 235 |

|                        |     |
|------------------------|-----|
| Conclusiones . . . . . | 239 |
| Apéndice 1 . . . . .   | 243 |
| Apéndice 2 . . . . .   | 245 |

# ***Introducción***

La formación de las estrellas es uno de los eventos más comunes tanto en la Galaxia como en el Universo. Sin embargo, la comprensión de este proceso es aún muy precaria, sobre todo si se la compara con el conocimiento de los estadios evolutivos posteriores en la vida de las estrellas. Existen algunos motivos que nos ayudan a entender esta diferencia.

Las estrellas se forman en regiones oscurecidas del espacio, en las nubes moleculares, ricas en gas y en polvo. Es justamente el polvo el elemento que hace prácticamente imposible la observación directa de las primeras etapas de formación de las estrellas en la región visible u óptica del espectro. Por esta razón, es necesario recurrir a observaciones en el infrarrojo. Por otra parte, las regiones de formación estelar más cercanas, tales como la nube molecular de Taurus-Auriga en el hemisferio Norte, se encuentran a distancias de  $\sim 150$  pc. Se necesitan, entonces, instrumentos de gran sensibilidad espectral y de alta resolución angular para poder detectar y estudiar, con algún detalle, objetos jóvenes relativamente lejanos.

Durante la última década, el desarrollo de técnicas tanto infrarrojas como milimétricas de observación, además de la mejora sustancial en el poder de resolución de los grandes telescopios ópticos (gracias al avance de la óptica adaptativa), han permitido de alguna manera superar las limitaciones antes mencionadas. Esto ha brindado la posibilidad de progresos importantes en el entendimiento del proceso de formación estelar. De todas maneras, estos avances todavía no proporcionan un conocimiento en forma acabada de los detalles de la formación estelar.

Con el objetivo de realizar un aporte concreto al entendimiento del proceso de formación de las estrellas y, en particular, de aquéllas de baja masa o

con masas similares al Sol, en esta Tesis se presenta el modelado de distintas observaciones de un grupo de objetos estelares extremadamente jóvenes (edades entre  $10^5$  y  $10^6$  años). Dicho modelado permite no solamente obtener propiedades físicas de las protoestrellas, sino también de las envolventes y discos circunestelares que acompañan a la formación de las mismas. Es en estos discos donde se formarán planetas como los del Sistema Solar o como los denominados planetas extrasolares.

En el Capítulo 1 se presenta una breve descripción de los conocimientos actuales sobre la formación de las estrellas de baja masa ( $0.3 - 3.0 M_{\odot}$ ). Se introduce un esquema de clasificación de los llamados objetos estelares jóvenes, en base a la morfología que presentan las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de los mismos. Este esquema es también un esquema evolutivo que va, prácticamente, desde el inicio del colapso gravitatorio hasta la llegada de la estrella a la Secuencia Principal de Edad Cero (ZAMS). Durante el proceso de formación aparecen las envolventes, los discos circunestelares y los flujos moleculares bipolares o "jets" los cuales, además de contribuir a la formación de la nueva estrella, tienen importancia en sí mismos. Finalmente, se presentan en este capítulo los objetos de tipo FU Orionis, los cuales corresponden a etapas de gran actividad en la formación de las estrellas.

En el Capítulo 2 se introducen los fundamentos teóricos sobre los cuales se basa el código Whitney et al. (2003a,b) que se emplea en esta Tesis. Se presenta un resumen de las aplicaciones que ha tenido el mismo a lo largo del tiempo, desde la publicación inicial del código (Whitney & Hartmann 1992, 1993) hasta la versión más actual del mismo (Whitney et al. 2003a,b). También se describe el método de grilla de Robitaille et al. (2006) para el modelado de las distribuciones espectrales de energía de los objetos estelares jóvenes. Este método permite explorar un amplio rango de posibles configuraciones para el sistema protoestrella+envolvente+disco.

En el Capítulo 3 se presenta el modelo de imágenes de alta resolución en las bandas K y L de seis protoestrellas de la nube molecular de Taurus. Estos objetos fueron observados con el telescopio de 4-m de KPNO. Se derivan parámetros físicos y geométricos de cada protoestrella. Los valores de éstos, en general, se corresponden con los esperados teóricamente para obje-

tos dentro de un rango de edades entre  $10^5$  y  $10^6$  años. Dado que los objetos analizados se encuentran en las zonas de densidad elevada de la nube de Taurus, donde estudios anteriores han determinado propiedades para el polvo algo diferentes a la del medio interestelar. Se utilizan dos tipos de granos de polvo de las envolturas de los 6 objetos analizados: uno que reproduce las propiedades del polvo del medio interestelar y otro que corresponde a las del polvo en las regiones densas.

El modelado de imágenes en el infrarrojo cercano permite derivar o restringir el rango de valores posibles, tanto de parámetros físicos como geométricos de las protoestrellas. Sin embargo, el análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía permite obtener resultados de mayor precisión. Entre otras cosas, este análisis hace uso de las observaciones disponibles en todo el espectro y no sólo en la ventana del infrarrojo cercano. En el Capítulo 4 se presenta el modelado combinado de distribuciones espectrales de energía y de imágenes de alta resolución, en el infrarrojo cercano, obtenidas con el HST (Padgett et al. 1999) y de resolución moderada, en el infrarrojo medio, tomadas con el telescopio Spitzer (Padgett et al. 2005) de un grupo de ocho protoestrellas de la nube de Taurus. Además del código de Whitney et al. (2003a,b), se emplea el método de grilla publicado por Robitaille et al. (2006), a fin de realizar una primera determinación de los parámetros de cada objeto. Estos parámetros son luego refinados mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. (2003a,b). La grilla de Robitaille et al. (2006) permite barrer un amplio rango de modelos físicamente aceptables en un espacio multiparamétrico de 16 variables. Los parámetros físicos y geométricos de cada protoestrella derivados de este análisis resultan muy confiables y permiten caracterizar o restringir los valores de los parámetros físicos y geométricos, no sólo de la estrella central sino también de las envolturas y de los discos que, como se mencionó, acompañan la formación de la nueva estrella.

En los Capítulos 3 y 4 se modelan protoestrellas que se encuentran en etapas relativamente normales o comunes durante el proceso de formación. Sin embargo, sabemos que las estrellas jóvenes experimentan períodos relativamente breves de gran actividad durante su vida de Pre-Secuencia Principal. Estos se conocen como eventos de tipo FU Orionis. El Capítulo 5 de la presen-

te Tesis se dedica al modelado de las distribuciones espectrales de energía de 19 de las estrellas de tipo FU Orionis. Como en el capítulo anterior, se inicia el análisis mediante la aplicación de la técnica de grilla de Robitaille et al. (2006) y luego se refinan estos modelos iniciales mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. (2003a,b). Los resultados obtenidos permiten caracterizar los parámetros físicos y geométricos de las estrellas en formación, y en particular de los discos, durante estos períodos de gran actividad. Los resultados obtenidos para las FU Orionis son comparados con los esperados teóricamente para este tipo de estrellas y con aquéllos típicos de las etapas de menor actividad o de protoestrellas propiamente dichas.

## Capítulo 1

# *Formación de estrellas de baja masa*

### 1.1. Introducción

En este capítulo se introducen los conceptos básicos relacionados con la formación de las estrellas de baja masa (entendiendo por tales aquéllas con masas entre  $0.3$  y  $3 M_{\odot}$ ), su entorno, su clasificación y sus características. Una vez que las estrellas se forman, la Astrofísica moderna dispone de teorías muy sólidas y elegantes que predicen la estructura interna y la evolución de las estrellas hasta su eventual desaparición. Sin embargo, como se discutirá más adelante, el proceso de formación estelar mismo es, aún hoy en día, poco conocido. Esto se debe principalmente a que las estrellas nacen en el interior de nubes de gas y polvo, por lo cual la gran mayoría no son observables en el rango óptico. El desarrollo de técnicas infrarrojas y milimétricas durante las últimas décadas ha permitido un avance sustancial en la comprensión de los procesos de formación de las estrellas de baja masa. Sin embargo, esta comprensión todavía no alcanza el grado de desarrollo con que se conocen las etapas posteriores en la evolución de las estrellas.

En primer lugar se describirán las regiones donde se forman las estrellas, las llamadas nubes moleculares, para luego presentar una clasificación morfológica de las distribuciones espectrales de energía (SEDs por las siglas en inglés "spectral energy distributions") de los objetos estelares jóvenes (YSO por las siglas en inglés de "young stellar objects") que implica un esquema evolutivo desde el inicio del colapso gravitatorio en la nube madre hasta su llegada a la ZAMS ("Zero Age Main Sequence"). En este proceso de formación y evolución temprana de las estrellas de baja masa aparecen dos elementos

esenciales: los discos circunestelares, ricos en gas y en polvo, y los flujos moleculares bipolares o jets ópticos. Los primeros son de gran importancia ya que en ellos y del material que yace en los mismos, eventualmente, se formarán planetas. Los segundos son aún más misteriosos e interesantes. Sin duda ayudan al objeto central a liberarse de al menos parte del exceso de momento angular. Sin embargo, su mecanismo de eyección es todavía materia de investigación y amplio debate en la literatura.

Los discos circunestelares mencionados experimentan etapas de relativa inactividad y otras de gran protagonismo durante las etapas tempranas de formación de las estrellas de baja masa. Los períodos de intensa actividad de los discos son conocidos como eventos de tipo FU Orionis. Hacia el final del presente capítulo, se considera la importancia de estos eventos para la formación de la nueva estrella y se destacan sus diferencias con relación a la etapa de menor actividad o etapa de estrella T Tauri del objeto central.

## **1.2. Nubes moleculares**

Las estrellas se forman en las llamadas nubes moleculares. Se definen como nubes moleculares a objetos que pueden ser detectados y mapeados en la longitud de onda de 2.6 mm, la que corresponde a la emisión de la transición rotacional  $J = 1 - 0$  de la molécula de CO (monóxido de carbono, Myers 1999). Las nubes moleculares se encuentran entre los objetos más masivos en las galaxias y se las denominan moleculares por estar constituidas principalmente por hidrógeno en forma molecular,  $H_2$ , de manera tal que la componente atómica del hidrógeno es menos abundante en un factor de  $\sim 10^3$ . Las nubes moleculares poseen temperaturas de  $\sim 10$  K y, además de moléculas, están constituidas por granos de polvo, iones y estrellas. Su estructura puede ser mapeada a partir de la espectroscopía en radio de líneas moleculares, siendo el principal trazador la molécula de CO.

A las temperaturas típicas de las nubes moleculares, la molécula de hidrógeno es muy estable, no irradia y, por lo tanto, no es posible su detección. Por el contrario, la molécula del CO y sus isótopos  $^{12}\text{CO}$ ,  $^{13}\text{CO}$ ,  $\text{C}^{18}\text{O}$ , etc. experimentan transiciones (rotacionales) de gran intensidad fácilmente observables

en radio y en la región milimétrica del espectro. Dado que la abundancia del CO es despreciable frente a la del hidrógeno molecular (el CO es un factor  $\sim 10^4 - 10^5$  menos abundante que el H<sub>2</sub>), se las denomina moléculas o especies trazadoras, ya que su presencia esencialmente permite determinar o trazar la distribución del H<sub>2</sub> en la mencionada nube, aunque prácticamente no influyen en la dinámica de la misma.

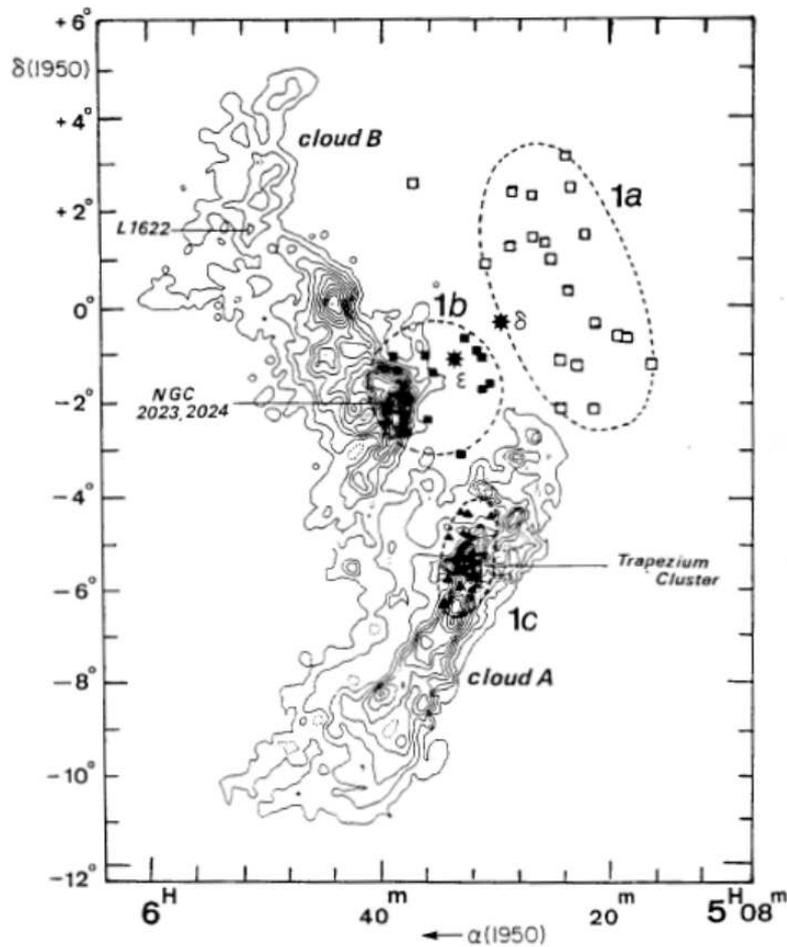
Generalmente, se estudian nubes moleculares en nuestra Galaxia por su proximidad, pero existe evidencia de formación estelar en nubes moleculares observadas a una distancia equivalente a un desplazamiento al rojo de  $z = 4.7$  (Omont et al. 1996). Por otra parte, en nuestra Galaxia las nubes más estudiadas son aquellas más cercanas al Sol. Entre ellas se encuentran Perseus, Taurus-Auriga, Ophiuchus, Lupus, Chamaeleon y Orion. Las mismas se caracterizan por su emisión en el infrarrojo lejano, la extinción de la luz de las estrellas de fondo ("background") y su emisión en diversas líneas moleculares.

Algunas características de estos objetos pueden observarse en la Figura 1.1 que corresponde al mapa en CO de la nube molecular de Orion (Maddalena et al. 1986). En dicha figura se evidencia la presencia del complejo molecular de forma irregular, así como también de sub-estructuras más densas llamadas "blobs" (globos) o "clumps" (grumos), de formas más bien redondeadas y de filamentos. Las regiones de menor tamaño y mayor densidad se conocen con el nombre de núcleos moleculares densos, sobre los cuales se hace referencia más adelante.

Las nubes moleculares presentan entonces una estructura jerárquica en densidad. Como se dijo, para trazar estas estructuras se emplean distintas moléculas trazadoras. Cada molécula es sensible a un determinado rango de densidad. Por ejemplo, la molécula del <sup>12</sup>CO traza densidades<sup>1</sup> de  $\sim 10^2 \text{ cm}^{-3}$ . Estas densidades son típicas de los complejos moleculares. La molécula del <sup>13</sup>CO y la del C<sup>18</sup>O mapea densidades de  $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ , correspondiente a sub-estructuras como los llamados "blobs" y "clumps". Finalmente, las moléculas de CS (monosulfuro de carbono) y de NH<sub>3</sub> (amoníaco) son sensibles a densidades del orden de  $\sim 10^4 - 10^5 \text{ cm}^{-3}$ , las cuales caracterizan los llamados

---

<sup>1</sup>La densidad se mide en "partícula/cm<sup>3</sup>" y se denota "cm<sup>-3</sup>".



**Fig. 1.1:** Mapa en CO de la nube molecular de Orion (Maddalena et al. 1986). Esta figura ha sido tomada del trabajo de Myers (1999).

núcleos moleculares densos.

Las nubes moleculares de mayor tamaño y masa son llamadas nubes moleculares gigantes (GMCs, "giant molecular clouds"). La nube molecular de Orion, con una masa de  $\sim 10^6 M_{\odot}$  y un tamaño de  $\sim 100$  pc, es el ejemplo de nube molecular gigante más cercano ( $\sim 500$  pc). Taurus-Auriga con una masa de  $\sim 10^4 M_{\odot}$  y un tamaño de  $\sim 10$  pc, es el ejemplo más citado de las llamadas nubes moleculares oscuras. Una diferencia muy importante entre las nubes moleculares gigantes y las oscuras es que las segundas están desprovistas de estrellas de tipo OB, comunes en el primer caso. En general, las nubes moleculares gigantes poseen elevadas absorciones en el visual  $A_V$  de hasta 100 mag, en tanto que en las nubes oscuras estos valores máximos

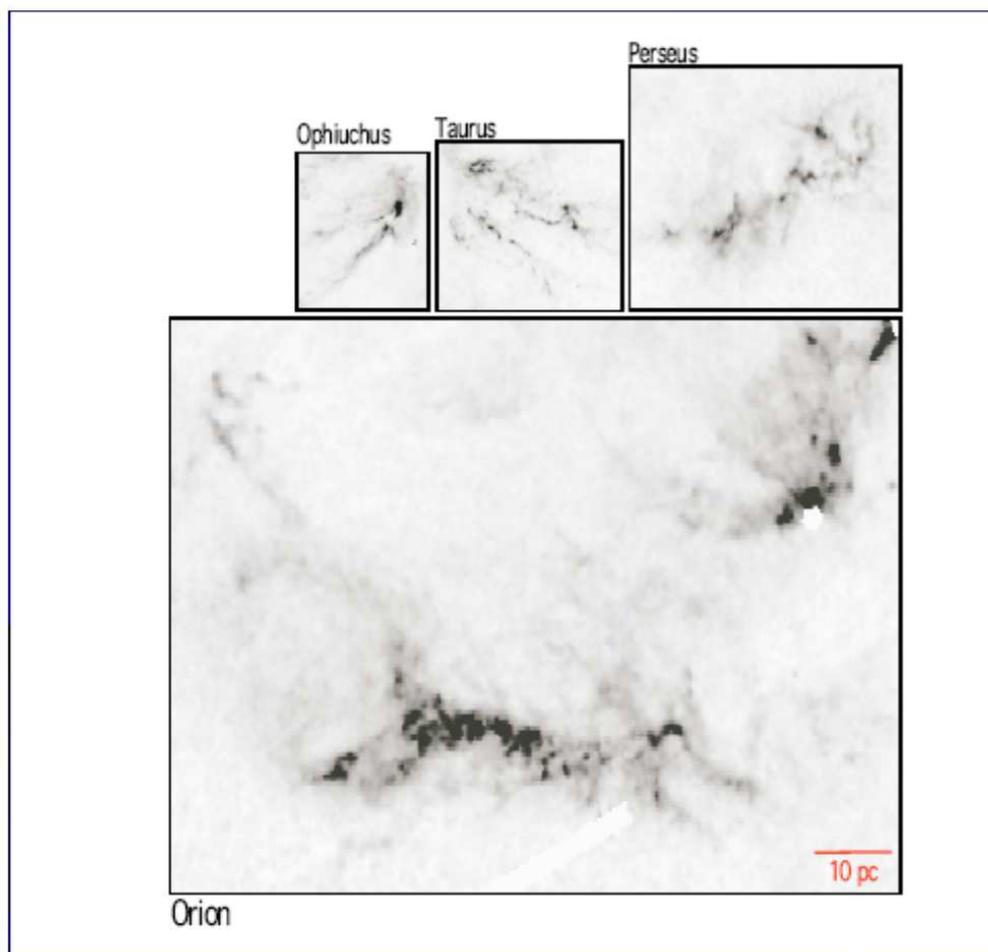
alcanzan sólo las 10 mag. También la temperatura del gas es algo mayor en las nubes moleculares gigantes (20 K) que en las nubes oscuras (10 K). Finalmente, en el extremo inferior de masa se encuentran los llamados glóbulos de Bok, con masas de unas pocas  $M_{\odot}$  y dimensiones de unas décimas de pc y valores de  $A_V$  y temperatura del gas similares a los de las nubes oscuras.

La Figura 1.2 muestra, a modo de ejemplo, mapas de extinción de cuatro nubes moleculares (Ophiuchus, Taurus, Perseus y Orion) en escala de tamaños relativos. La Figura 1.3 muestra una imagen óptica del glóbulo de Bok Barnard 68 (B68), con dimensiones de 0.06 pc y una masa de unas pocas masas solares (Alves et al. 2001).

Se conocen dos modos de formación de estrellas de baja masa en la Galaxia. El modo "aislado" y el de "cúmulo". El primero ocurre en regiones donde la separación media entre las estrellas en formación es lo suficientemente grande como para que cada una de ellas se forme independientemente de las demás. El segundo corresponde a objetos que se forman en regiones donde hay una elevada densidad de estrellas. El complejo de Taurus es un ejemplo de formación estelar "aislada". Como se mencionó, Taurus es un complejo molecular relativamente pequeño que cubre un área de  $\sim 300 \text{ pc}^2$  y tiene una masa de  $\sim 10^4 M_{\odot}$ . Aproximadamente unas 100 estrellas se están formando en esa región. Por el contrario, la nube molecular de  $\rho$  Ophiuchi, constituye un ejemplo de formación estelar en cúmulo, donde se están formando más de un centenar de estrellas en un área de sólo  $2 \text{ pc}^2$ . Esta nube contiene una masa de gas de  $\sim 600 M_{\odot}$  y representa el modo en "cúmulo" de formación estelar y el medio ambiente "típico" de formación de estrellas de baja masa en la Galaxia (Lada 1999).

Las nubes de Taurus y  $\rho$  Ophiuchi se encuentran prácticamente a la misma distancia (140 y 120 pc, respectivamente, Kenyon et al. 1994b; de Geus 1992). Sin embargo, en la región de Taurus es donde puede estudiarse la formación de estrellas individuales de tipo solar, con un mínimo de confusión con los otros objetos circundantes.

La nube de Orion ofrece otro ejemplo de formación estelar en cúmulo. Además del conocido cúmulo del Trapecio, Lada & Lada (2003) catalogan al menos otros cuatro cúmulos que, por tener edades de sólo  $\sim 10^6$  años y estar

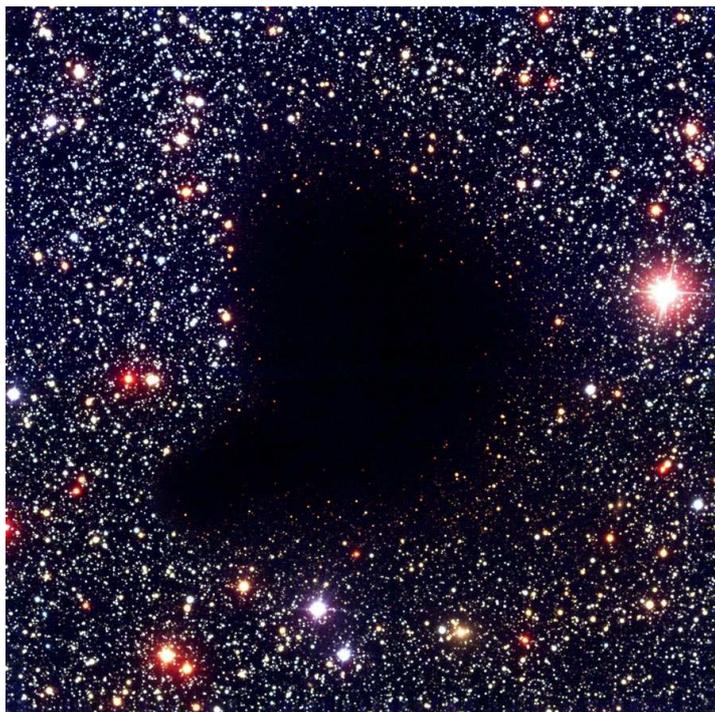


**Fig. 1.2:** Mapas extinción de cuatro nubes moleculares en escala relativa. Esta figura ha sido tomada del trabajo de Lada et al. (2007).

incrustados o embebidos en el material de la nube madre, se los denomina proto-cúmulos embebidos o incrustados. En estos proto-cúmulos, además de estrellas de baja masa, se forman estrellas de masa elevada.

### 1.3. Núcleos moleculares densos

Una de las componentes o estructuras más importantes que conforman las nubes moleculares, son los llamados núcleos moleculares densos ("dense cores"). Estos poseen densidades medias de  $\sim 10^4 - 10^5 \text{cm}^{-3}$  (Linke & Golds-

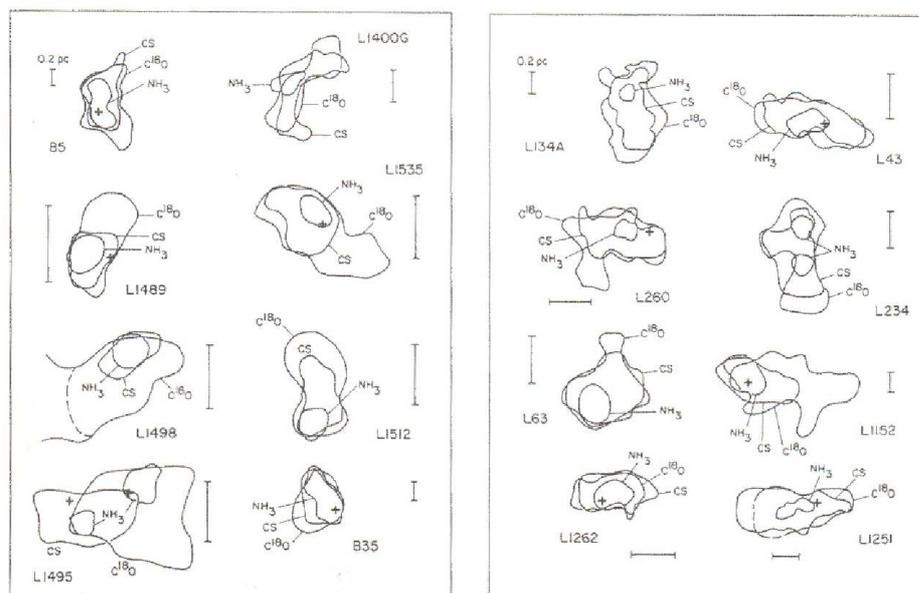


**Fig. 1.3:** Glóbulo de Bok B68 (Barnard 68). Esta imagen ha sido tomada con el instrumento FORS1 en el telescopio VLT ANTU (UT1) de Paranal (ESO), Chile y corresponde a una combinación de imágenes individuales obtenidas con los filtros B, V, e I. Figura tomada del sitio web <http://www.eso.org/public/news/eso0102/>.

mith 1980; Ho & Townes 1983; Benson & Meyers 1989; Myers et al. 1998) y un tamaño típico de  $\sim 0.1$  pc (Myers et al. 1991). A estos núcleos se los detecta en la línea de 1.3 cm del  $\text{NH}_3$  y en la de 3.0 mm del CS. La Figura 1.4 ilustra algunos ejemplos de núcleos moleculares densos.

Aproximadamente la mitad de los núcleos moleculares densos en la nube molecular de Taurus, están asociados con fuentes IRAS (Beichman et al. 1986; Myers et al. 1987a), extremadamente frías y jóvenes. Esto apoya la idea de que los núcleos moleculares densos constituyen el lugar de formación de las estrellas.

Para muchos núcleos moleculares densos, los anchos de líneas, densidades y tamaños, son cercanos a los que corresponden a la condición de equilibrio virial (cuasiequilibrio hidrostático), en el cual las energías gravitacional y cinética son aproximadamente iguales. Sin embargo, en otros casos, los modelos de equilibrio virial concuerdan con las observaciones. En particular, concuerdan en el ancho de las líneas espectrales si se consideran, además de



**Fig. 1.4:** Núcleos moleculares densos observados en tres trazadores ( $\text{NH}_3$ ,  $\text{CS}$  y  $\text{C}^{18}\text{O}$ ). En cada caso se indica la dimensión lineal correspondiente a 0.2 pc. Las cruces corresponden a la posición de las fuentes IRAS asociadas con cada núcleo molecular denso. Figura tomada del trabajo de Myers et al. (1991).

movimientos "térmicos" (debidos a la agitación térmica del medio), movimientos "no térmicos" o turbulentos. Los movimientos turbulentos proporcionan, en estos casos, un soporte adicional contra la gravedad.

Los núcleos turbulentos son, en general, de mayor masa que los denominados núcleos térmicos. Además, estos últimos tienden a tener menos estrellas asociadas que los núcleos turbulentos. Por ejemplo, en la nube molecular de Taurus, los núcleos conocidos son térmicos y solamente la mitad de ellos están asociados con protoestrellas. En la nube de Orion, casi todos los núcleos conocidos son turbulentos, sólo el 10% no tiene protoestrellas o fuentes IRAS asociadas. Aún los núcleos sin estrellas en Orion son más turbulentos que los de Taurus y no evidencian diferencias con los que poseen estrellas. Esto sugiere que la turbulencia resulta ser parte de las condiciones iniciales del medio (o nube madre) donde se forman las estrellas.

En muchos casos, los núcleos moleculares densos de Orion se encuentran

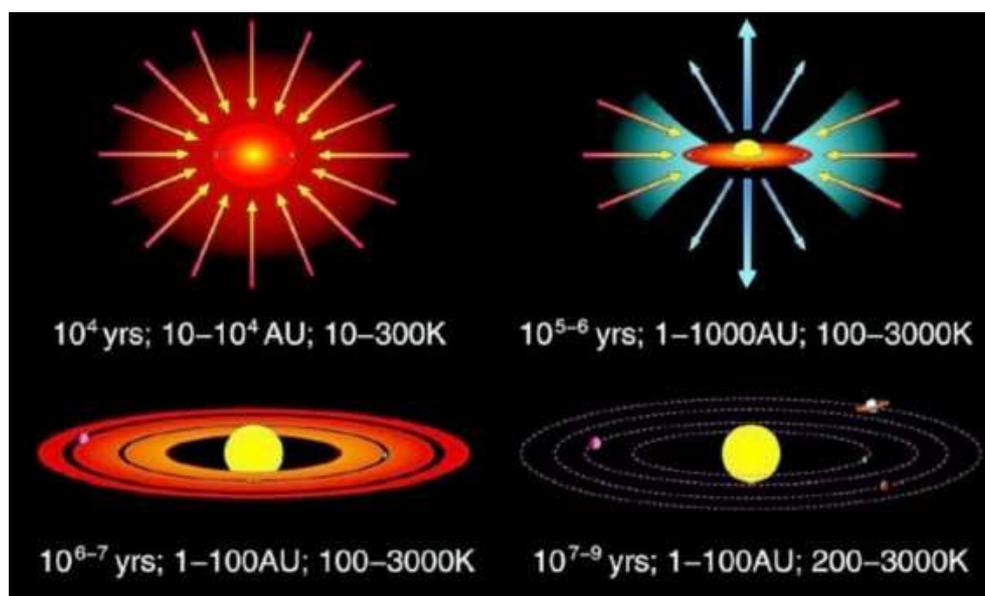
asociados con varias fuentes, grupos o cúmulos de objetos jóvenes. Los de Taurus, en general, se encuentran asociados a una única fuente. En general, los núcleos térmicos son de menor tamaño que los turbulentos. En la nube de Taurus pueden encontrarse núcleos térmicos de  $\sim 0.05$  pc, mientras que los de la nube de Orion son de  $\sim 0.1$  pc. El volumen de gas es, entonces, alrededor de ocho veces mayor en Orion. Por lo tanto, hay más masa disponible para la formación de grupos y cúmulos de estrellas.

#### **1.4. Proceso de formación de las estrellas de baja masa**

El modelo estándar de formación de una estrella individual de baja masa propone un rotador lento, de alta densidad ( $10^4 \text{ cm}^{-3}$ ) e isotérmico que se asemeja a los llamados núcleos moleculares densos que se observan en la molécula de amoníaco ( $\text{NH}_3$ ) en 1.3 cm. Estos núcleos moleculares han sido descritos en la sección anterior (Larson 1969; Stahler et al. 1980, 1981; Shu et al. 1987; Shu et al. 1993). Este núcleo denso colapsa y se origina la envoltura en acreción. El material con momento angular bajo se acumula en el centro, mientras que aquél con momento angular alto forma el disco circunestelar (Terebey et al. 1984; Lin & Pringle 1990; Yorke et al. 1993). El material del disco cae más lentamente hacia el centro estelar. El sistema protoestrella+disco comienza a eyectar vientos principalmente a lo largo del eje de rotación durante las etapas tempranas del colapso. Estos vientos dan origen a los llamados flujos moleculares bipolares, los cuales en el rango óptico se manifiestan como jets y/o objetos HH –Herbig Haro– (Adams & Lin 1993; Koenigl & Ruden 1993). Estos flujos limpian tanto el gas como el polvo de la zona circundante al eje, permitiendo que los fotones de la incipiente fotosfera estelar escapen de la absorción del material de la nube circundante y que el objeto en formación comience a ser observado ópticamente, como una estrella T Tauri clásica (CTTS, "classical T Tauri star") en una primera etapa y luego como una estrella T Tauri con emisión débil (WTTS, "weak emission T Tauri star").

Las estrellas T Tauri clásicas poseen discos de acreción mediante los cuales la fuente central sigue ganando masa. En esta etapa, la envoltura ha sido

prácticamente agotada y los flujos bipolares o bien han disminuído considerablemente o se han extinguido. La edad promedio de este tipo de estrellas T Tauri es de  $10^6$  años (Hartmann et al. 1991). Sin embargo, se espera que durante este proceso no todo el material caiga hacia el centro, sino que exista un remanente que puede condensarse en planetas, asteroides y en otros objetos sólidos (Cameron 1995; Lissauer 1995). La Figura 1.5 esquematiza este proceso. Las primeras etapas del colapso se encuentran en los paneles superiores, mientras las etapas finales se representan en los paneles inferiores.



**Fig. 1.5:** Representación esquemática del proceso de formación de las estrellas de baja masa. Este esquema ha sido adaptado de la figura confeccionada por Mark McCaughrean que se encuentra disponible en la página web: [http://www.gps.caltech.edu/~gab/astrophysics/starformation\\_mccaughrean.gif](http://www.gps.caltech.edu/~gab/astrophysics/starformation_mccaughrean.gif).

### 1.5. Esquema de clasificación de los objetos estelares jóvenes

La identificación y clasificación de los diferentes estadios evolutivos por los que atraviesan las estrellas en formación, es de fundamental importancia para una mejor comprensión de los procesos físicos involucrados en la formación de las estrellas de baja masa. Esto, a su vez, permitirá eventualmente el desarrollo de una teoría consistente con las observaciones.

Como se mencionó anteriormente, las protoestrellas nacen de los núcleos densos. Tanto el proceso de formación como la evolución temprana de estos

objetos, hasta llegar a la Secuencia Principal, ocurren en general en regiones altamente oscurecidas a la radiación óptica. Las nubes moleculares poseen gas y también polvo<sup>2</sup>. En particular, el polvo puede absorber, reprocesar y re-emitir en longitudes de onda del infrarrojo la radiación que emite la fuente central. Los objetos estelares jóvenes se vuelven invisibles en longitudes de onda del óptico, debido al oscurecimiento por extinción del polvo circundante. Éste, además, altera la forma de la distribución espectral de energía (SED) del objeto en formación. Por lo tanto, una parte significativa de la energía radiada por el objeto estelar joven proviene de la región infrarroja del espectro.

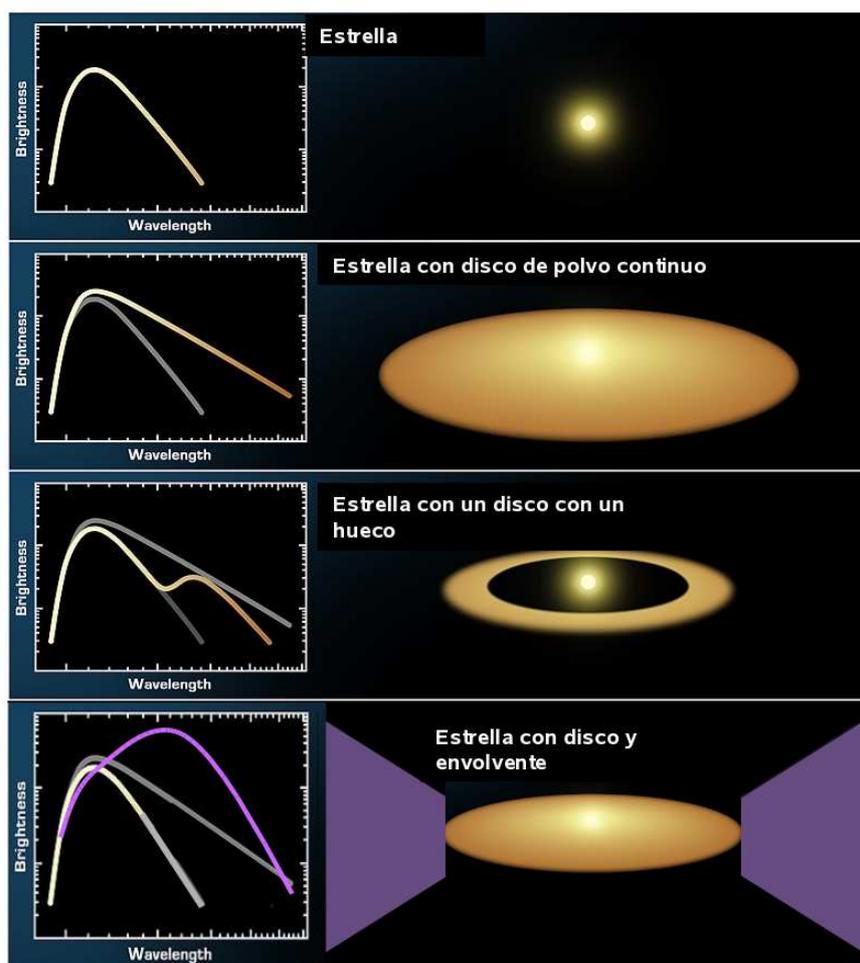
El diagrama HR (Hertzsprung - Russell) es una herramienta imprescindible para el estudio de la evolución estelar. El estado evolutivo de las estrellas puede ser clasificado de acuerdo a este diagrama, para lo cual se requiere del conocimiento tanto de la luminosidad como de la temperatura efectiva de los objetos en estudio. Sin embargo, los objetos estelares jóvenes se encuentran embebidos en las nubes de gas y polvo de las cuales se forman, y están rodeados por envoltentes y/o discos circunestelares. Debido a ello, no se les puede asociar una única temperatura. Entonces, no es posible clasificar los objetos estelares jóvenes utilizando el diagrama HR.

La Figura 1.6 (panel superior), esquematiza la distribución espectral de energía (SED) correspondiente a una estrella normal de Secuencia Principal. En este caso es posible adoptar la distribución espectral de energía de un cuerpo negro. Los paneles siguientes indican cómo varía la morfología de la correspondiente SED, debido a los excesos infrarrojos producidos por un disco (segundo panel), por un anillo o disco con un agujero central (tercer panel) y, finalmente, por un disco y una envoltente (cuarto panel).

El estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes (YSOs) no puede derivarse, entonces, de su luminosidad y temperatura efectiva. Sin embargo, la forma de la SED puede proporcionar información acerca del estado evolutivo del objeto central, debido a que ésta depende no sólo de la naturaleza de este objeto, sino también de la distribución del material circundante. En las primeras etapas, cuando la protoestrella se encuentra rodeada por grandes

---

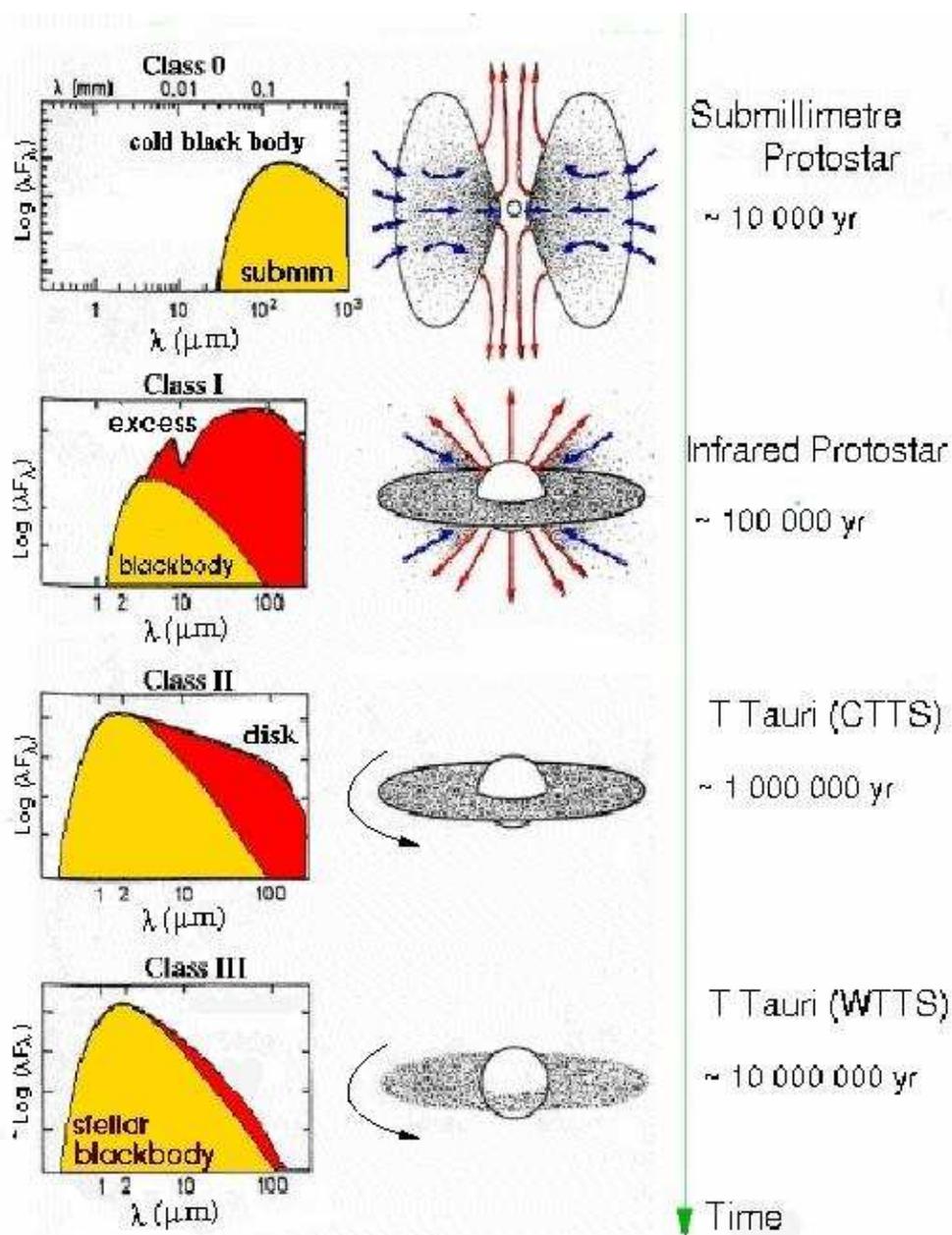
<sup>2</sup>En general, la masa del polvo es mucho menor que la del gas. La abundancia interestelar del polvo es un factor 100 veces menor que la del gas.



**Fig. 1.6:** Distribuciones espectrales de energía (SEDs) para una estrella normal de Secuencia Principal (cuerpo negro, panel superior), una estrella más un disco (segundo panel), una estrella más un anillo circunestelar (tercer panel) y una estrella más un disco y una envoltente (panel inferior). Esquema adaptado de la figura disponible en la página del telescopio Spitzer: <http://spitzer.caltech.edu/images/2632-sig05-026-The-Invisible-Disk>.

cantidades de material, la energía emitida tiene longitudes de onda más largas (en el infrarrojo y milimétrico) que en etapas más avanzadas de la formación.

Observaciones realizadas de protoestrellas de baja masa, principalmente en regiones aisladas, permitieron establecer una clasificación de los objetos estelares jóvenes a partir de la forma que presentan sus distribuciones espectrales de energía (Lada 1987). En la actualidad, a estos objetos estelares jóvenes se los clasifica en cuatro tipos (clases O a III) en base a la forma de dicha SED (Lada 1987; Myers et al. 1987a; Adams et al. 1987; André et al. 1993). La Figura 1.7 esquematiza estas clases.



**Fig. 1.7:** Esquema de clasificación espectral de energía para las estrellas de baja masa. El lado izquierdo representa la SED que corresponde a la configuración protoestelar (objeto central, envoltante, disco circunestelar, flujo molecular bipolar, etc.) del lado derecho del esquema. Este esquema ha sido adaptado de la figura del trabajo de André (1994).

Para los objetos de clases I a III, las clases se definen a partir del valor de la pendiente,  $\alpha$ , de la SED entre 1 - 10  $\mu\text{m}$ , donde

$$\alpha = d(\log \lambda \times F_{\lambda}) / d(\log \lambda), \quad (1.1)$$

siendo  $\lambda$  la longitud de onda correspondiente y  $F_\lambda$  el flujo observado. Si  $\alpha$  es mayor que 0, entonces la SED corresponde a un objeto de clase I; para la clase II,  $\alpha$  se encuentra entre  $-3$  y  $0$  y, finalmente, si  $\alpha$  es menor o del orden de  $-3$ , la SED representa un objeto de clase III.

Los objetos de clase 0 (edades del orden de  $10^4$  años) son los más jóvenes y sus SEDs se asemejan a un cuerpo negro con temperatura de  $30$  K (André et al. 1993), en tanto que los de clase III (edades del orden de  $10^7$  años) son los más evolucionados y representan el último estadio antes de llegar a la Secuencia Principal de Edad Cero (ZAMS, "Zero Age Main Sequence").

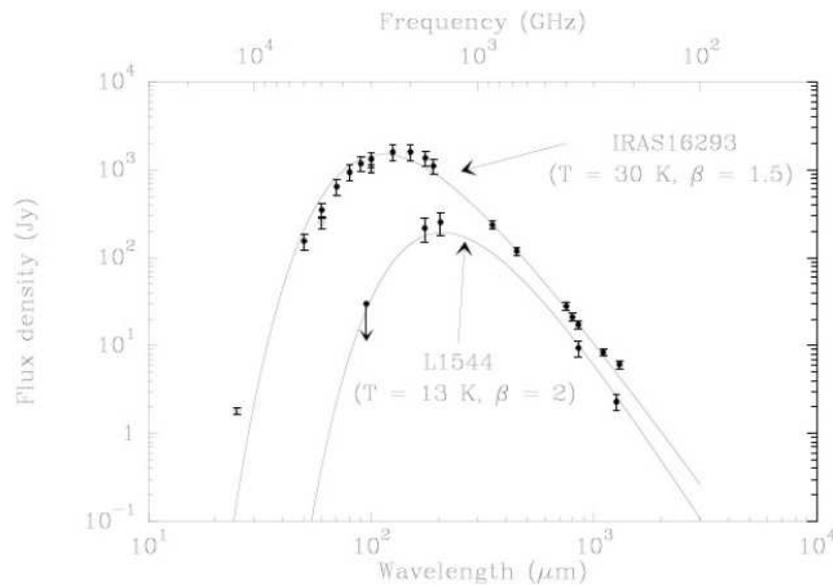
A los objetos de clases 0 y I, se los denomina "embebidos", ya que se encuentran incrustados en la nube madre y no son visibles en el óptico. Se caracterizan por tener SEDs con máximos en la región del infrarrojo lejano o en la zona del milimétrico. Esto se debe a que las SEDs se hallan dominadas por la emisión del polvo frío. Los objetos de clases II y III son conocidos como "visibles" u ópticamente revelados, ya que son observables en el rango óptico. Estos objetos tienen SEDs con máximos en la región del óptico y del infrarrojo cercano del espectro, en donde lo que predomina es la emisión de las fotosferas estelares. Además, se encuentran menos enrojecidos ya sea por el polvo de la nube madre o por el polvo del disco circunestelar.

### **Objetos de clase 0**

Estas fuentes poseen edades de alrededor de  $\sim 10^4$  años y, paradójicamente, fueron las últimas en entrar en la clasificación de los objetos estelares jóvenes de acuerdo a la forma que presentan sus SEDs (clases 0 a III). Esto se debe principalmente al rango espectral en el que se las detecta, en general, en longitudes de onda mayores que  $20 \mu\text{m}$ . En el momento de realizarse esta clasificación (Lada 1987), no se contaba con información de estos objetos al no estar disponible la instrumentación requerida para observarlos. En los años siguientes, fueron detectados (André et al. 1993) e incorporados definitivamente en este esquema de clasificación.

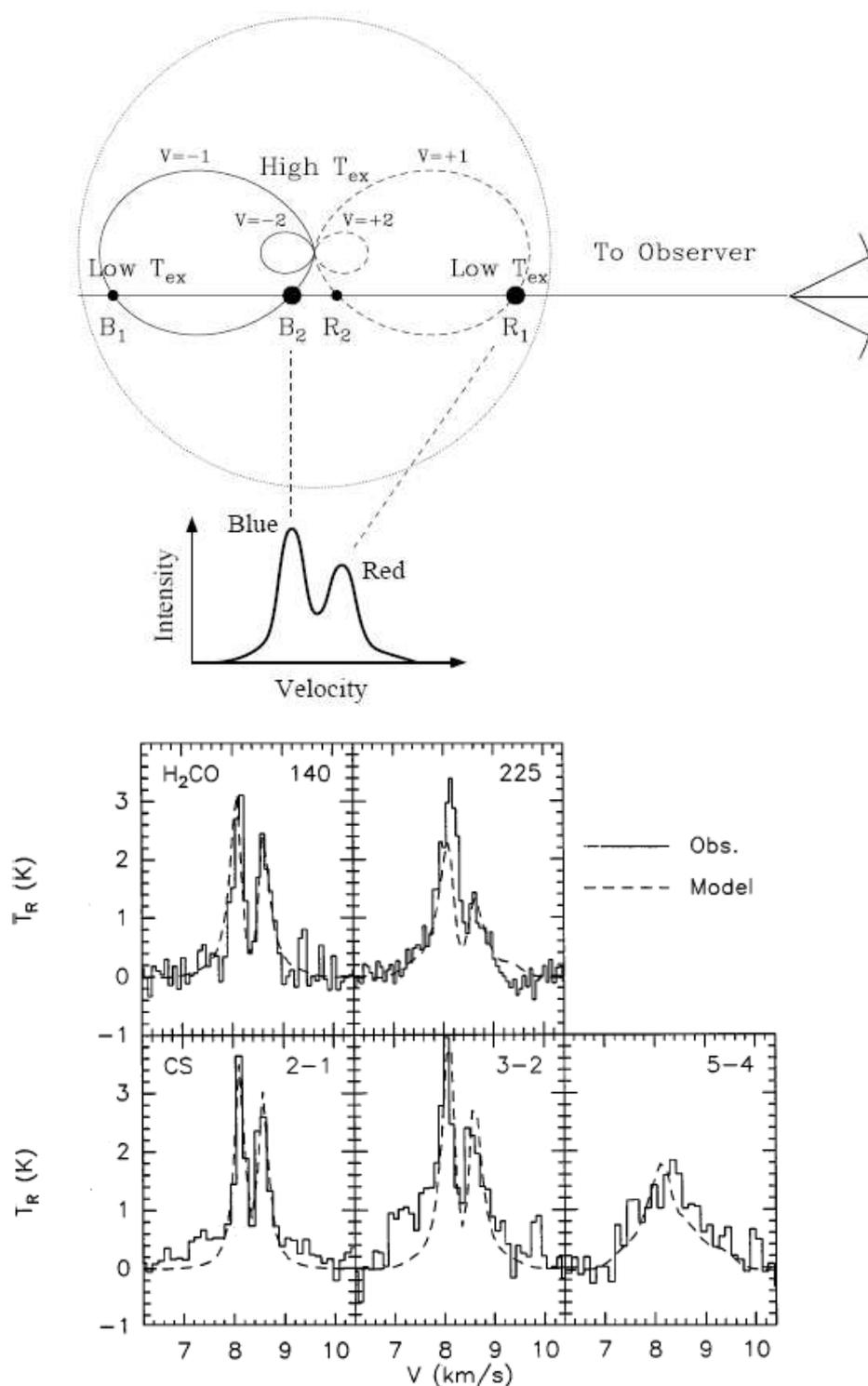
Los objetos de clase 0 se caracterizan por estar extremadamente incrustados o embebidos en la nube de gas y polvo de la cual se forman. Están asociados con fuertes vientos que dan origen a flujos moleculares bipolares, en

general altamente colimados, y poseen envoltentes que contienen más masa que el propio centro estelar. Sus distribuciones espectrales de energía poseen máximos en la región del infrarrojo lejano o del sub-milimétrico del espectro y la forma de las mismas puede ser aproximada por un cuerpo negro de temperatura extremadamente baja, de alrededor de 20–30 K. La Figura 1.8 muestra las SEDs de dos objetos de clase 0, IRAS 16293–2422 y L 1544, asociados a temperaturas de 30 K y 13 K, respectivamente, y con máximos alrededor de las 100  $\mu\text{m}$ .



**Fig. 1.8:** SEDs de dos objetos de clase 0, IRAS 16293–2422 y L 1544. Figura tomada del trabajo de André et al. (2000).

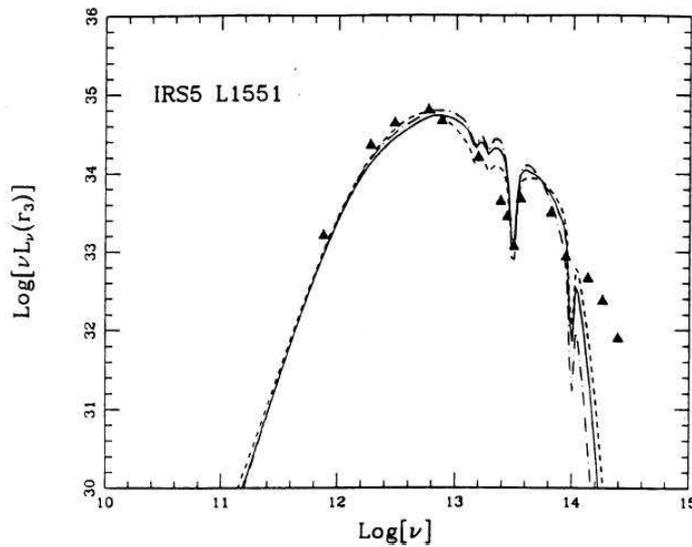
Una propiedad importante de los objetos de clase 0 es la presencia de perfiles de línea con una asimetría que indica el colapso gravitacional (Zhou et al. 1993; Ward-Thompson et al. 1996; Mardones et al. 1997). Este perfil presenta una absorción central y dos picos en emisión, siendo el pico azul de mayor intensidad que el rojo. Este tipo de perfil recibe el nombre de "redshifted self-absorption asymmetry" y es considerado como un indicador del colapso. La Figura 1.9, panel superior, indica en forma esquemática el origen de las diversas partes o componentes de las líneas. La parte inferior de la Figura 1.9 muestra los perfiles en  $\text{H}_2\text{CO}$  y en CS que evidencian este tipo de asimetría para el glóbulo de Bok B335.



**Fig. 1.9:** Panel superior: Representación esquemática de cómo se origina el perfil característico del colapso ("redshifted self-absorption asymmetry"). Este esquema ha sido adaptado del trabajo de Zhou & Evans (1994). Panel inferior: Asimetría del colapso en las líneas de  $H_2CO$  y de  $CS$  para el glóbulo de Bok B335. Esta figura ha sido adaptada del trabajo de Zhou et al. (1993). Las líneas de trazos corresponden al modelo propuesto por Choi et al. (1995).

### Objetos de clase I

Los objetos de clase I tienen edades de alrededor de  $1-5 \times 10^5$  años (Myers et al. 1987a; Wilking et al. 1989; Kenyon et al. 1990) y se encuentran incrustados o embebidos en el material de la nube madre. Las SEDs de estos objetos presentan máximos en las regiones del sub-milimétrico e infrarrojo lejano del espectro, evidenciando la presencia de grandes excesos infrarrojos (ver Figura 1.7), en particular si se compara la SED observada con la emisión proveniente de la incipiente fotosfera estelar. En general, los objetos de clase I evidencian con gran claridad la absorción del silicato interestelar en  $9.7 \mu\text{m}$ . Una característica importante es que son observables en  $2 \mu\text{m}$ , lo cual hace posible estudiarlos en el infrarrojo cercano. La Figura 1.10 muestra la SED de un objeto de clase I (L1551 IRS5) que evidencia estas características.



**Fig. 1.10:** Distribución espectral de energía (SED) del objeto de clase I L1551 IRS5. Esta figura ha sido tomada del trabajo de Adams et al. (1987).

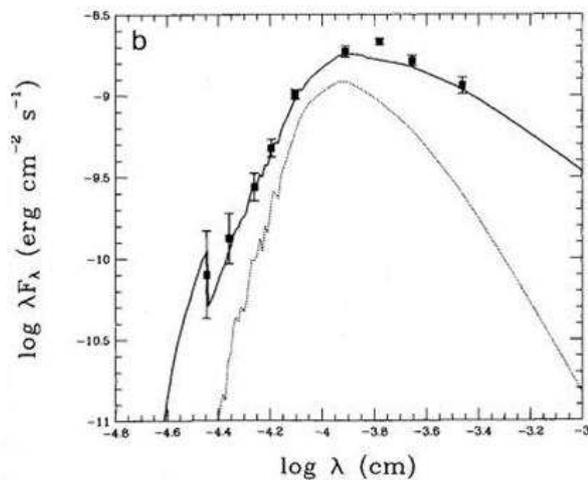
La principal componente de los objetos de clase I es la envoltura, aunque de menor masa que para los objetos de clase 0. Poseen, además, un disco incipiente que alcanzará su máximo desarrollo en los objetos de clase II. Tanto la envoltura como el disco transfieren masa al objeto central y, por lo tanto, se dice que se encuentran en acreción. Estos objetos están asociados con flujos moleculares bipolares y/o jets estelares. En general, éstos son menos energéticos y presentan un grado de colimación menor que aquéllos asociados

a las fuentes de clase 0 (Bontemps et al. 1996).

### Objetos de clase II

Los objetos de clase II tienen edades del orden de  $1-5 \times 10^6$  años y, a diferencia de las clases 0 y I, resultan observables en el óptico. En este rango espectral los objetos de clase II evidencian características típicas de las estrellas T Tauri clásicas (CTTS). Por otra parte, las estrellas CTTS presentan SEDs típicas de los objetos de clase II.

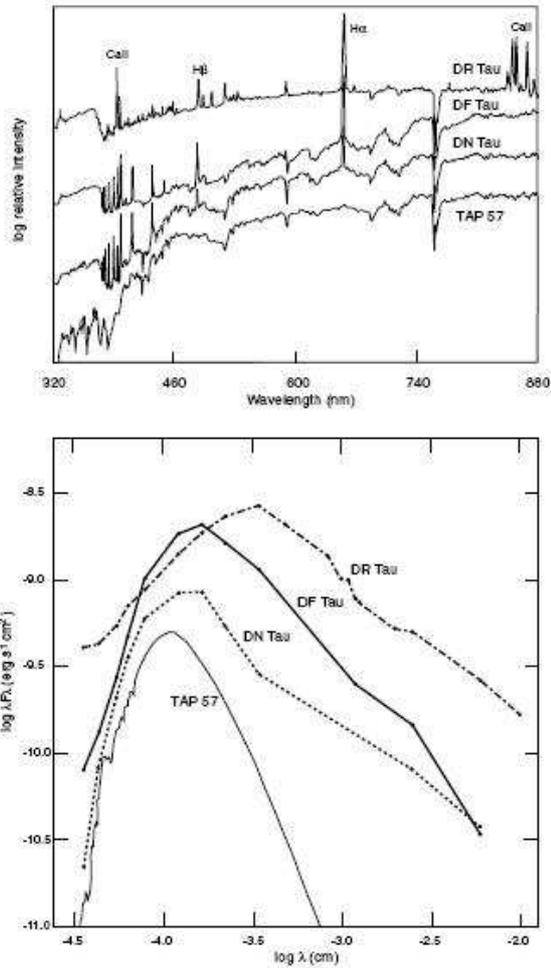
Al igual que para la clase I, los objetos de clase II presentan SEDs que no pueden asociarse a un cuerpo negro o a una única temperatura, ya que presentan excesos debidos a la presencia de material circunestelar, si bien mucho más moderados que en la clase I (ver Figura 1.7). Este material circunestelar yace principalmente en un disco, mientras que la contribución de la envoltura es mínima y en muchos casos inexistente. Las SEDs de estos objetos presentan picos en la región del visible o del infrarrojo cercano del espectro.



**Fig. 1.11:** SED del objeto de clase II o estrella de tipo T Tauri clásica BP Tau. Con línea de puntos se indica la contribución fotosférica, correspondiente al modelo de Kurucz. La línea continua corresponde a un modelo que reproduce tanto los excesos en el ultravioleta/óptico como en el infrarrojo. Figura adaptada del trabajo de Basri & Bertout (1989).

Una propiedad importante que evidencian las SEDs de los objetos de clase II es la presencia de excesos no sólo en el infrarrojo sino también en el ultravioleta/óptico. La Figura 1.11 muestra la SED de BP Tau, un objeto de

clase II, en la cual claramente se evidencia la presencia de excesos tanto en el ultravioleta/óptico como en el infrarrojo, por encima del nivel fotosférico.



**Fig. 1.12:** Espectros ópticos (panel superior) y SEDs (panel inferior) de cuatro estrellas T Tauri. Estos objetos han sido ordenados de acuerdo al nivel de actividad evidenciado por los mismos. DR Tau es un objeto de clase II o estrella T Tauri clásica extrema en tanto que TAP 57 es una estrella T Tauri con débil emisión. DF Tau y DN Tau son objetos que presentan niveles de actividad intermedia entre los otros dos mencionados. Figura adaptada del trabajo de Bertout (1989).

Además, como ya se mencionó, los objetos de clase II se corresponden con las estrellas T Tauri clásicas. La Figura 1.12 muestra los espectros ópticos y las correspondientes SEDs de un grupo de cuatro estrellas T Tauri. Esta figura evidencia una variedad de características espectrales que van desde estrellas CTTS extremas, tales como DR Tau sin rasgos fotosféricos y numerosas líneas en emisión (He I, Ca II, Ti II, Fe II), además de las líneas de Balmer, hasta las

propiedades espectrales de TAP 57, una estrella T Tauri con emisión débil (WTTS), la cual se corresponde con la de una estrella normal de tipo espectral tardío. En medio de estos dos casos extremos se ubican DN Tau y DF Tau, dos estrellas T Tauri clásicas u objetos de clase II, con la línea del Ca II y la serie de Balmer en emisión. Nótese, además, que la profundidad de las líneas fotosféricas decrece, desde las WTTS, en este caso TAP 57, a las CTTS extremas, DR Tau. Cuando las líneas espectrales tienen menor profundidad que las correspondientes a fotosferas normales del mismo tipo espectral, se dice que los espectros están velados.

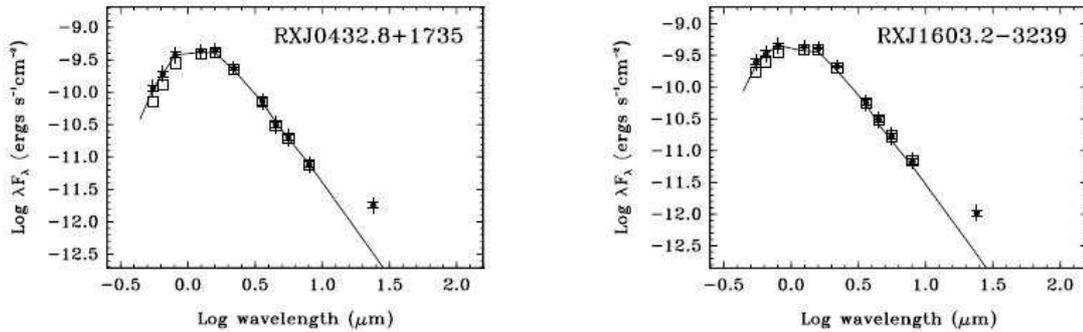
Una característica espectral que distingue todas las estrellas T Tauri (clásicas y con emisión débil) es la presencia de la línea del Li 6707 Å, considerada un indicador indiscutible de juventud. Esta línea puede apreciarse en todos los espectros del panel superior de la Figura 1.12.

La Figura 1.12, panel inferior, también evidencia que los objetos con mayores excesos infrarrojos (DR Tau, en este caso) son, además, los que poseen los mayores excesos ultravioleta/óptico. Los primeros son atribuidos a la presencia de discos circunestelares de gas y polvo. El polvo circunestelar es el que reprocessa la luz estelar, re-emitiéndola en longitudes de onda más largas o del infrarrojo. Los excesos ultravioleta/óptico son considerados evidencia de la transferencia de masa (acreción) entre el disco y el objeto central (Lynden-Bell & Pringle 1974). Básicamente, el material debe caer hacia un objeto central que rota a una velocidad de sólo  $2 \text{ kms}^{-1}$  (Hartmann et al. 1986; Hartmann & Stauffer 1989; Bouvier et al. 1993) desde un disco en rotación kepleriano con velocidad del orden de  $200 \text{ kms}^{-1}$  (Kenyon & Hartmann 1987). Se libera entonces una gran cantidad de energía que produce los excesos en el ultravioleta/óptico observados, además de velado de las líneas espectrales.

### **Objetos de clase III**

Los objetos de clase III (con edades  $\sim 10^7$  años) representan la etapa anterior a la Secuencia Principal. Las SEDs de estos objetos presentan picos en la región del infrarrojo cercano u óptico del espectro. No poseen excesos significativos, por lo que sus SEDs pueden ser reproducidas por cuerpos negros de una determinada temperatura. La Figura 1.13 muestra las SEDs de dos obje-

to de clase III o estrella T Tauri con emisión débil (WTTS), RXJ0432.8+1735 y RXJ1603.2–3239.



**Fig. 1.13:** SEDs de dos objetos de clase III RXJ0432.8+1735 y RXJ1603.2–3239. Figura tomada del trabajo de Padgett et al. (2006).

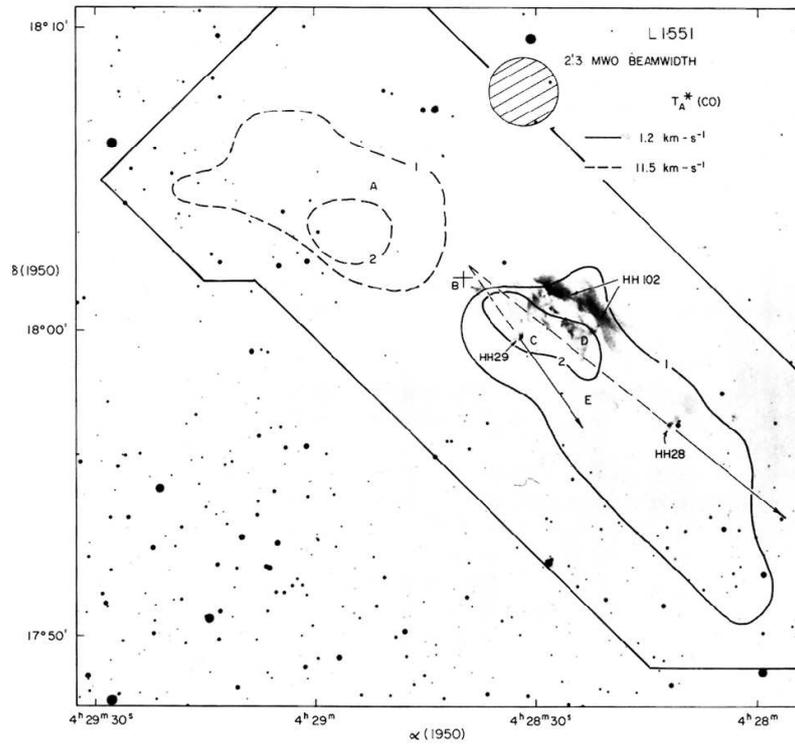
## 1.6. Flujos moleculares bipolares y discos circunestelares

En las secciones anteriores se ha visto que tanto los flujos moleculares bipolares (o jets) como los discos circunestelares son las estructuras básicas que conforman y caracterizan, tanto geométrica como físicamente, un sistema protoestelar. Dada la relevancia que tienen para la formación de la nueva estrella, se describirán sintéticamente cada una de estas estructuras.

### 1.6.1. Flujos moleculares bipolares

Hasta el comienzo de la década del 90, una paradoja muy notoria la constituía el hecho de que cuando se estudiaban objetos jóvenes que estuvieran sufriendo un proceso de colapso gravitatorio, se esperaba encontrar evidencias observacionales de la presencia de material en caída libre. Contrariamente, estos objetos fueron primero asociados con flujos moleculares bipolares "out-flows" (Snell et al. 1980; Bally & Lada 1983) y, como se discutió en la sección anterior, posteriormente se detectaron perfiles de líneas que indican la existencia del mencionado colapso (Zhou et al. 1993).

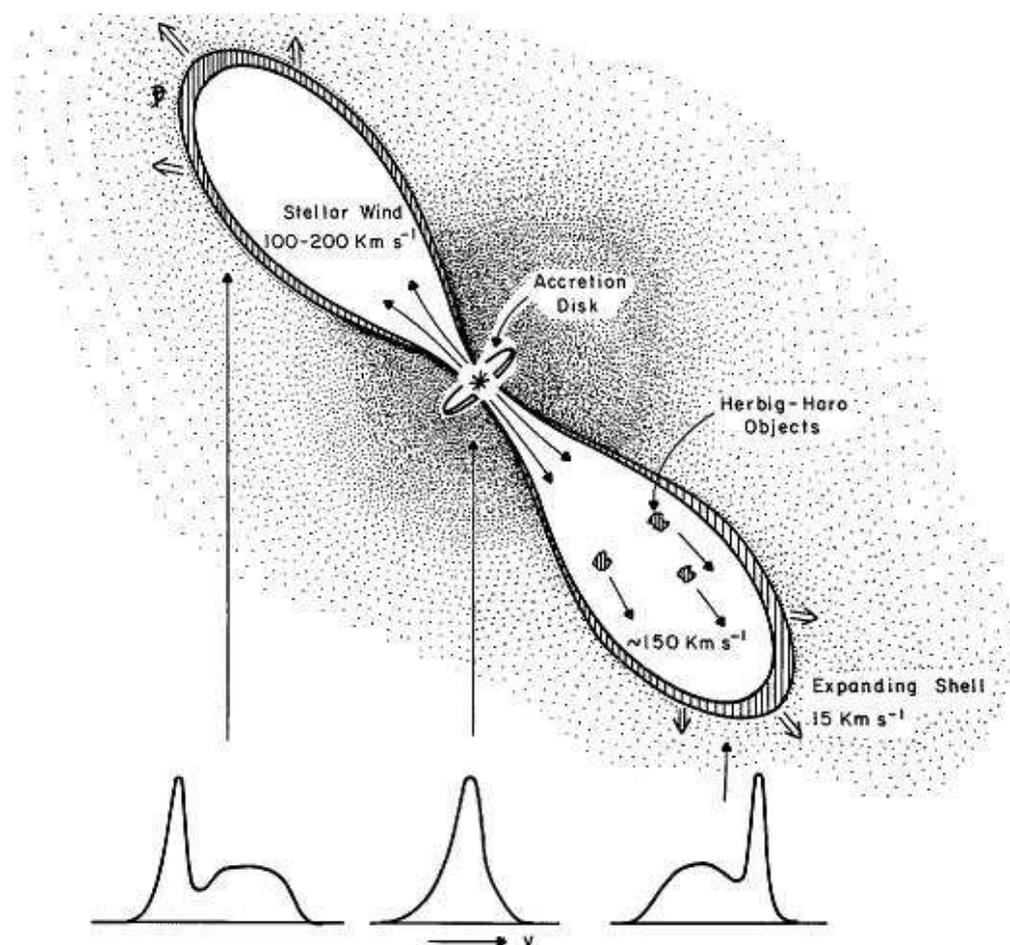
La Figura 1.14 ilustra el flujo molecular bipolar asociado con la fuente de



**Fig. 1.14:** Mapa en CO ( $J=1-0$ ) de flujo molecular bipolar detectado por Snell et al. (1980) superpuesto a una imagen óptica de la región en la cual yace la fuente de clase I L1551 IRS 5, indicada en la figura con una cruz. Los contornos en línea continua corresponden a la emisión o material con velocidades corrientes hacia el azul en tanto que los contornos en línea a trazos corresponden al material que se desplaza hacia el rojo. En la figura también se indican las posiciones de tres objetos HH (102, 28 y 29) y los vectores movimientos propios correspondientes a HH 28 y HH 29. Notar que el punto de convergencia de estos vectores prácticamente coincide con la posición de L1551 IRS 5, lo cual sugiere que ésta es la fuente excitante de los mismos. Esta figura ha sido tomada del trabajo de Snell et al. (1980).

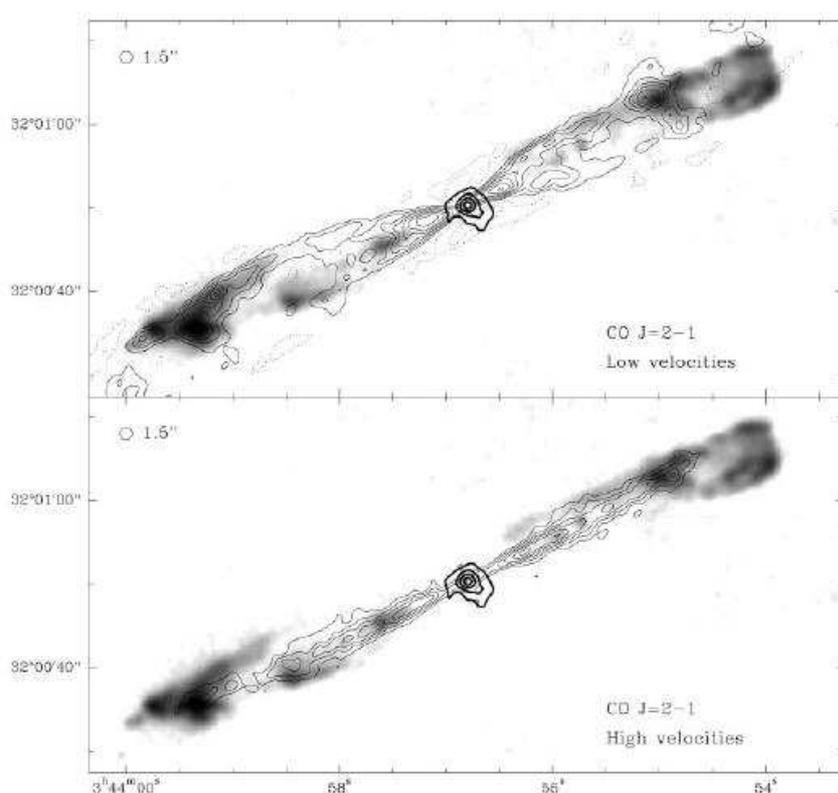
clase I L1551 IRS 5, perteneciente a la nube molecular de Taurus, detectado por Snell et al. (1980). Con línea continua se indica el lóbulo desplazado hacia el azul y con línea a trazos aquél corrido hacia el rojo. La Figura 1.15 esquematiza las características principales del flujo molecular bipolar asociado a esta fuente de clase I. La protoestrella se encuentra rodeada por un disco de acreción e incrustada o embebida en la nube madre. Un viento fuerte, altamente supersónico y colimado que emana del objeto central barre el material de la nube circundante y lo pone en movimiento, dando lugar a ambos lóbulos del flujo molecular bipolar en cuestión. En la región del choque propiamente dicho, entre el viento y la nube circundante (Schwartz 1975), se

originan los llamados objetos Herbig-Haro (HH), los cuales se observan en el óptico como pequeñas nebulosidades con espectros con líneas de emisión, sin continuo subyacente y, en muchos casos, con una forma típica de choque de proa (o "blow-shock"). Determinaciones de los movimientos propios de estos objetos HH (Cudworth & Herbig 1979), así como también la presencia de un jet óptico o jet HH altamente colimado asociado con esta fuente (Mundt & Fried 1983), proporcionaron evidencia adicional de la existencia de eyección de material durante las primeras etapas de formación de las estrellas. Como



**Fig. 1.15:** Representación esquemática del flujo molecular bipolar asociado con la fuente de clase I L1551 IRS 5. La protoestrella se encuentra rodeada por un disco de acreción e incrustada o embebida en la nube madre. Un viento fuerte, altamente supersónico y colimado que emana del objeto central barre el material de la nube circundante y lo pone en movimiento dando lugar a ambos lóbulos del flujo molecular bipolar en cuestión. En la región del choque propiamente dicho entre el viento y la nube circundante se originan los llamados objetos Herbig-Haro (HH). Figura tomada del trabajo de Snell et al. (1980).

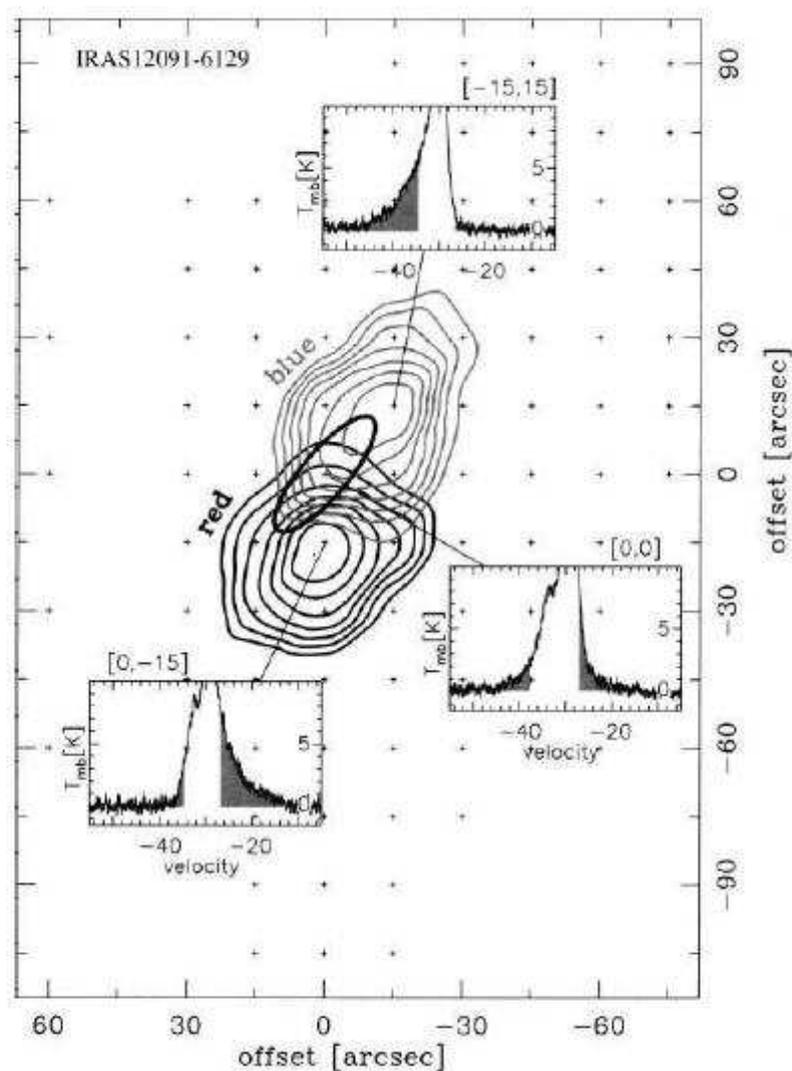
se dijo en el párrafo anterior, los flujos moleculares bipolares son el resultado



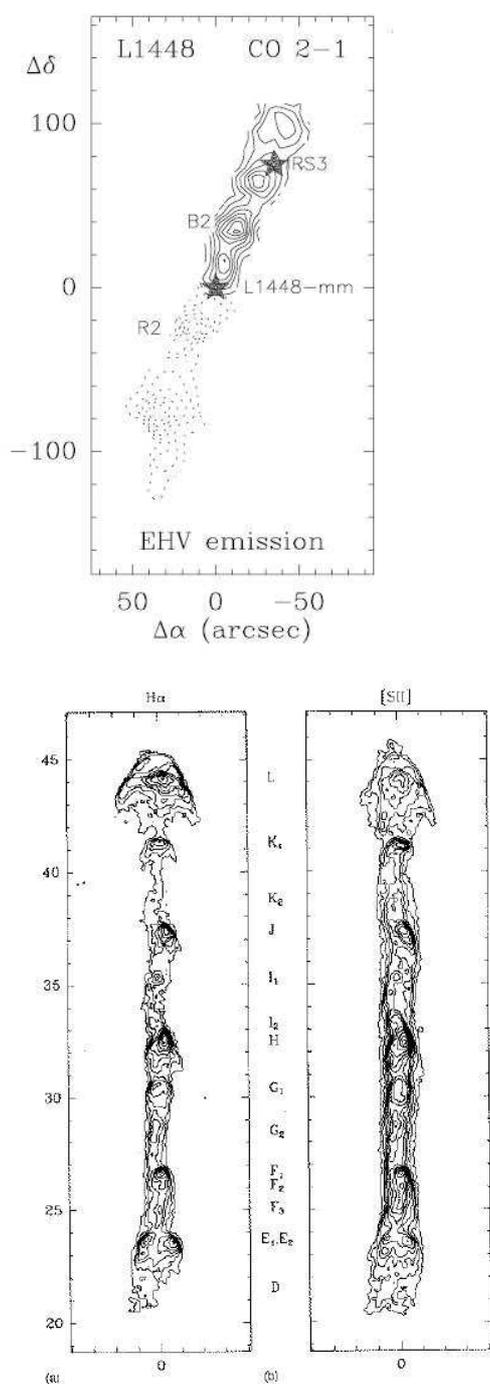
**Fig. 1.16:** Flujo molecular bipolar altamente colimado observado en CO ( $J = 1-2$ ) superpuesto a la emisión en  $H_2$  que delinea el objeto HH 211, asociado con una fuente de clase 0. Notar que ambos lóbulos terminan en forma de "blow shock" o choque de proa. Estas estructuras son visibles en hidrógeno molecular. También puede observarse que el material que se mueve a mayor velocidad (panel superior) posee un grado de colimación mayor que aquél que se mueve a menor velocidad (panel inferior). Esta figura ha sido tomada del trabajo de Gueth & Guilleaume (1999).

de la interacción del viento estelar con el material de la nube madre y son observables en la región milimétrica del espectro. El principal trazador es la molécula del CO y varios de sus isótopos tales como  $^{12}\text{CO}$ ,  $^{13}\text{CO}$  y  $\text{C}^{18}\text{O}$ . Se los clasifica en "clásicos" y "altamente colimados", en donde la principal diferencia se basa en el grado de colimación de éstos. Sin embargo, no es ésta una clasificación absoluta, ya que existen muchos casos intermedios. Los primeros fueron identificados en los años 80 y están asociados a fuentes de clase I, mientras que los últimos emanan de fuentes de clase 0 y fueron detectados posteriormente, en los años 90. La Figura 1.16 muestra un ejemplo de un flujo altamente colimado y la Figura 1.17 uno de un flujo clásico, pobremente colimado. Dentro del grupo de los flujos moleculares bipolares altamente colimados.

mados, vale la pena destacar un subgrupo que presenta una morfología muy similar a los jets ópticos. La Figura 1.18 constituye un ejemplo. El flujo de L 1448 (panel superior) presenta una estructura muy similar al jet óptico HH 111 (panel inferior). Este ejemplo apoya la idea actual de que los flujos moleculares bipolares y los jets ópticos son manifestaciones del mismo fenómeno.



**Fig. 1.17:** Flujo molecular bipolar pobremente colimado observado en CO y asociado a la fuente IRAS 12091-6129. Figura tomada del trabajo de Henning et al. (2000).



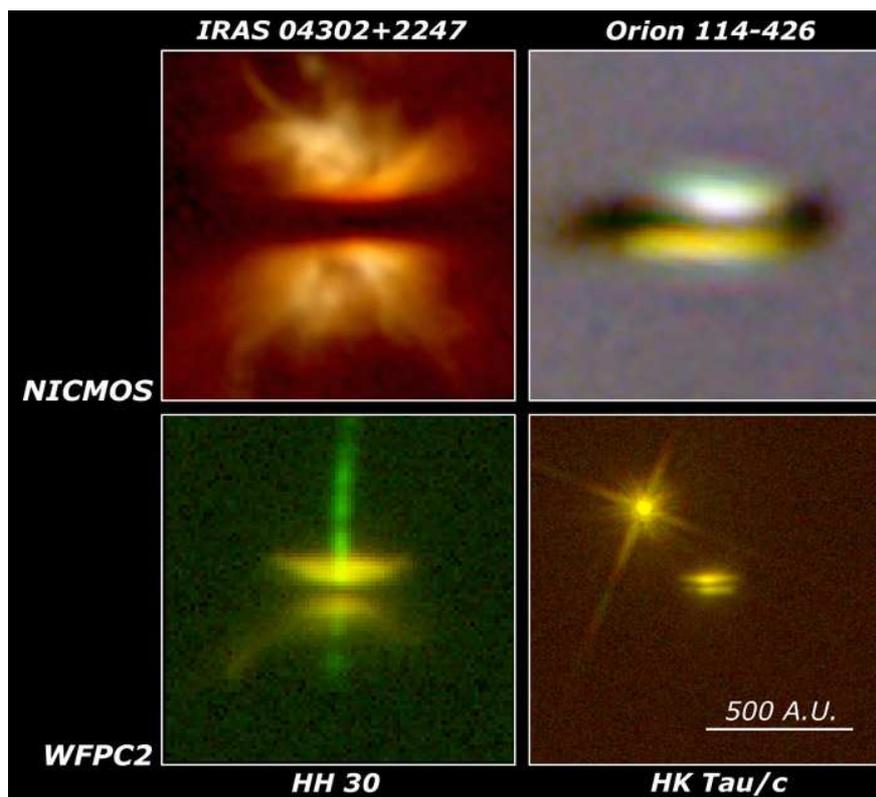
**Fig. 1.18:** Panel superior: Flujo molecular bipolar L 1448 mapeado en CO ( $J = 1-2$ ) asociado con una fuente de clase 0 del mismo nombre. Con línea continua se indica el lóbulo desplazado hacia el azul y con línea de puntos aquél corrido hacia el rojo. Notar la presencia de las llamadas balas "bullets" a lo largo del eje del jet. Esta figura ha sido tomada del trabajo de Bachiller et al. (1990). Panel inferior: Contornos en H $\alpha$  (lado izquierdo) y en [SII] (lado derecho) del jet HH 111. Notar la presencia de numerosos nudos "knots" a lo largo del eje del jet. Algunos de ellos presentan una morfología de tipo choque de proa o "bow shock". Figura tomada del trabajo de Reipurth et al. (1997).

### **1.6.2. Discos circunestelares**

En las secciones anteriores se destacó la importancia de los discos para el modelado de las SEDs de los objetos estelares jóvenes, en particular para las fuentes de clases II y I. Los discos tienen importancia no sólo para la formación de la propia estrella, sino también porque es en ellos y del material que yace en los mismos que se formarán los planetas y demás cuerpos menores. Observaciones en el rango milimétrico realizadas en la década de los 90 (ver, por ejemplo, Beckwith et al. 1990; Osterloh & Beckwith 1995) demostraron que los discos jóvenes asociados a estrellas T Tauri clásicas o fuentes de clase II poseen, en promedio, una masa comparable a la de la nebulosa solar primigenia. Resulta interesante mencionar que el esquema de clasificación de los objetos estelares jóvenes, según la morfología de las SEDs propuesto por Lada (1987), fue establecido antes de que se tuvieran imágenes de discos circunestelares de objetos en formación.

En la actualidad, no cabe duda de la existencia de los mencionados discos, ya que el Telescopio Espacial Hubble (HST) ha proporcionado imágenes de alta resolución de numerosos discos en estrellas en formación. La Figura 1.19 muestra cuatro imágenes de discos de canto asociados con estrellas de baja masa. La imagen superior izquierda corresponde a IRAS 04302+2247. Es ésta una combinación en colores falsos de imágenes de banda ancha, F110W (1.1  $\mu\text{m}$ ), F160W (1.6  $\mu\text{m}$ ) y F205W (2.05  $\mu\text{m}$ ), tomadas por la cámara NICMOS (Padgett et al. 1999). IRAS 04302+2247. es uno de los objetos estelares jóvenes más espectaculares que han sido observados por el HST. En esta imagen predomina una banda opaca (silueta de un disco) que se cruza por el centro de la nebulosa de reflexión asociada con este objeto.

El panel superior derecho de la Figura 1.19 muestra una imagen de alta resolución, en el infrarrojo cercano, de la silueta del disco de canto en Orion 114-426 (McCaughrean et al. 1998). En la parte inferior izquierda de la Figura 1.19 se observa una imagen de HH 30. En ella se aprecia el contorno de un disco de canto, el cual es puesto en evidencia por la luz de una nebulosa brillante de fondo. También puede observarse en color verde un jet perpendicular al disco. Esta imagen es una combinación en colores falsos de



**Fig. 1.19:** Imágenes de cuatro discos de canto observados por el HST. Todas ellas tienen la misma escala (1200 UA). Paneles superiores: IRAS 04302+2247 y Orion 114–426, combinaciones en colores falsos de imágenes individuales en banda ancha –F110W (1.1  $\mu\text{m}$ ), F160W (1.6  $\mu\text{m}$ ), F205W (2.05  $\mu\text{m}$ )– tomadas con la cámara NICMOS (Padgett et al. 1999; McCaughrean et al. 1998). Paneles inferiores: HH 30 y HK Tau/c, combinaciones en colores falsos de imágenes individuales en bandas anchas –F675W, F814W– obtenidas con la cámara WFCP2 (Burrows et al. 1996; Stapelfeldt et al. 1998). Figura tomada de la página web del HST (<http://www.stsci.edu/hst/>).

las imágenes individuales tomadas con la cámara WFCP2, usando los filtros F675W –en color verde– y F814W –en color amarillo– (Burrows et al. 1996).

Finalmente, en el panel inferior derecho de la Figura 1.19, se muestra el disco de HK Tau/c que aparece como una línea oscura que divide una nebulosa de reflexión. Ésta es una imagen en colores falsos tomada con la cámara WFCP2, usando los filtros F675W y F814W (Stapelfeldt et al. 1998).

Estas imágenes no dejan dudas sobre la existencia de discos en objetos de clase II (edades  $\sim 10^6$  años). Como se mencionó, la carencia de excesos infrarrojos significativos para la gran mayoría de los objetos de clase III (edades  $\sim 10^7$  años) resulta llamativa. La Figura 1.20 sugiere una posible secuencia evolutiva para los discos. El material de los discos se agotaría desde la zona

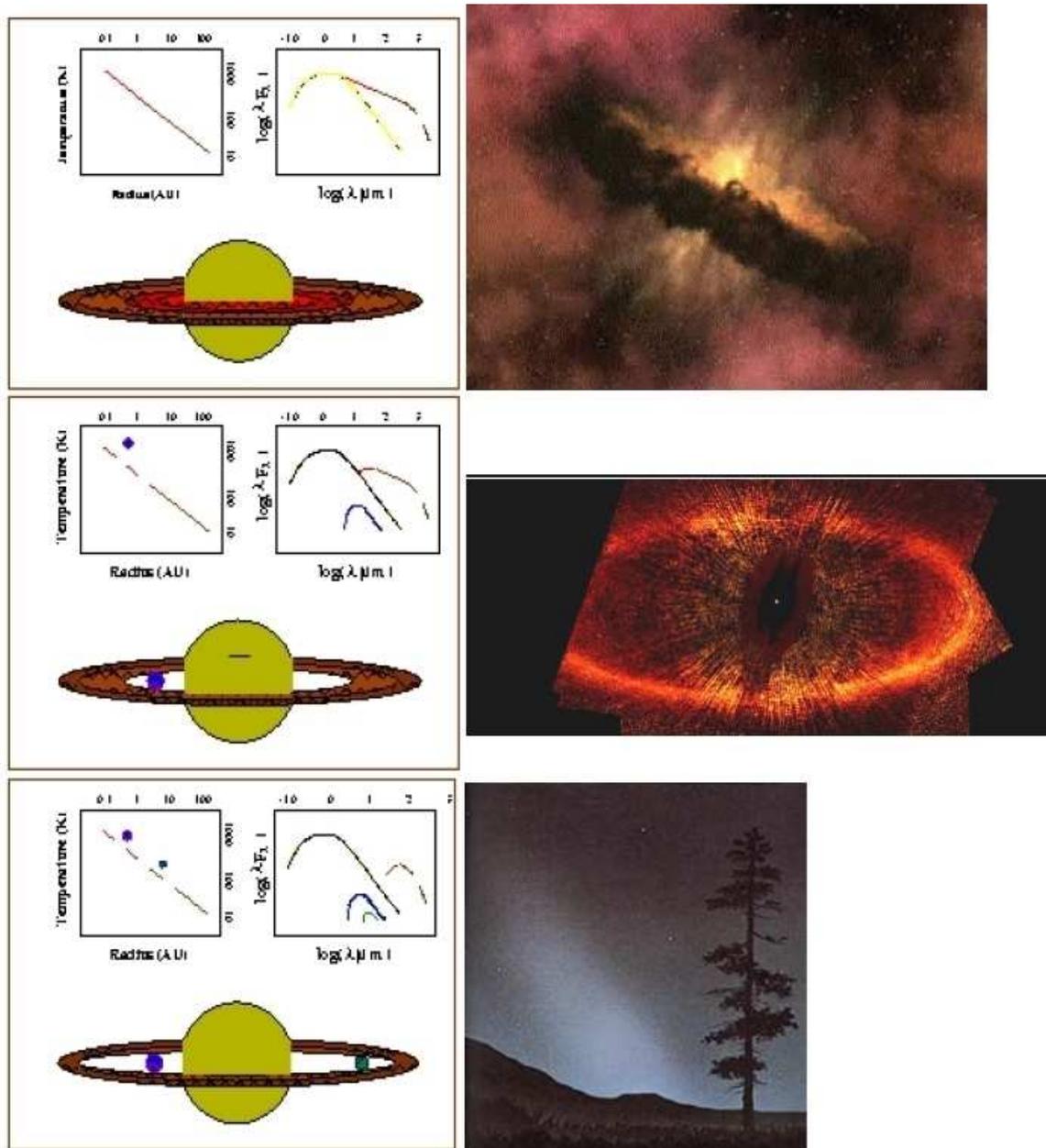
interna hacia la zona externa. El panel superior representa una estrella joven con una edad del orden de  $1 \times 10^6$  años, con un disco de gran masa, rico en gas y polvo. El panel intermedio, ejemplificado por la estrella Fomalhaut, con una edad del orden de  $100 \times 10^6$  años, presenta un disco más evolucionado, donde la masa de gas es mucho menor a la de la etapa anterior. En esta etapa, parte del material del disco puede haberse utilizado en la formación de uno o varios planetas. Finalmente, estos discos llegarían a su etapa de discos "debris" o discos de escombros representado en el panel inferior. Un sistema con un anillo de objetos en la parte más externa y planetas orbitando en la zona interna, similar al Sistema Solar ( $\sim 1000 \times 10^6$  años). Las colisiones entre los cuerpos que componen el anillo, análogo al Cinturón de Kuiper del Sistema Solar, repueblan de polvo el mismo. Este polvo es observado a través de la llamada "Luz Zodiacal".

Nótese que este esquema evolutivo no contempla la presencia de discos en objetos con edades correspondientes a la clase III ( $\sim 10^7$  años). Recientemente, Padgett et al. (2006) y Cieza et al. (2007), han utilizado el instrumento MIPS ("Multiband Imaging Photometer for Spitzer") del telescopio Spitzer para buscar excesos en 24 y 70  $\mu\text{m}$  en objetos de clase III o estrellas T Tauri con emisión débil (WTTS). Si bien detectaron excesos en algunas de ellas, el principal resultado sigue siendo la "aparente" falta de estos excesos en la gran mayoría de los objetos observados. Este es un tema de gran interés que, desafortunadamente, queda abierto por el momento.

### **1.7. Estrellas de tipo FU Orionis**

Las estrellas de tipo FU Orionis son objetos jóvenes que presentan variaciones de brillo de tipo eruptivos. Estos objetos fueron incorporados como una nueva clase de variables por Herbig (1977). Las tres primeras estrellas en las cuales se descubrió el fenómeno del estallido: FU Orionis, V1057 Cygni y V1515 Cygni, conformaron el grupo prototipo de las estrellas FU Orionis.

Los tres objetos presentan un comportamiento similar en su curva de luz: un aumento rápido de brillo en varias magnitudes y un posterior decaimiento.



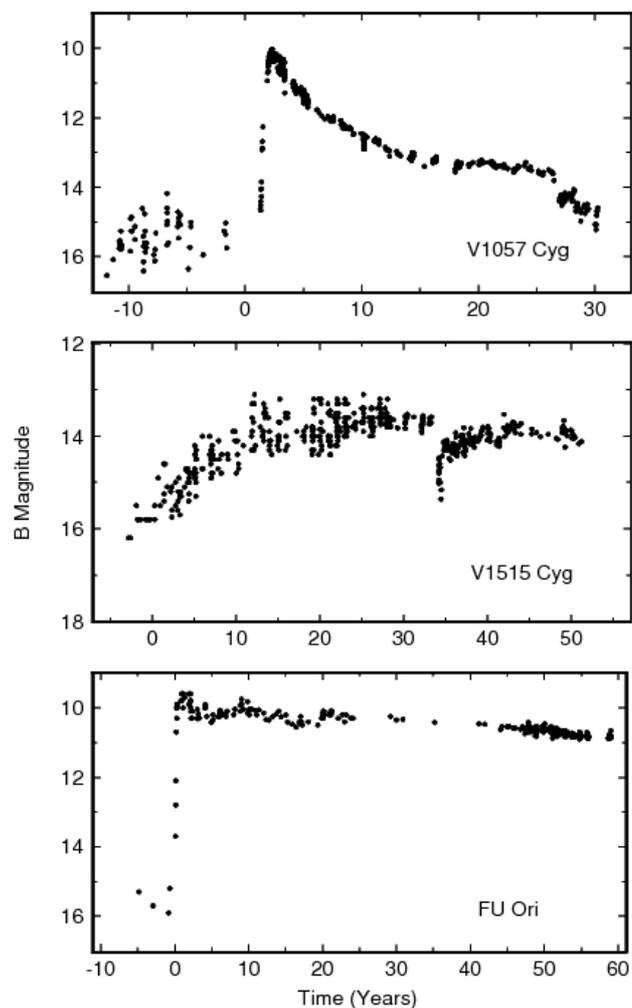
**Fig. 1.20:** Esquema representativo de la evolución de los discos circunestelares. El primer panel muestra la SED para una estrella joven de tipo T Tauri ( $\sim 10^6$  años) con un disco rico en gas y polvo. El panel intermedio representa una estrella con una edad de  $\sim 10^8$  años. En esta etapa el material interno ha comenzado a agotarse, pudiendo haberse formado un o mas planetas en esa región. Finalmente en el panel inferior puede observarse la emisión para un sistema similar al solar ( $\sim 10^9$  años), donde las colisiones entre objetos similares a los que componen el cinturón de Kuiper producirían polvo, que se manifiesta como la "Luz Zodiacal" en ese sistema. Figura adaptada de los sitios web: <http://hubble.nasa.gov>, <http://starryskies.com/articles/dln/4-98/zodiaco3a.jpg> y [www.spitzer.caltech.edu](http://www.spitzer.caltech.edu) (The cores to disks (c2d) Legacy Project (PI: Neal Evans)).

Sin embargo, esto no ocurre de la misma manera en los tres casos. La Figura 1.21 muestra las curvas de luz en la banda B de FU Orionis, V1057 Cyg y V1515 Cyg. FU Ori y V1057 Cyg llegaron al pico de brillo en unos pocos años, mientras que para V1515 Cyg el aumento llevó del orden de la década, a un ritmo menor que en los otros dos casos. A su vez, el posterior decrecimiento es distinto para cada uno de los objetos. FU Ori muestra un descenso lento y constante, V1057 Cyg tuvo al principio un descenso  $\sim 10$  veces más rápido que FU Orionis, que luego disminuyó su ritmo y continúa más despacio, mientras que V1515 Cyg no muestra signos claros de estar disminuyendo de brillo significativamente. Aunque sea de distinta manera, todos los casos apuntan a que los objetos volverían a su brillo original en el lapso de algunos siglos.

Actualmente se conocen alrededor de 20 estrellas tipo FU Orionis. Sin duda, el aumento repentino del brillo en el óptico en varias magnitudes (estallido) es la característica fundamental de este tipo de objetos. Sin embargo, para la gran mayoría de ellos no existe registro del estallido. Una de las posibles causas por las cuales el o los estallidos no han podido ser documentados es, probablemente, la extinción elevada en el óptico que presentan algunas de estas estrellas ( $A_V > 10$ ), por lo que un estallido anterior podría haber escapado fácilmente a la detección. Otra dificultad reside en la falta de uniformidad de las curvas de luz de los prototipos y la duración del estallido, lo cual sugiere que algunos objetos pueden haber experimentado el estallido mucho antes de que existieran las técnicas de observación necesarias.

Afortunadamente, las estrellas de tipo FU Orionis presentan una serie de características adicionales que permiten clasificar a un dado objeto como un posible candidato a la clase, aún cuando no haya sido posible observar el propio estallido. Estas características son:

- Variación del tipo espectral con la longitud de onda.
- Variación del ancho de las líneas con la longitud de onda.
- Perfiles de líneas con doble pico.
- Perfiles de línea tipo P Cygni.



**Fig. 1.21:** Curvas de luz en la banda B de los prototipos de la clase FU Orionis. Las observaciones abarcan varias décadas, tal como lo indica el eje temporal. Se puede apreciar el aumento en  $\sim 6$  mag en el brillo, así como también la diferente forma del estallido y el posterior decaimiento. Figura tomada del trabajo de Kenyon (1999).

- Excesos infrarrojos en las SEDs con respecto a la emisión fotosférica.

Como se verá en la próxima sección, estas características pueden ser explicadas mediante la presencia de un disco circunestelar de acreción en rotación kepleriana alrededor del objeto central.

## **1.8. Características secundarias del grupo de las FU Orionis**

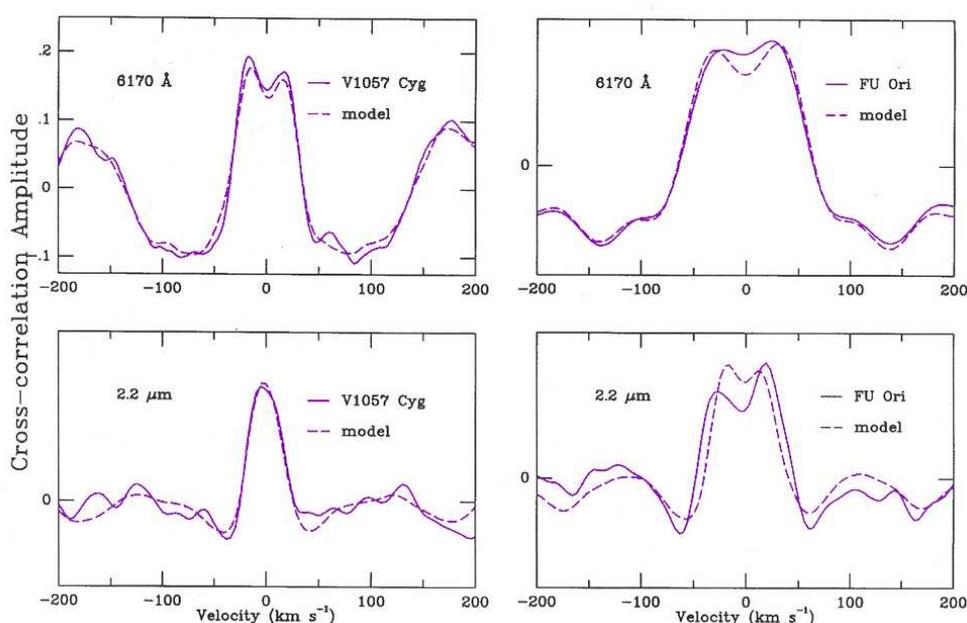
### **Variación del tipo espectral con la longitud de onda**

Las estrellas prototipo de la clase presentan espectros ópticos que con características similares al de las estrellas supergigantes tipo F-G, con temperaturas  $\sim 7000 - 6000$  K. Sus espectros en el infrarrojo cercano muestran bandas de absorción moleculares típicas de supergigantes tipo M, con temperaturas  $\sim 3000$  K (Mould et al. 1978).

Esta característica puede explicarse si se supone la existencia de un disco circunestelar, con un gradiente de temperatura que disminuye hacia afuera, debido al calentamiento que sufre por la estrella central y a la viscosidad del material que se encuentra en rotación. Entonces, a medida que uno se aleja del centro, las distintas zonas del disco van emitiendo a temperaturas cada vez más frías, las zonas internas contribuyen fuertemente a la emisión en el óptico mientras que las externas contribuyen, preferentemente, en el infrarrojo. El hecho de que los espectros de un disco sean tan similares a los de una estrella, por lo menos a baja resolución, se debe a que accidentalmente la atmósfera de la estrella y el disco de las FU Orionis tienen temperaturas efectivas y gravedades superficiales similares; además, ambas regiones transmiten pasivamente energía generada en el interior, lo cual produce el gradiente de temperatura necesario que da lugar al espectro de líneas de absorción (Hartmann 1998).

### **Variación del ancho de las líneas con la longitud de onda**

Como puede verse en la Figura 1.22, los anchos de las líneas en la región óptica son sistemáticamente mayores que los de las líneas en la región del infrarrojo (Hartmann & Kenyon 1987a). Ésta es una consecuencia clara del hecho de que el espectro es originado en un disco circunestelar en rotación kepleriana. Las regiones interiores del disco, más calientes y rotando rápidamente, constituyen el lugar desde donde el espectro óptico recibe la mayor contribución, mientras que las regiones exteriores, más frías y rotando lentamente, son las que más contribuyen al espectro infrarrojo.



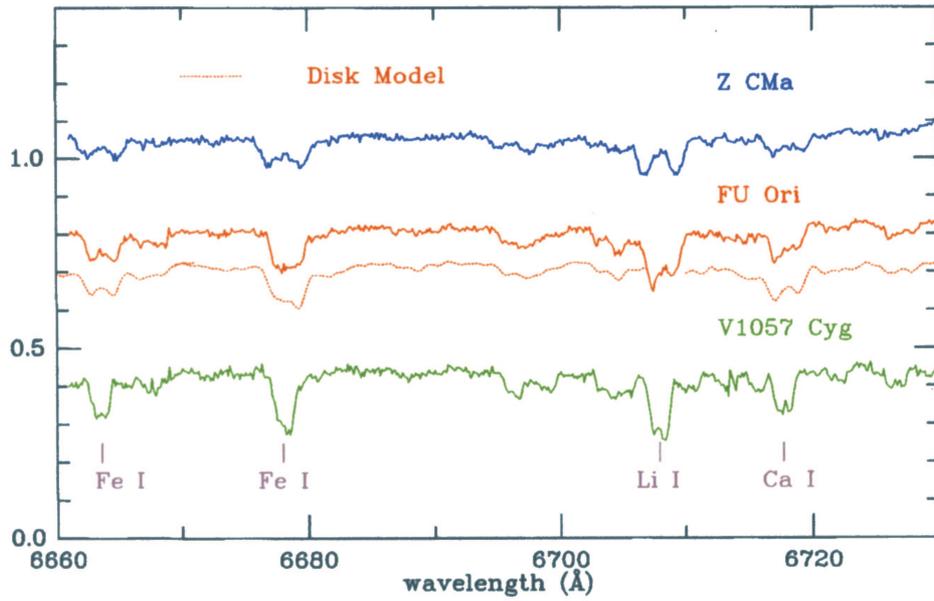
**Fig. 1.22:** Líneas espectrales de los objetos V1057 Cyg (izquierda) y FU Ori (derecha). Los paneles superiores muestran líneas correspondientes a la región óptica del espectro mientras que los paneles inferiores corresponden a la región infrarroja del espectro. Puede verse como las líneas ópticas son más anchas en ambos casos que las líneas en el infrarrojo. La línea sólida es la línea observada y la línea de trazos es un modelo. Figura tomada del trabajo de Hartmann & Kenyon (1996).

### Perfiles de líneas con doble pico

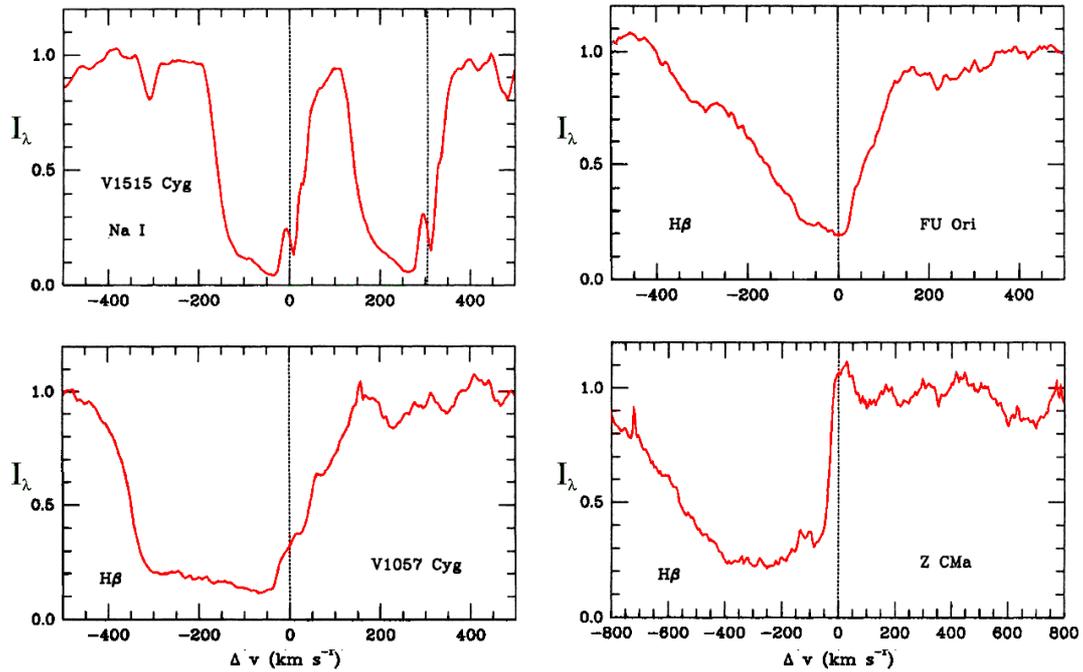
La gran mayoría de las líneas de los espectros de alta resolución de las estrellas FU Orionis muestran un perfil con dos picos. La Figura 1.23 ilustra este efecto para tres estrellas de tipo FU Orionis. Nuevamente, esto puede explicarse mediante un disco rotante que forma los dos picos de las líneas. Las regiones que al rotar se alejan del observador son las que forman el pico corrido hacia el rojo, mientras que aquéllas que se acercan al observador debido a la rotación, son las que forman el pico hacia el azul. Las zonas que permanecen quietas respecto al observador son las que conforman el cuerpo central de la línea.

### Líneas con perfil P Cygni

La Figura 1.24 muestra este tipo de perfil para un subgrupo de estrellas de tipo FU Orionis, lo cual constituye otra evidencia indirecta de la presencia de



**Fig. 1.23:** Espectros de alta resolución de tres estrellas de tipo FU Orionis que evidencian la presencia de líneas con doble pico. Figura adaptada del trabajo de Hartmann & Kenyon (1996).

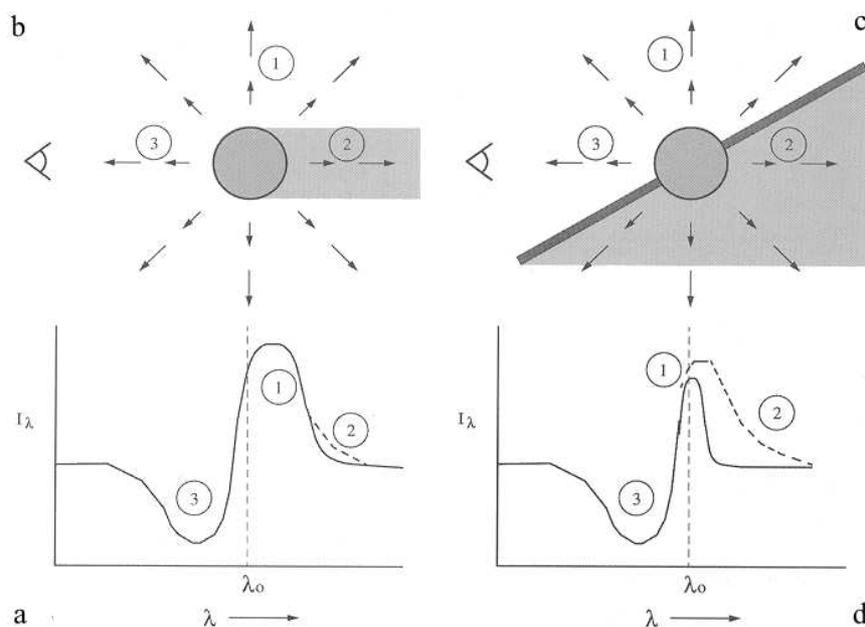


**Fig. 1.24:** Ejemplos de líneas con perfil P Cygni en estrellas de tipo FU Orionis. Notar que el pico de emisión hacia el rojo en algunos casos es prácticamente indistinguible. Figura tomada del trabajo de Hartmann & Calvet (1995).

discos circunestelares en estos objetos. El perfil P Cygni es el esquematizado en el panel (a) de la Figura 1.25, un perfil asimétrico con emisión corrida hacia el rojo y absorción corrida hacia el azul. La situación o el esquema que explica este tipo de perfil es ilustrado en el panel (b) de la misma figura. Un viento estelar de simetría esférica expandiéndose a alta velocidad produce una línea ensanchada. La región 1 contribuye a la emisión en la línea de visión, tanto en emisión hacia al azul como hacia al rojo. La región 2 contribuiría a la emisión con mayor corrimiento hacia el rojo, pero es ocultada por el disco estelar. Por último, el material en la región 3 absorbe la luz estelar, originando la absorción corrida hacia el azul, produciendo finalmente el perfil mostrado en la parte (a). Ahora bien, considérese la situación de la parte (c) de la Figura 1.25, en donde la estrella está rodeada por un disco circunestelar a alguna inclinación respecto con la línea de la visual. En este caso, la región 2 de ocultación es mucho mayor. Esto elimina la emisión del material corrido hacia el rojo en distinta medida, dependiendo del ángulo de inclinación del disco, llegando al caso extremo cuando el disco se encuentra en el plano del cielo, en donde toda la emisión hacia el rojo es eliminada y queda sólo la absorción hacia el azul, obteniendo el perfil esquematizado en la parte (d) de la Figura 1.25.

### **Excesos infrarrojos en las SEDs con respecto a la emisión fotosférica**

Todas las estrellas FU Orionis muestran excesos de emisión en la zona infrarroja del espectro, no asociables a la emisión estelar. La Figura 1.26 muestra las distribuciones espectrales de energía de dos estrellas pertenecientes a esta clase, V1057 Cyg y V1515 Cyg. En ambos casos puede apreciarse la existencia de excesos de emisión, fundamentalmente en la región infrarroja del espectro, los que no pueden atribuirse a la fotosfera estelar representada por la curva de Plank en esta figura. Un disco circunestelar de gas y polvo que absorbe y re-emite en longitudes de onda largas la radiación de la estrella central es la explicación más sencilla para este efecto.

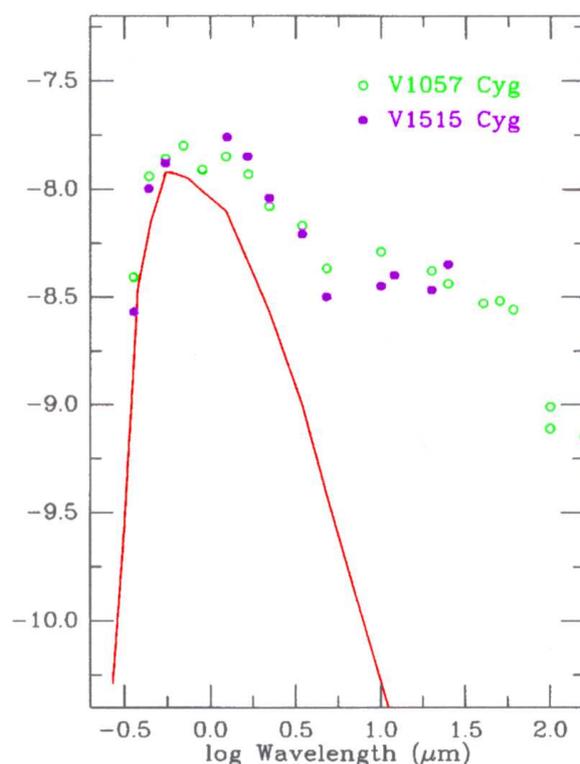


**Fig. 1.25:** Esquema de la geometría responsable de la formación del perfil P Cygni. Figura extraída del libro de Hartmann (1998).

### 1.9. Evidencias de juventud

Los objetos FU Orionis son estrellas jóvenes en formación. Esto es sugerido por la asociación espacial y cinemática de las estrellas de este tipo con regiones de formación estelar (Herbig 1966; Hartmann & Kenyon 1985; Hartmann & Kenyon 1987a,b; Hartmann & Stauffer 1989), la presencia de nebulosas de reflexión (Goodrich 1987) y existencia de grandes excesos de emisión en la región infrarroja del espectro proveniente de polvo circunestelar (Weintraub et al. 1991). Además, muchas de ellas poseen valores altos de extinción en el rango óptico, lo cual indica que se encuentran embebidas en la nube progenitora.

Estos objetos pertenecen a las clases I y II de la clasificación de los objetos estelares jóvenes propuesta por Lada (1987). Los objetos clase II son los correspondientes a las estrellas T Tauri, tienen edades  $\sim 10^6$  años y presentan la línea de Li en 6707 Å, claro indicador de juventud. Los objetos de clase I son protoestrellas aún embebidas en los remanentes de la nube molecular de la cual colapsaron, son más jóvenes con edades de  $\sim 10^5$  años.



**Fig. 1.26:** Distribuciones espectrales de energía de dos de las estrellas de tipo FU Orionis. La planckiana indica la emisión atribuible a la fotosfera estelar. Figura adaptada del trabajo de Hartmann & Kenyon (1996).

### 1.10. El grupo de las FU Orionis

El descubrimiento de las características comunes enumeradas anteriormente permitió ampliar el grupo de las FU Orionis. Actualmente, se han identificado alrededor de 20 miembros de la clase. Sin embargo, para la mayoría de ellos no se ha detectado un estallido en el brillo; es más, como son objetos altamente extinguidos, no se cuenta con un registro óptico temporal detallado de los mismos. Es por esta razón que actualmente se espera que los estallidos se registren preferentemente en la región infrarroja del espectro. De cualquier modo, todos los miembros del grupo comparten sino todas, la gran mayoría de las características anteriormente expuestas. En el Capítulo 5 de la presente Tesis se presentará un estudio detallado del grupo de las FU Orionis.

### 1.11. Causas del estallido e importancia de la presencia del disco

Las FU Orionis son estrellas variables eruptivas como otras estrellas variables, tales como las binarias interactuantes, las binarias cataclísmicas y las estrellas simbióticas (Mineshige & Osaki 1983; Smak 1984a,b; Duchl 1986a,b). Estos procesos eruptivos están principalmente relacionados o asociados a fenómenos de acreción. Sin embargo, el aumento de la tasa de acreción en los discos de estos objetos no está dado por un aumento en la transferencia de masa a través del disco, sino mas bien por una inestabilidad intrínseca. La situación más frecuentemente considerada es la de una inestabilidad térmica (Frank et al. 1992), que permite pasar de un estado de tasa baja de acreción a un estado de tasa alta de acreción y viceversa. La idea básica detrás de la inestabilidad térmica es la siguiente: en equilibrio térmico a una distancia R en el disco, la energía generada por viscosidad<sup>3</sup>,  $F_{vis}$ , debe encontrar un balance con la energía perdida por radiación,  $F_{rad}$ . Este balance está dado por la siguiente relación:

$$\frac{F_{rad}}{F_{vis}} = \frac{T^3}{\chi_r(P, T) \cdot \Sigma^2}, \quad (1.2)$$

en donde T es la temperatura interna del disco y  $\chi_r(P, T)$  es la opacidad media de Rosseland para la presión y temperatura apropiadas (ver D'Alessio 1996).

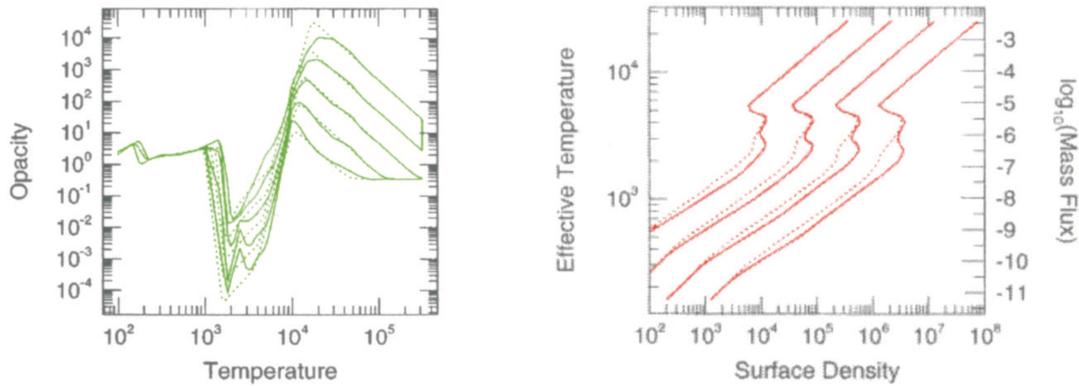
Si la temperatura aumenta levemente, el disco podrá mantener el balance, enfriándose, siempre y cuando la opacidad no crezca más rápido con la temperatura que  $T^3$ . Por el contrario, si la opacidad aumenta más rápido que  $T^3$ , el disco no alcanza a enfriarse y se produce una escalada térmica, la temperatura sigue aumentando rápidamente hasta que el comportamiento de la opacidad cambie.

El panel izquierdo de la Figura 1.27 muestra cálculos de la opacidad media de Rosseland para distintas densidades del gas en función de la temperatura. De lo dicho anteriormente, puede notarse que en la región entre  $\sim 3000$  K y  $\sim 10^4$  K se dan las condiciones para que se produzcan inestabilidades térmicas. Ahora se recurre a las curvas representadas en el panel derecho de la Figura 1.27. Éstas representan soluciones estables a las ecuaciones de equi-

---

<sup>3</sup>ver sección 2.4 del capítulo 2

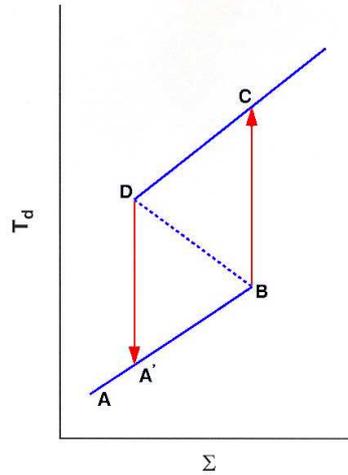
librio térmico para un disco con acreción constante, recalculadas en función de la temperatura efectiva (o la tasa de acreción) y la densidad superficial. Entonces, el lugar de equilibrio térmico en el plano  $T$  vs  $\Sigma$  para un anillo dado forma una especie de “S”, con el pliegue en la región donde la opacidad causa inestabilidad térmica.



**Fig. 1.27:** Panel izquierdo: comportamiento de la opacidad media de Rosseland respecto a la temperatura, para distintos valores de presión. Nótese como en la región  $2000 \text{ K} \lesssim T \lesssim 10^4 \text{ K}$  la opacidad crece más rápido que  $T^3$ . Panel derecho: comportamiento respecto a la densidad superficial  $\Sigma$  de las soluciones de la estabilidad térmica en un disco circunestelar para distintas condiciones de presión. Nótese como la curva de estabilidad tiene una inflexión en la región  $2000 \text{ K} \lesssim T \lesssim 10^4 \text{ K}$ , correspondiente a tasas de acreción  $10^{-7} M_{\odot}/\text{año} \lesssim \dot{M} \lesssim 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$ . Figura adaptada del trabajo de Hartmann & Kenyon (1996).

Si se restringe a una de las curvas esquematizada en la Figura 1.28, se tiene que un anillo dado, comienza a una tasa de acreción y densidad superficial bajas, yaciendo en la rama inferior de la curva (A). Si sufre alguna perturbación que aumente su densidad superficial, el punto de equilibrio comenzará a moverse a través de la curva hacia temperaturas y tasas de acreción cada vez más altas. Cuando llega a la inflexión de la curva, un nuevo aumento en la densidad llevaría el punto de equilibrio fuera de la curva y hacia la región de inestabilidad (B). Por lo tanto, el anillo debe saltar hacia la rama superior de la curva, donde la temperatura y la tasa de acreción son mucho mayores (C). Finalmente, la mayor tasa de acreción terminará drenando el material del anillo, reduciendo su densidad superficial (D) hasta volver a la rama inferior de la curva (A'). Justamente en la Figura 1.28 puede apreciarse porqué este escenario es ideal para explicar el estallido de las FU Orionis. Puede verse

cómo el salto que debería realizar un anillo al llegar al punto de inflexión lo lleva hasta una tasa de acreción de  $\sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$ , a temperaturas efectivas máximas de  $\sim 10^4$  K, tal como es observado.



**Fig. 1.28:** Esquematzación de la inflexión de las curvas del panel derecho de la Figura 1.27. Figura adaptada del trabajo de Kenyon (1999).

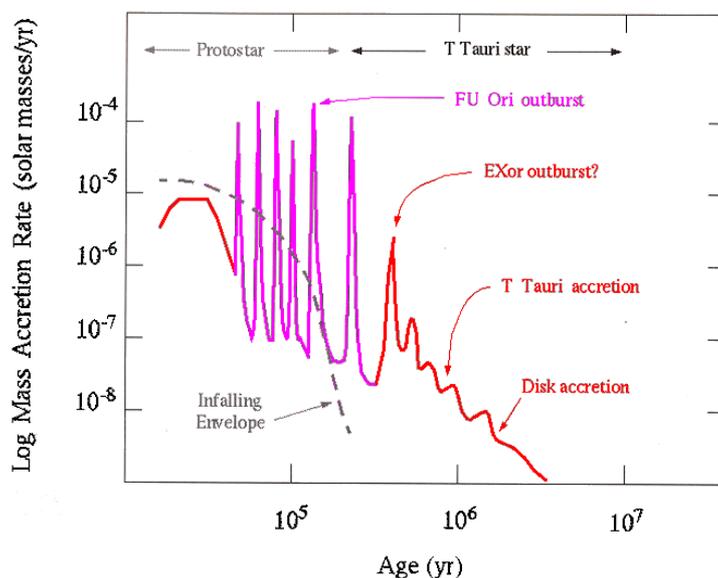
De la descripción del proceso se deduce que es repetitivo, siempre y cuando permanezca la perturbación original que llevó al anillo hasta el punto de inflexión. En el caso de las FU Orionis, dicha perturbación está dada por la acreción de material desde los remanentes de la nube molecular madre hacia el disco, lo que sigue inyectando masa y aumentando la densidad del disco para que el proceso se repita. Esto explicaría además porqué el fenómeno FU Orionis sucede preferentemente en las etapas tempranas de la evolución estelar.

### 1.12. Frecuencia de los eventos FU Orionis

Debido a que el fenómeno FU Orionis resulta difícil de detectar, las estadísticas realizadas sobre la frecuencia de los estallidos son aproximaciones bastante simplificadas y crudas. De acuerdo a las estimaciones actuales de la tasa de formación estelar en la vecindad solar (1 kpc), donde se encuentran la mayoría de las FU Orionis conocidas, se estaría formando  $\sim 1$  estrella cada 100 años (Miller & Scalo 1979). Si la cantidad de eventos FU Orionis detectados en dicho volumen es de  $\sim 5$  cada  $\sim 50$  años, en 100 años sucederán  $\sim$

10 estallidos, por lo que cada estrella debería incurrir en  $\sim 10$  estallidos FU Orionis durante su formación. Esto es una aproximación bastante gruesa, ya que es muy difícil detectar el estallido y la estimación está hecha basándose en extrapolaciones hacia el pasado de las curvas de luz actuales. Ahora bien, una estrella experimenta  $\sim 10$  estallidos en los cuales la tasa de acreción es del orden de  $\sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$  durante  $\sim 100$  años, durante cada uno esos  $\sim 10$  episodios se agregarán  $\sim 10^{-2} M_{\odot}$  a la estrella, o sea  $\sim 0.1 M_{\odot}$  en total. Es decir que  $\sim 5\text{-}10\%$  de la masa final de la estrella es agregada en un lapso de  $\sim 10^3$  años, aproximadamente  $1\%$  de los  $\sim 10^6$  años que dura la etapa de formación estelar. De aquí surge la importancia que manifiestan los eventos FU Orionis en la formación estelar.

La Figura 1.29 muestra una representación esquemática de los eventos de tipo FU Orionis en función del tiempo. Nótese como la frecuencia de los estallidos es mayor en la fase protoestelar de la evolución. Cuando el objeto llega a la etapa de estrella T Tauri clásica, se espera que estos eventos disminuyan su frecuencia e intensidad dando lugar a los llamados eventos de tipo EXOR (Herbig et al. 2001).



**Fig. 1.29:** Ilustración esquemática de los eventos de tipo FU Orionis durante los cuales la tasa de acreción de masa del disco a la estrella central se incrementa en  $\sim 3\text{-}4$  magnitudes durante intervalos de tiempo relativamente breve ( $\sim 100$  años). Se cree que este tipo de eventos ocurren preferentemente durante las etapas tempranas de evolución de la estrella central, cuando el material de la envolvente puede suplir el acretado por la estrella central que yacía en el disco. Figura tomada del libro de Hartmann (1998).

**Capítulo 2**

***Modelo de transporte radiativo para  
objetos estelares jóvenes:  
Fundamentos teóricos***

### 2.1. Introducción

En este capítulo se presentan, en forma sintética, los fundamentos teóricos del modelo de transporte radiativo desarrollado por Whitney et al. Éste permite reproducir tanto imágenes como SEDs de objetos estelares jóvenes en un amplio rango de masas y de configuraciones geométricas de discos y envolventes, usualmente presentes en estos objetos en formación. Este código será empleado en los Capítulos 3, 4 y 5 para modelar imágenes y SEDs de diversos objetos estelares jóvenes.

El código de Whitney et al. adopta el modelo de Terebey et al. (1984, conocido como "TSC") para describir el colapso protoestelar. El transporte radiativo es calculado a través del método de Monte Carlo. Este código incorpora discos de acreción y envolventes con cavidades bipolares, cuyas propiedades se consideran en este capítulo. Se incluye, además, una breve descripción de las propiedades del polvo en cada una de las regiones de la protoestrella (disco, envoltante y cavidades bipolares). Finalmente, se mencionan las diversas aplicaciones que ha tenido el código a lo largo de los años.

### 2.2. Modelo estándar de Terebey et al. (1984)

El modelo estándar de formación de estrellas de baja masa que se adopta es el Terebey, Shu y Cassen (1984, ver también Ulrich (1976); Cassen & Moosman (1981)), el cual propone una solución para el colapso de las nubes protoestelares. Este modelo comienza con una nube isotérmica con simetría esférica en donde la densidad depende de la distancia radial  $r$  según la ley de potencias:  $\rho \sim r^{-2}$ . Esa nube rota como un cuerpo rígido con velocidad angular  $\Omega$ . El colapso comienza en el centro y se propaga con la velocidad del sonido "a" al resto de la nube (Shu 1977). El material dentro del radio  $r_s = at$  (en donde  $t$  es el tiempo desde que comenzó el colapso), se desplaza hacia el centro aproximándose a la velocidad de caída libre y con una tasa de acreción de masa constante  $\dot{M}$  que va como  $\dot{M} \sim a^3$ . El material fuera de ese radio se mantiene inalterado, en equilibrio hidrostático. El momento angular afecta al colapso cerca del radio centrífugo definido como  $R_c = G^3 M_*^3 \Omega^3 / 16 a^3$ , es decir, el radio en el cual la fuerza centrífuga encuentra el balance con

la fuerza de gravedad.  $R_c$  crece con el tiempo como  $t^3$  (Adams & Shu 1986). El material cerca del eje de rotación de la nube que tiene momento angular específico bajo cae al centro, y aquél que tiene momento angular grande es dragado al plano ecuatorial y forma finalmente el disco circunestelar (Ulrich 1976; Cassen & Moosman 1981). La distribución de la densidad a distancias mayores que  $R_c$ , es prácticamente esférica  $\rho \sim r^{-3/2}$ . Sin embargo, dentro de  $R_c$ , la nube tiene un gradiente de densidad menor,  $\rho \sim r^{-1/2}$ . Observaciones en el rango submilimétrico de objetos de clase I son reproducidas satisfactoriamente por una ley de potencias radial ( $\rho(r) \propto r^{-p}$ ), con el índice  $p \sim 1 - 2$  (ver por ejemplo, Brown & Chandler 1999; Chandler & Richer 2000; Hogerheijde & Sandell 2000), mostrando que el modelo de Terebey et al. (1984) proporciona una buena aproximación de la densidad real de la envolvente.

El sistema protoestelar está conformado entonces por una fuente central, la cual ilumina un disco circunestelar y una envolvente con materia precipitándose en caída libre. En dicha envolvente se incluyen cavidades bipolares para simular la presencia de los flujos moleculares bipolares, típicos en los estadios tempranos de la formación estelar. Para el tratamiento del transporte radiativo se utiliza el método de Monte Carlo, el cual es sintéticamente considerado en la próxima sección.

### 2.3. Método de Monte Carlo

El código de Monte Carlo describe la trayectoria de los fotones (o paquetes de fotones) en su interacción con el material del medio en el cual se propagan. En particular, para fotones no polarizados emitidos por una fuente central (con simetría esférica) en una dirección aleatoria, el código de Monte Carlo permite determinar la dirección de emisión, la distancia recorrida y los procesos (absorción o dispersión) que experimentan estos fotones en el medio en el cual se propagan.

Un concepto básico para describir este mecanismo es el de la intensidad específica monocromática  $I_\nu$ . La intensidad específica monocromática del campo de radiación es la energía radiante ( $dE_\nu$ ) que pasa a través de la unidad de área superficial  $dA$  en un ángulo  $\theta$  normal al ángulo sólido  $d\Omega$  en el rango

de frecuencia  $d\nu$ , por unidad de tiempo  $dt$ :

$$I_\nu = \frac{dE_\nu}{\cos\theta dA dt d\nu d\Omega}. \quad (2.1)$$

Las unidades de la intensidad específica monocromática son [ergs  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1}$ ]. El fotón o paquete de fotones posee energía  $dE_\nu$ . El flujo monocromático,  $F_\nu$ , se define como la tasa de energía que atraviesa la unidad de área,  $dA$ , por unidad de tiempo,  $dt$ , por unidad del intervalo de frecuencia,  $d\nu$ :

$$F_\nu = \int I_\nu \cos\theta d\Omega. \quad (2.2)$$

Las unidades de  $F_\nu$  son [ergs  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ ].

La interacción del o de los fotones con el medio queda determinada por la llamada "sección eficaz" (de absorción y de dispersión) de las partículas. En un punto dado, la sección eficaz está relacionada con la diferencia entre las energías saliente y entrante. Entonces, la sección eficaz ( $\sigma$ ) se define como la cantidad de energía quitada por unidad de tiempo, por unidad de frecuencia y por unidad ángulo sólido del haz incidente, ya sea por absorción o por dispersión. De esta manera,  $I_\nu\sigma$  representa la cantidad de energía (o número de fotones) quitada por unidad de tiempo, de frecuencia y de ángulo sólido del haz incidente. La sección eficaz tiene unidades de  $\text{cm}^2$ .

En un medio homogéneo con una densidad  $n$  de elementos de sección eficaz  $\sigma$ , que absorben o dispersan la radiación, el número de fotones dispersados/absorbidos por unidad de tiempo por elemento infinitesimal de volumen viene dado por:  $I_\nu\sigma n Adl$ . De manera que el número de fotones dispersados por segundo por unidad de área será:  $I_\nu\sigma ndl$ . La diferencia infinitesimal de intensidad del haz  $dI_\nu$  a lo largo de la trayectoria  $dl$  puede expresarse como:

$$dI_\nu = -I_\nu n \sigma dl. \quad (2.3)$$

De esta manera se obtiene:

$$I_\nu(l) = I_\nu(0) e^{-n\sigma l}, \quad (2.4)$$

que da la relación entre la intensidad entrante y saliente en un dado punto, en donde  $n\sigma$  es la fracción de fotones absorbidos o dispersados por unidad

de longitud. Esta cantidad se llama coeficiente volumétrico de absorción y se relaciona con la opacidad o el coeficiente másico de absorción  $\kappa$  mediante:

$$n\sigma = \rho\kappa, \quad (2.5)$$

donde  $\rho$  es la densidad másica de elementos absorbentes o dispersantes. El cociente  $1/n\sigma$  es el camino libre medio del fotón y representa la distancia promedio que un fotón puede recorrer entre interacciones (absorciones o dispersiones).

La probabilidad que un fotón interactúe (ya sea por absorción o dispersión de las partículas en el medio) en una distancia  $dl$  está dada por:  $\kappa\rho dl$ . Si se divide la longitud  $L$  en  $N$  secciones de igual longitud, la probabilidad de que no ocurran interacciones está dada por:

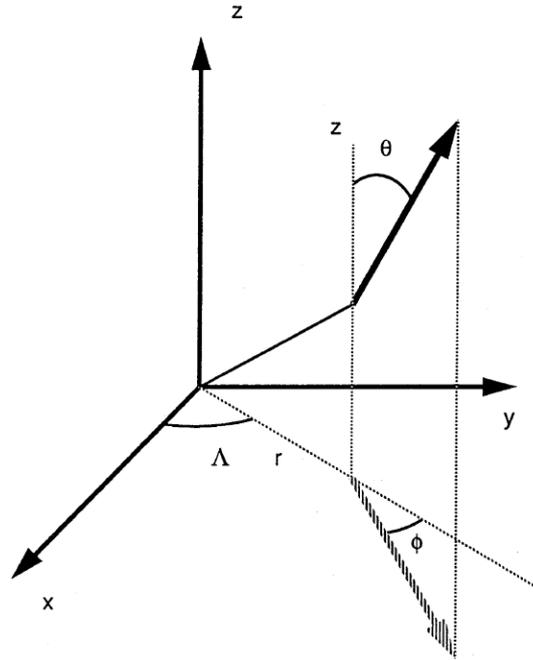
$$P(L) = (1 - \kappa\rho L/N)^N = e^{-\kappa\rho L} = e^{-\tau}, \quad (2.6)$$

en donde  $\tau = n\sigma L$  es la profundidad óptica a una distancia  $L$  en una dirección dada. Para obtener la posición espacial del fotón, se utiliza un generador de números aleatorios. La distancia física  $L$  a lo largo de la trayectoria del fotón se calcula mediante la integral de la profundidad óptica a lo largo de la trayectoria. La profundidad óptica depende de la densidad ( $\rho$ ) y la opacidad de la mezcla de gas y polvo ( $\kappa$ ), a través de:

$$\tau = \int \rho(r, z) \kappa dl. \quad (2.7)$$

Nuevamente, mediante el empleo de generadores numéricos aleatorios es posible determinar si el fotón es absorbido o dispersado.

En la Figura 2.1 se emplean coordenadas cilíndricas ( $r, \Lambda, z$ ) para indicar las posiciones de los fotones emergentes. En la misma figura se consideran coordenadas esféricas para expresar la intensidad de la radiación emergente en la dirección  $(\theta, \phi)$  (tal que:  $\mu = \cos(\theta)$ ), donde  $\theta$  es el ángulo polar medido desde el eje  $z$  y  $\phi$  es el ángulo azimutal medido desde la dirección radial del fotón antes de la dispersión. La dirección azimutal del fotón medida desde el eje  $x$  es:  $\Lambda_0 = \Lambda - \phi$ . La dirección de la visual del observador viene dada por  $(\mu_0, \Lambda_0)$ .



**Fig. 2.1:** Esquema que presenta la geometría de la dispersión de los fotones con simetría azimutal. Un fotón en la posición  $(r, \Lambda, z)$  es dispersado en la dirección  $(\mu, \phi)$ , donde  $\phi$  es medido desde la dirección radial. La dirección azimutal hacia un observador ubicado en la dirección  $\Lambda_0$ , medida desde el eje  $x$  es  $\Lambda_0 = \Lambda - \phi$ . Figura extraída del trabajo de Whitney & Hartmann (1992).

Para crear imágenes es necesario tener en cuenta los fotones que emergen de celdas que indican tanto la posición como la intensidad de los mismos. A estos fotones se les asigna el ángulo de la celda o compartimiento  $i$  correspondiente a un ángulo  $\mu_i$  de ancho  $\Delta\mu_i$ . El código Monte Carlo tiene la desventaja de consumir mucho tiempo computacional. Por ello, se adopta, en general, simetría axial para el cálculo. Por otra parte, el número de fotones  $N_i$  emitidos en el punto  $(r, \Lambda, z)$  dentro de la celda  $(\mu_i, \phi)$  es independiente de  $\Lambda$ , de manera que  $N_i(r, \Lambda, z, \phi) = N_i(r, z, \phi)$ . Además, cada fotón saliente puede ser ubicado en una longitud tal que:  $\Lambda = \phi + \Lambda_0$ , tal que emerge en la dirección azimutal del observador,  $\Lambda_0$ . Por lo tanto, el número de fotones emitidos en  $(r, \Lambda, z)$  por unidad de área, por unidad de ángulo sólido en la dirección del observador es:

$$N(r, \Lambda, z, \mu_i, \phi) = \frac{N_{tot,i}(r, \Lambda, z, \Lambda_0)}{2\pi\Delta\mu_i}, \quad (2.8)$$

donde  $N_{tot}$ , es el número total de fotones que emergen desde  $(r, \Lambda = \phi + \Lambda_0, z)$

dentro el ángulo azimutal  $\Lambda_0$  con ángulo polar de ancho infinitesimal  $\Delta\mu_i$  en  $\mu_i$ .

Las coordenadas espaciales  $(r, \Lambda, z)$  son proyectadas en el plano perpendicular a la dirección del observador. El flujo hacia el observador a través de un elemento  $k$  normal a la dirección del observador  $(\mu_i, \Lambda_0)$  se expresa como:

$$F = \int \int_k I dw = \int \int I dA_k / d^2, \quad (2.9)$$

donde  $I$  es la intensidad,  $dA_k$  el área proyectada correspondiente al elemento  $k$ , y  $d$  la distancia del observador al objeto. La intensidad es igual a  $N$  (ver Ecuación 2.8) dividida por la área proyectada  $dA_k$  y multiplicada por la energía del fotón  $h\nu$ . El flujo de los fotones a través del elemento  $k$  en la dirección  $\mu_i$ , se calcula mediante las Ecuaciones 2.8 y 2.9, resultando:

$$F_{k,i} = \frac{h\nu N_{k,i}}{2\pi d^2 \Delta\mu_i}. \quad (2.10)$$

Se eligen ángulos polares tales que  $\mu_i = (i - 1) \Delta\mu_i$  (donde  $i = 1, 2, \dots$ ). Para el número de celdas o compartimientos  $NT$ ,  $\Delta\mu_i = 1/(NT - 1)$ , con  $i$  diferente de 1. Mientras que para  $i = 1$  se tiene  $\Delta\mu_i = 0.5/(NT - 1)$ .

Para imágenes de objetos vistos de polo,  $\mu_i = 1$ , se utiliza otro procedimiento, ya que la dirección azimutal al observador  $\Lambda_0$  no queda definida. Por lo tanto, los fotones emergen en la dirección original. Haciendo uso de la simetría de los objetos con respecto al plano ecuatorial, se suman todos los fotones con  $\mu > 0$ . Los fotones salientes en direcciones  $\mu < 0$  son reflejados alrededor del plano  $z \rightarrow -z$ , y en longitud  $\Lambda \rightarrow 2\pi - \Lambda$ . Para las imágenes sobre el plano del cielo, el ángulo de posición es rotado en  $\Lambda_0 - \Lambda + \phi$ , ya que antes de la división en celdas, los fotones realmente no salen en una dirección  $\mu = 1$  y no tienen memoria de la dirección azimutal.

#### 2.4. Disco

El modelo implementado en el código incluye un disco de acreción kepleriano en rotación con "flare" (disco curvado o cóncavo) en equilibrio hidrostático. Shakura & Sunyaev (1973) fueron los precursores en el estudio de discos

y desarrollaron un modelo de disco de acreción para agujeros negros en sistemas binarios. Para ello adoptaron como primera aproximación un disco con material que rotaba en órbitas keplerianas circulares, para el cual la densidad puede ser definida mediante una forma analítica relativamente simple dada por:

$$\rho(r, z) = \rho_0 (r/R_*)^{-\alpha} f\left(\frac{z}{h(r)}\right), \quad (2.11)$$

donde  $\rho_0$  es la densidad del plano medio del disco,  $h(r) = h_0 (r/R_*)^\beta$  es la escala de altura del disco y  $h_0$  es la escala de altura fiducial del disco (también conocida como  $z_{01}$ ) en el radio exterior del mismo ( $r = R_*$ ). La función  $f$  está normalizada de manera tal que  $f(0) = 1$ .

Los discos de acreción pueden distinguirse de acuerdo a su masa en dos grandes grupos: los de masa grande o masivos y los de masa pequeña o poco masivos (Lazareff et al. 1990). Para el caso de las protoestrellas, la mayor parte de la masa está en el objeto central y, por lo tanto, se adopta la segunda aproximación, para la cual la función  $f$  viene dada por (Shakura & Sunyaev 1973; Pringle 1981):

$$f[z/h(r)] = \exp\left[-\frac{\pi z^2}{4h(r)^2}\right]. \quad (2.12)$$

El comportamiento gaussiano de  $f[z/h(r)]$  que se muestra en la Ecuación 2.12, es consecuencia del balance hidrostático entre la componente vertical de la gravedad de la estrella central y el gradiente de presión local del disco. Este resultado es válido para discos dominados por la presión gaseosa con opacidad de Kramer<sup>1</sup> y cuyo transporte de momento angular se encuentra dominado por viscosidad<sup>2</sup> (ver Shakura & Sunyaev 1973). Finalmente, combinando las fórmulas 2.11 y 2.12 se obtiene la densidad  $\rho$  dada por:

---

<sup>1</sup>La opacidad de Kramer es válida a temperaturas alrededor de  $10^4$ – $10^6$ K. Ésta se debe principalmente a la absorción de fotones por electrones libres, en un gas no degenerado, y disminuye a medida que aumenta la temperatura (Cox & Giuli 1968).

<sup>2</sup>La viscosidad es la propiedad que tienen los fluidos que caracteriza su resistencia a fluir, debido al rozamiento entre sus moléculas. Para modelar los discos de acreción se incluye la viscosidad, además de los procesos radiativos. La viscosidad redistribuye el momento angular de cada elemento del gas. Ésta gobierna la estructura local del disco y la escala de tiempo en que el mismo evoluciona (Pringle 1981).

$$\rho(r, z) = \rho(r/R_*)^{-\alpha} \exp \left[ -\frac{1}{2} \left( \frac{z}{h(r)} \right)^2 \right]. \quad (2.13)$$

Para discos con una distribución de temperaturas proporcional a  $r^{-3/4}$  y con una acreción estacionaria, el exponente  $\beta$  para la escala de altura del disco es igual a  $9/8$  (Lynden-Bell & Pringle 1974).

Si el contenido de gas y polvo en los discos se encuentra bien mezclado y, a su vez, el disco es ópticamente grueso, la "fotosfera" del mismo (donde la profundidad óptica vertical es de 1) puede adquirir una forma cóncava lejos del plano del disco. Esto se conoce como disco con "flare" (Kenyon & Hartmann 1987; Padgett et al. 1999). Si la escala de altura  $h$  es mucho menor que  $r$ , o si el polvo, que es la principal fuente de opacidad, se asienta en el plano medio del disco, la distribución de opacidad del disco es geoméricamente fina. En el modelo descrito, se asume que el polvo se encuentra bien mezclado con el gas y se fija un exponente de flare de  $\beta = 9/8$ . Para discos planos, geoméricamente finos y ópticamente gruesos, los detalles de la estructura vertical de la capa de polvo no resultan importantes, de manera que puede asumirse que el polvo está distribuido según la ecuación 2.13, con  $\beta = 0$ .

Por otra parte, puede definirse la densidad superficial  $\Sigma$  como la integral de la densidad desde  $z = -\infty$  hasta  $z = +\infty$ :

$$\Sigma(r) = (2\pi)^{1/2} \rho_0 h_0 (r/R_*)^p, \quad (2.14)$$

donde  $p = \beta - \alpha$ . Este parámetro adquiere el valor de  $3/4$  para un disco estacionario, verticalmente isotérmico en acreción. Para un disco plano se utiliza  $\alpha = 3/4$  y para un disco con flare se adopta el valor  $\alpha = 15/8$ . Todos los modelos de disco son truncados en un radio arbitrario  $R_{max}$ .

Existen evidencias observacionales (tales como, la presencia de excesos ultravioletas y el efecto de velado en las líneas espectrales) que indican que los discos circunestelares jóvenes experimentan procesos de acreción de materia (ver, por ejemplo Lynden-Bell & Pringle 1974; Pringle 1981; Ulrich et al. 1983; Hartmann & Kenyon 1985; Hartmann & Kenyon 1987a,b; Bertout 1989). Para los discos de acreción, la energía que procede de los mismos no solamente es producida por los fotones provenientes de la fuente central, sino que también

tiene una contribución de la energía asociada a la luminosidad de acreción. Esta luminosidad de acreción es emitida desde el disco y se define como:

$$L_{acc} = \frac{GM_* \dot{M}_{disk}}{2R_{dust}} \left[ 3 - 2\sqrt{R_*/R_{dust}} \right], \quad (2.15)$$

donde  $\dot{M}_{disk}$  es la tasa de acreción del disco y  $R_{dust}$  es el radio de sublimación del polvo del mismo disco.

Para modelar la contribución de la luminosidad de acreción, el modelo usado en esta Tesis adopta la llamada teoría " $\alpha - disk$ ", desarrollada por Shakura & Sunyaev (1973). Ésta permite determinar la tasa de acreción para una dada masa y una dada estructura del disco en función de la viscosidad<sup>3</sup> del material en el mismo, dada por el parámetro " $\alpha_{disk}$ " (Pringle 1981). La tasa de acreción de masa del disco viene dada por:

$$\dot{M}_{disk} = \sqrt{18\pi^3} \alpha_{disk} V_c \rho_0 \frac{h_0^3}{R_*}, \quad (2.16)$$

donde  $V_c$  es la velocidad crítica,  $V_c = (GM_*/R_*)^{1/2}$ . La Ecuación 2.16 especifica la relación entre el parámetro  $\alpha_{disk}$  y la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disk}$ ). La energía producida por la acreción viscosa del disco es generada en el plano medio del mismo.

## 2.5. Envolvente

Para una envolvente achatada por rotación, el modelo usado en esta Tesis adopta el perfil de densidad expresado por la siguiente relación (Ulrich 1976; Cassen & Moosman 1981; Terebey et al. 1984):

$$\rho = \frac{\dot{M}}{4\pi} \left( \frac{GM_*}{R_c^3} \right)^{-1/2} \left( \frac{r}{R_c} \right)^{3/2} \left( 1 + \frac{\mu}{\mu_0} \right)^{-1/2} \left( \frac{\mu}{\mu_0} + \frac{2\mu^2 R_c}{r} \right)^{-1}, \quad (2.17)$$

donde  $\mu = \cos i$  es el ángulo de inclinación,  $\mu_0$  es el ángulo de inclinación para una órbita con un valor de  $r \rightarrow \infty$ ,  $M_*$  es la masa de la protoestrella y  $\dot{M}$  es

---

<sup>3</sup>Entre los procesos de viscosidad posibles se adopta el de Shakura & Sunyaev (1973) que plantea una viscosidad magnética que transfiere el momento angular a través de tensión magnética (Pringle 1981). Estos autores definen un coeficiente de viscosidad (proporcional a la energía cinemática generada por viscosidad) como  $\nu = \alpha_{disk} C_s H$ , en donde  $C_s$  es la velocidad del sonido,  $H$  la escala de altura local del disco y  $\alpha_{disk}$  es el parámetro de viscosidad.

tasa de acreción de masa de la envolvente. El radio centrífugo  $R_c$ , depende de la velocidad angular de rotación  $\Omega$ , y está dado por:

$$R_c \approx 800 \left[ \left( \frac{\Omega}{1 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}} \right) \left( \frac{r_{max}}{1,1 \times 10^4 \text{ UA}} \right)^2 \right]^2 \left( \frac{M_*}{0,5 M_\odot} \right) \text{ UA}. \quad (2.18)$$

En la expresión 2.18 se asume que la estrella central tiene una masa de  $0.5 M_\odot$  y que el radio máximo del colapso o de la envolvente es  $r_{max} = 1.1 \times 10^4 \text{ UA}$ , el cual corresponde al radio que abarca  $1 M_\odot$  para una nube esférica, isotérmica en equilibrio hidrostático con una velocidad del sonido (a) de  $0.2 \text{ km s}^{-1}$  (Shu 1977). Para radios grandes,  $r \gg R_c$ , la distribución de densidad se parece a una nube esférica y decrece como  $\rho \propto r^{-3/2}$ . Por otra parte, para  $r \sim R_c$  la distribución de densidad se convierte en plana y para radios chicos,  $r \ll R_c$ , se aproxima a  $\rho \propto r^{-1/2}$ , debido a que el material cae en el disco y no en la estrella central (modelo de Terebey et al. 1984). El radio centrífugo determina el radio del disco y la forma de la estructura de la envolvente.

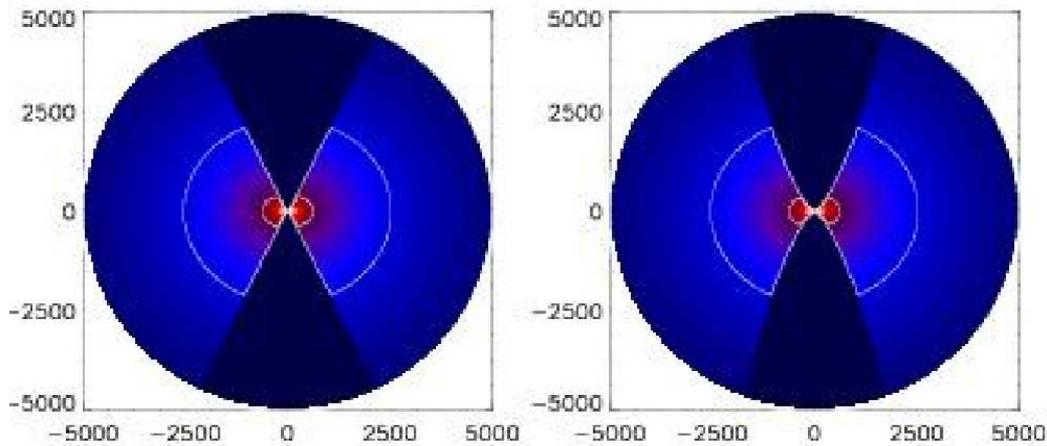
Como se mencionó, la forma funcional de la Ecuación 2.17 deriva de suponer una nube en colapso, la cual posee una velocidad angular de rotación uniforme en toda su extensión. En este modelo las partículas caen siguiendo órbitas parabólicas hacia el objeto central, el cual se supone contiene la mayor parte de la masa, y se detienen cuando encuentran el disco en su camino. Las "trayectorias rectilíneas" de las partículas de gas en el plano meridional están dadas por:

$$\mu_0^3 + \mu_0 \left( \frac{r}{R_c} - 1 \right) - \mu \frac{r}{R_c} = 0, \quad (2.19)$$

donde  $r$  es la distancia radial desde el campo de fuerza central,  $\mu = \cos(\theta)$  es el ángulo entre el radio vector de la partícula y el eje polar,  $\mu_0 = \mu(r \rightarrow \infty)$  y  $R_c$  es el radio centrífugo. El material cerca de los polos posee poco momento angular y cae cerca de la estrella central. En ángulos grandes desde el eje polar, el gas cae sobre el disco a grandes distancias. El material que cae desde el plano medio del disco, lo hace en la región interior a  $R_c$ .

### 2.5.1. Cavidades bipolares

El modelo usado incorpora la presencia de cavidades para simular la existencia de los flujos moleculares bipolares en las envolturas. Se asume que vientos fuertes limpian completamente las regiones polares alrededor del eje de rotación, creando huecos o cavidades. Las cavidades que se adoptan son de dos tipos diferentes, "streamline" (o cónica, en escala grande), y curva (o con forma poligonal o cilíndrica). En la Figura 2.2 se muestran los dos tipos de cavidades mencionados para modelos de imágenes.



**Fig. 2.2:** En esta figura se muestran los dos tipos posibles de cavidades, cónica (panel izquierdo) y curva (panel derecho). Los ejes muestran el tamaño de la figura en UA. Figura tomada del trabajo de Whitney et al. (2003b).

Una cavidad cónica puede originarse a partir de un jet que precesa y limpia de forma cónica el material alrededor del eje de precesión. Simultáneamente, el material en acreción, fuera de la zona del flujo molecular, sigue en caída libre. Este tipo de cavidad se define mediante la relación  $\mu_0 = \cos(\theta_{max})$  (ver Ecuación 2.19), de manera tal que a grandes distancias ( $r \gg R_c$ ) la cavidad adopta la forma de un cono completamente vacío de material.

La cavidad curva se encuentra orientada a lo largo del eje de rotación adoptando una forma cilíndrica. Esta forma puede ser originada por jets o flujos bipolares altamente colimados, usualmente asociados a objetos muy jóvenes. La descripción geométrica de este tipo de cavidad viene dada por:

$z = aw^b$ , donde el radio cilíndrico es  $w = (x^2 + y^2)^{1/2}$  y,  $a$  y  $b$  son dos constantes. En general se fija el valor de  $b = 1.5$ .

## 2.6. Polvo

Los granos de polvo más estudiados son los asociados con el medio interestelar difuso (ISM). Entre los modelos de este tipo de granos se encuentran los de MRN (Mathis et al. 1997) y KMH (Kim et al. 1994). Además de éstos, el modelo empleado en esta Tesis incluye granos de polvo de mayor tamaño (por ejemplo, Whittet et al. 2001; Cotera et al. 2001; Wood et al. 2002).

Para describir la forma en que la radiación es dispersada por granos de polvo esféricos de diferentes tamaños, se usa la llamada función de fase de "Henyey-Greenstein" definida por Henyey & Greenstein (1941) como:

$$\Phi(\alpha) = \frac{\gamma(I - g^2)}{4\pi} \frac{I}{(I + g^2 + 2g\cos(\alpha))^{3/2}}, \quad (2.20)$$

donde  $I$  es la intensidad,  $\alpha$  es el ángulo de fase que se define como el ángulo de desviación del rayo desde la dirección de incidencia,  $\gamma$  es el albedo esférico, y  $g$  es conocido como parámetro de asimetría. Esta función tiene solamente como parámetro ajustable a  $g$ . Si el valor de  $g$  varía en el rango de  $0 - 1$ , la función de dispersión cambia de ser completamente isotrópica ( $g = 0$ ) a una dispersión en la dirección incidente o saliente ( $g = 1$ ). En el caso en el que  $g \leq 0.2$  se utiliza la función de fase de dispersión de Rayleigh ya que para las partículas pequeñas alcanza un grado de precisión mayor que la de "Henyey-Greenstein" isotrópica (White 1979).

Los parámetros que caracterizan al polvo son: la opacidad absorbente de la mezcla de gas y polvo,  $\kappa$ , el parámetro de asimetría  $g$ , la polarización lineal máxima dada por  $p_{max}$ , y el albedo  $\omega$ .

### 2.6.1. Granos de polvo MRN

Mathis et al. (1997) presentaron un modelo de granos de polvo, luego conocido como MNR, que reproduce satisfactoriamente la ley de enrojecimiento del medio interestelar difuso desde el ultravioleta hasta el infrarrojo cercano. Este polvo está constituido por silicato y grafito, para los cuales los autores

adoptan la forma de esferas homogéneas. Las propiedades básicas de estos granos de polvo son presentadas en la Tabla 2.1, en donde se listan los valores de  $\kappa$ ,  $\omega$ ,  $g$  y  $p_{max}$ , para longitudes de onda en el infrarrojo cercano, publicados por Whitney et al. (1997).

**Tabla 2.1:** *Propiedades del polvo: Modelo MRN*

| Banda | $\lambda$ ( $\mu m$ ) | $\kappa$ ( $cm^2 g^{-1}$ ) | $\omega$ | $g$   | $p_{max}$ |
|-------|-----------------------|----------------------------|----------|-------|-----------|
| J.... | 1.25                  | 65.0                       | 0.42     | 0.160 | 0.81      |
| H.... | 1.65                  | 38.0                       | 0.33     | 0.060 | 0.91      |
| K.... | 2.20                  | 20.0                       | 0.21     | 0.030 | 0.94      |
| L.... | 3.45                  | 7.9                        | 0.09     | 0.013 | 0.97      |

Los valores presentados en esta tabla han sido tomados del trabajo de Whitney et al. (1997).

### 2.6.2. Granos de polvo KMH

Kim et al. (1994) publicaron una distribución de granos de polvo para el medio interestelar difuso, la cual reproduce una razón de la extinción total a la selectiva de  $R_V = 3.1$ . Este es conocido en la literatura como modelo de granos de polvo KMH. Se encuentra compuesto por silicato, grafito y partículas amorfas de carbón. En la Tabla 2.2 se listan la propiedades de este tipo de granos de polvo ( $\kappa$ ,  $\omega$ ,  $g$  y  $p_{max}$ ) para longitudes de onda del infrarrojo cercano.

**Tabla 2.2:** *Propiedades del polvo: Modelo KMH*

| Banda | $\lambda$ ( $\mu m$ ) | $\kappa$ ( $cm^2 g^{-1}$ ) | $\omega$ | $g$  | $p_{max}$ |
|-------|-----------------------|----------------------------|----------|------|-----------|
| J.... | 1.25                  | 63.0                       | 0.46     | 0.32 | 0.58      |
| H.... | 1.65                  | 38.0                       | 0.42     | 0.29 | 0.59      |
| K.... | 2.20                  | 22.0                       | 0.36     | 0.25 | 0.60      |
| L.... | 3.45                  | 9.9                        | 0.26     | 0.16 | 0.72      |

Los valores presentados en esta tabla han sido tomados del trabajo de Whitney et al. (1997).

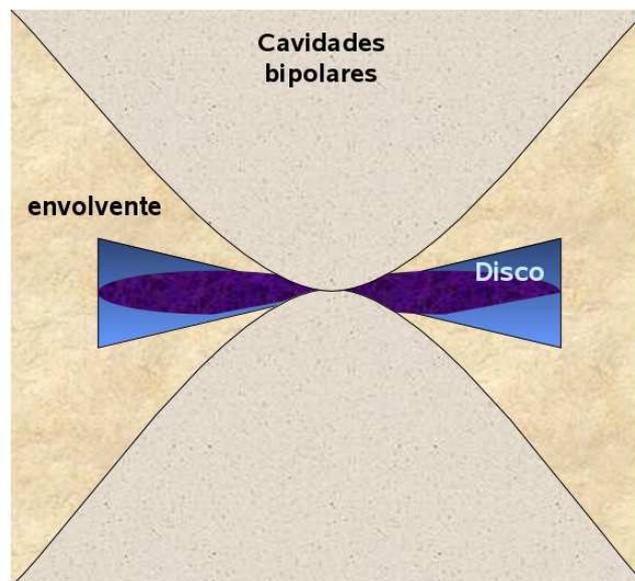
### 2.6.3. Modelos de granos de polvo de mayor tamaño que el ISM

Whittet et al. (2001), estudiando la ley de extinción en regiones de densidades altas ( $A_V > 3$ ) tales como la nube molecular de  $\rho$  Oph o de Taurus,

encuentran  $R_V$  próximo a 4.1, mayor que el del ISM ( $R_V = 3.1$ ). Por otra parte, existe evidencia de la presencia de granos de polvo de mayor tamaño y con distribuciones de tamaños diferentes a los del ISM en los discos de objetos estelares jóvenes (Cotera et al. 2001; Wood et al. 2002). Si bien estos modelos no son tan conocidos como los dos anteriores, resulta de interés mencionarlos ya que reproducen mejor las propiedades del polvo en discos y envolventes circunestelares.

#### **2.6.4. Granos de polvo y componentes protoestelares**

Los granos de polvo, en promedio, no presentan el mismo tamaño en las distintas componentes de un sistema protoestrelar (plano medio del disco, envolvente, cavidades, etc.). Por ejemplo, es de esperar que los granos que hayan experimentado un grado mayor de reprocesamiento y que por lo tanto posean tamaños mayores, se localicen en el plano medio del disco (ver por ejemplo, Cotera et al. 2001; Wood et al. 2002). En particular, D'Alessio et al. (2001) y Wood et al. (2002) encontraron que necesitan introducir granos de polvo con tamaños  $\geq 1$  mm para reproducir tanto las imágenes como las SEDs de objetos de clase II. En la Figura 2.3 se esquematizan las distintas



**Fig. 2.3:** Presentación esquemática de las distintas regiones de un sistema protoestrelar en las cuales los granos de polvo poseen diferente tamaño. Figura adaptada del trabajo de Whitney et al. (2003b).

componentes de un sistema protoestelar. La Tabla 2.3 indica los tamaños "típicos" de los granos de polvo en cada una de estas regiones. Por ejemplo, en el disco pueden definirse dos zonas: el plano medio del disco, que es la zona con granos de polvo más grandes, y las capas superiores, las cuales poseen granos de polvo de menor tamaño. Nótese, sin embargo, que el polvo en la parte superior de disco es más grande que en la zona de la envoltente. En la zona de las cavidades se adopta el modelo de polvo del ISM de (Kim et al. 1994). Para la zona del plano medio de disco se adopta el modelo de Wood et al. (2002). En la capas superiores del mismo se usa el de Cotera et al. (2001). Finalmente, para la envoltente se emplea el modelo descrito por Whitney et al. (2003a).

**Tabla 2.3:** *Propiedades de los granos de polvo en las distintas regiones de un sistema protoestelar*

| Región                   | $r_{eff}^{(*)}$<br>( $\mu m$ ) | $R_V$ |
|--------------------------|--------------------------------|-------|
| Plano medio del disco    | 0.69                           | 4.90  |
| Capas externas del disco | 0.042                          | 4.10  |
| Envoltente               | 0.048                          | 4.30  |
| Cavidades bipolares      | 0.026                          | 3.60  |

Tabla tomada del trabajo de Whitney et al. (2003b).

(\*)  $r_{eff}$ : tamaño promedio de los granos.

## 2.7. Aplicaciones del código de Whitney et al.

El código de Whitney et al. puede ser utilizado para reproducir imágenes (tanto "estándares" como polarimétricas) en el infrarrojo cercano, medio y lejano de objetos estelares jóvenes. Además, puede ser usado para reproducir las SEDs de este tipo de objetos. En esta sección se describen, sintéticamente, las aplicaciones previas que ha tenido el código de Whitney et al. desde la publicación del mismo (Whitney & Hartmann 1992, 1993).

En el primer trabajo, Whitney & Hartmann (1992) describen el modelo empleado, el cual incluye tanto discos chatos como con "flare" y el método de

Monte Carlo para el tratamiento del transporte radiativo. Estos autores emplean este código para generar imágenes y mapas de polarización de objetos estelares jóvenes. En el siguiente trabajo, Whitney & Hartmann (1993), consideran, en particular, la influencia de las envolventes con cavidades bipolares en la morfología del patrón de luz dispersada observado para los objetos estelares jóvenes. Estos autores presentan además, el modelado de imágenes infrarrojas de R Mon y T Tau, el primero observado con un ángulo de inclinación alto y el segundo con uno bajo. Asumiendo propiedades del polvo típicas del medio interestelar y una tasa de acreción de masa de  $\dot{M} \sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , Whitney & Hartmann (1993) estimaron que una cantidad importante de radiación puede provenir de la envolvente. El material de la envolvente cae en un disco relativamente pequeño ( $\sim 10\text{--}100$  UA), dependiendo del ángulo de inclinación y del tamaño de la cavidad del flujo bipolar. Por otra parte, estos autores sugirieron que las nebulosas extendidas observadas en el óptico y en el infrarrojo cercano alrededor de los objetos estelares jóvenes corresponden, principalmente, a luz dispersada por el polvo de la envolvente y no del disco.

Kenyon et al. (1993c) modelaron imágenes de objetos jóvenes de la nube de Taurus en las bandas JHKL, obtenidas con el telescopio de 1.3 m de Kitt Peak National Observatory (KPNO). La mayoría de los objetos presentan emisiones extendidas en el infrarrojo cercano en escalas de  $10''\text{--}20''$ , lo cual corresponde a un tamaño lineal de  $1500\text{--}3000$  UA. Estos autores estiman una tasa de acreción de masa de  $\dot{M} \sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  en la muestra observada, en buen acuerdo con determinaciones previas. Para un rango de propiedades plausibles de los granos de polvo, colores de los objetos centrales y valores de extinción, necesitaron distribuciones de densidad para las envolventes achatadas en los polos y con cavidades bipolares, para reproducir la morfología de las imágenes observadas. Obtuvieron, también, valores relativamente grandes para los radios centrífugos,  $R_c \sim 100$  UA, lo cual concuerda con el radio "típico" de los discos de las estrellas T Tauri.

Whitney et al. (1997) analizaron imágenes polarimétricas en el infrarrojo cercano (JHK) de un grupo de 21 objetos embebidos en la nube molecular de Taurus-Auriga. Estos objetos muestran una nebulosa de reflexión extendida altamente polarizada con forma de "V" y morfologías unipolar y bipolar. Los

valores obtenidos de polarización se incrementaban hacia las longitudes de onda corta y, en general, se encuentran alineadas de manera perpendicular del eje de la nebulosa de reflexión. El modelado de las imágenes polarimétricas les permitió obtener  $\dot{M} \sim (2-5) \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c \sim 10-50 \text{ UA}$  y  $\theta_K \sim 10-20^{\circ}$  para los objetos de la muestra estudiada. En este trabajo, estos autores emplean granos de polvo "estándares" o típicos del medio interestelar.

Cotera et al. (2001) modelaron imágenes de HH 30 IRS obtenidas con el telescopio HST y la cámara NICMOS en los filtros F110W, F160W, F187N, F204M y F212N. Entre otras cosas y con el objeto de obtener una mejor aproximación de las imágenes observadas, utilizaron granos de polvo de mayor tamaño que los del medio interestelar (en un factor de  $\sim 2.1$ ). El modelo usado consta de un disco de acreción con "flare". También incorporaron una mancha caliente en la superficie de la estrella, a fin reproducir la asimetría que observan en la nebulosa de reflexión. El modelo que adoptaron resultó consistente con la variabilidad óptica de 1.5 mag. observada para este objeto.

Wood et al. (2001) analizaron las imágenes del telescopio HST obtenidas con las cámaras WFPC2 y NICMOS de T Tauri e IRAS 04016+2610. Ambos objetos evidencian un patrón complejo de luz dispersada que no puede ser reproducido satisfactoriamente por modelos 2D. Estos autores desarrollan un modelo 3D que permite tener en cuenta la posible binaridad de las fuentes centrales y la presencia de cavidades múltiples en las envolventes, asociadas con jets o flujos moleculares bipolares que emanan de cada una de las componentes de las binarias centrales.

Wood et al. (2002) modelaron la SED de HH 30 IRS, en el rango de  $0.5 \mu\text{m}$  a  $3 \text{ mm}$ , encontrando que granos de polvo de tamaños relativamente grandes ( $\sim 50 \mu\text{m}$ ), con relación a los granos del medio interestelar, distribuidos en el plano medio del disco, reproducen satisfactoriamente la SED. Sin embargo, estos granos no tienen una influencia muy marcada en la zona del infrarrojo de la SED, la cual está dominada por la radiación proveniente de las capas externas del disco.

Whitney et al. (2003a) presentaron una versión mejorada del código de transporte radiativo originalmente desarrollado por Whitney & Hartmann (1992) y Whitney & Hartmann (1993). Este código consta de 15 parámetros que

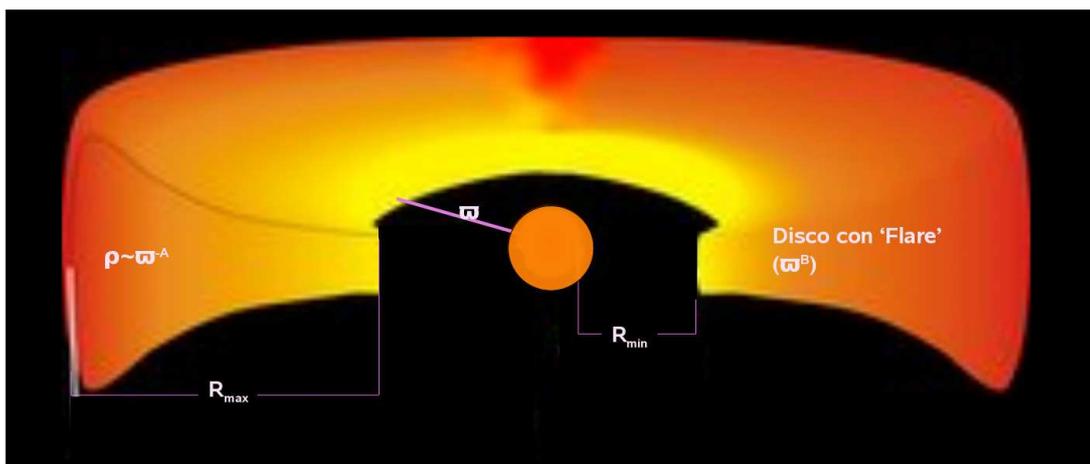
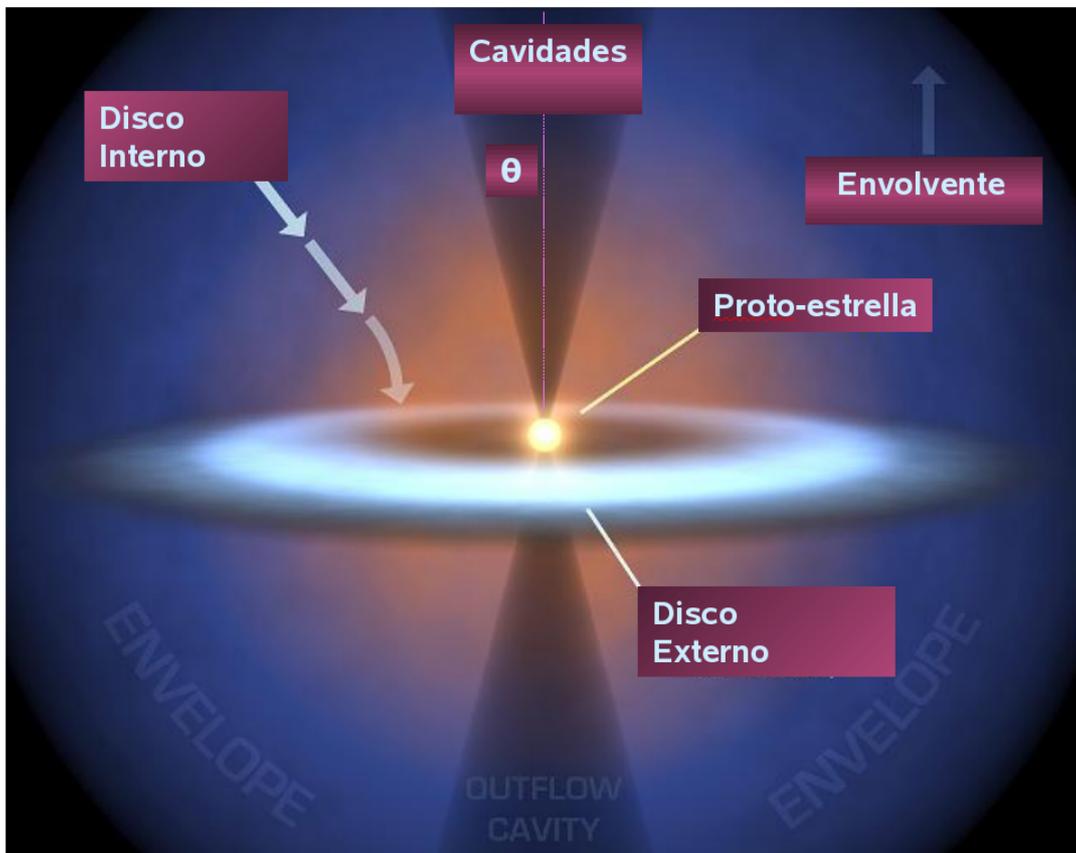
pueden variarse para obtener diferentes modelos para los objetos estelares jóvenes. Estos parámetros pueden ser agrupados de acuerdo a si están relacionados con la estrella central, el disco o la envolvente, como se indica en la Tabla 2.4, y en el esquema que se presenta en la Figura 2.4. Además de estos parámetros, también puede variarse el ángulo de inclinación con respecto a la visual,  $i$ .

**Tabla 2.4:** *Parámetros variables del modelo de Whitney et al.*

|  |  |
|--|--|
| parámetros de la fuente central                                  | masa estelar ( $M_*$ )                                   |
|  | radio ( $R_*$ )  |
|  | temperatura ( $T_*$ )                                    |
| parámetros del disco   | masa del disco ( $M_{disco}$ )                           |
|  | radio interno ( $R_{min}$ )                              |
|  | radio externo del disco (o radio centrífugo, $R_c$ )     |
|  | tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ ) |
|  | escala de altura "fiducial" del disco ( $z_{01}$ )       |
|  | exponente de la densidad radial del disco (A)            |
| parámetros de la envolvente                                      | exponente de la escala de altura del disco (B)           |
|  | tasa de acreción de la envolvente ( $\dot{M}$ )          |
|  | radio externo de la envolvente ( $R_{max}$ )             |
| densidad ambiente que rodea a la estrella joven ( $\rho_{amb}$ ) | densidad dentro de la cavidad ( $\rho_{cav}$ )           |
|  | ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta^*$ )          |

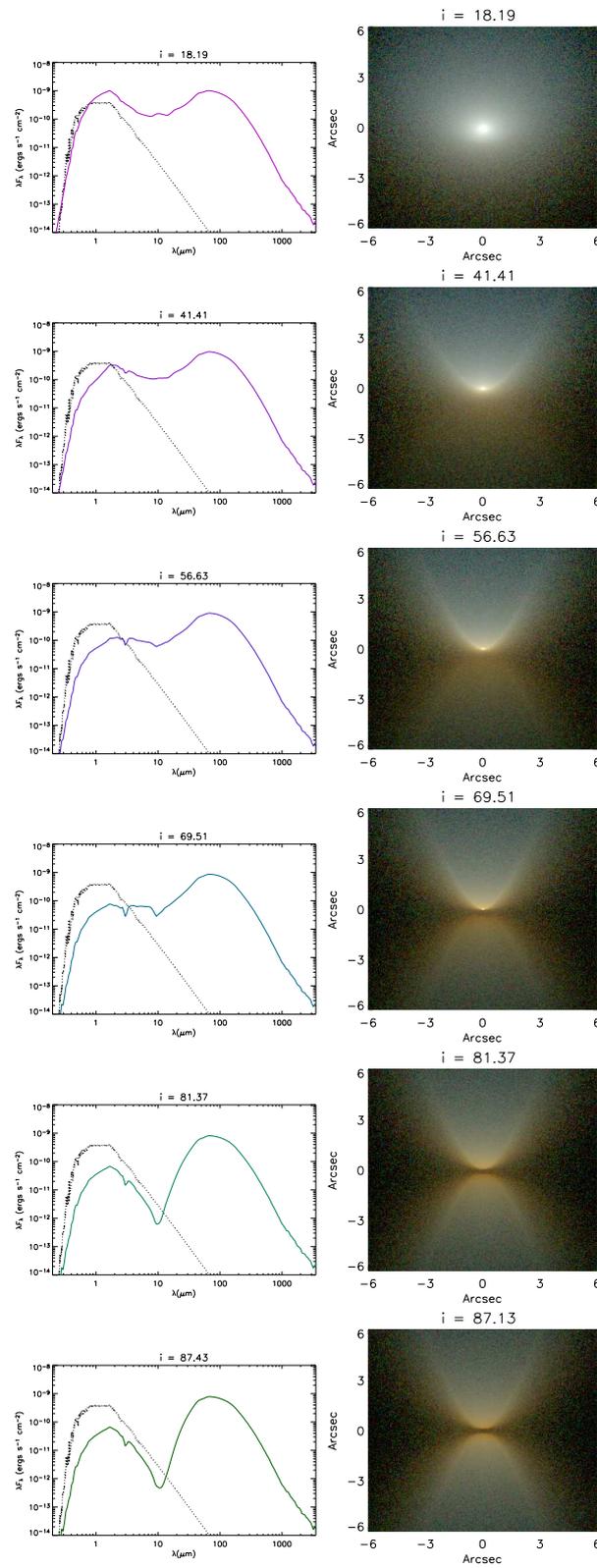
(\*) El ángulo de apertura de la cavidad se mide desde el eje de rotación.

Whitney et al. (2003a) analizaron la influencia de algunos de los parámetros de la Tabla 2.4, así como también de las propiedades del polvo en las SEDs de los objetos estelares jóvenes. También consideraron la influencia de  $i$  en la determinación de la luminosidad. Si el ángulo de inclinación es cercano a los  $90^\circ$  (disco visto de canto), el valor de la luminosidad real puede ser un factor 2–4 veces mayor que el determinado observacionalmente mediante la integración de la SED. En el siguiente trabajo Whitney et al. (2003b), entre otras cosas, presentaron modelos para objetos prototipos de las clases 0 a III. Además, introdujeron la distribución de tamaños de granos de polvo que se indica en la Tabla 2.3 y en la Figura 2.3.



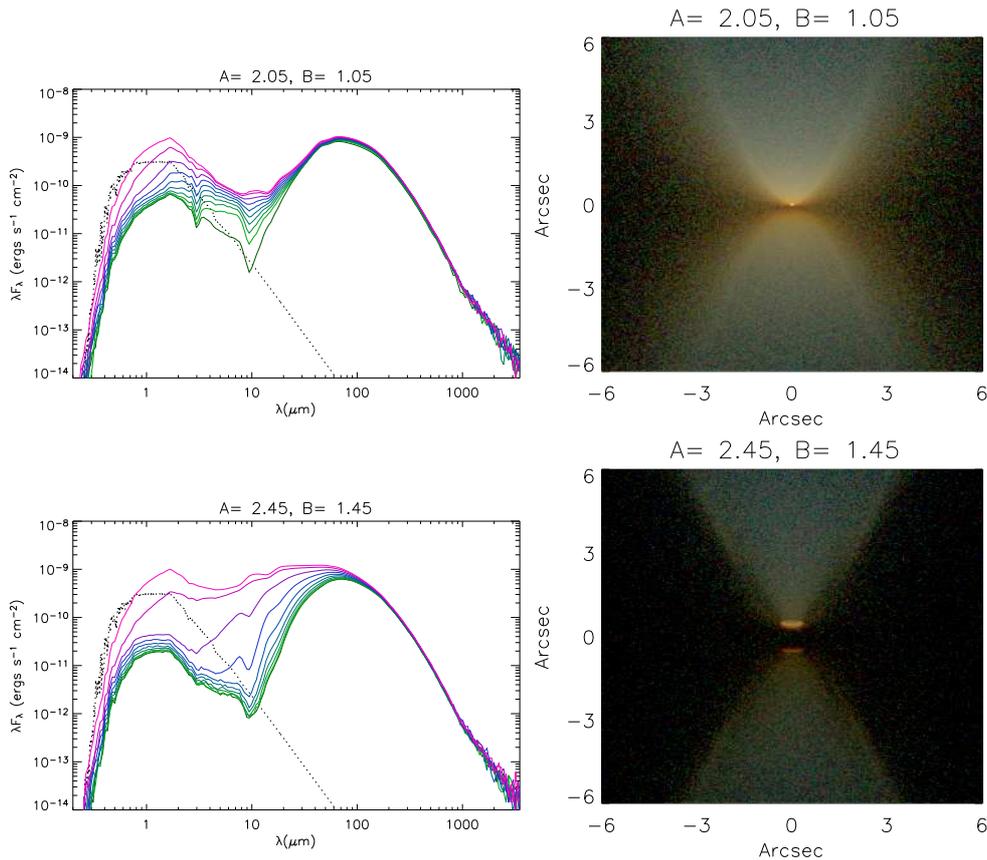
**Fig. 2.4:** Representación esquemática de los parámetros del modelo. En el panel superior se muestra el sistema protoestrella+disco y en el panel inferior se ilustra el disco con flare. Esquemas adaptados de las figuras disponibles en la página del telescopio Spitzer: [http://gallery.spitzer.caltech.edu/Imagegallery/image.php?image\\_name=ssc2007-14c](http://gallery.spitzer.caltech.edu/Imagegallery/image.php?image_name=ssc2007-14c) (panel superior), y del realizado por J. Rodón (panel inferior).

## §2. Modelo de transporte radiativo para objetos estelares jóvenes: Fundamentos teóricos



**Fig. 2.5:** Apariencia de las SEDs (paneles del lado izquierdo) y de las correspondientes imágenes en el infrarrojo cercano (paneles del lado derecho) para distintos valores del ángulo de inclinación con respecto a la visual. La línea de puntos en los paneles del lado izquierdo corresponden a la atmósfera de Kurucz adoptada.

Las Figuras 2.5 – 2.8<sup>4</sup> muestran las formas de las SEDs y de las imágenes en el infrarrojo cercano variando algunos de los parámetros que se presentan en la Tabla 2.4. En particular, la Figura 2.5 muestra las variaciones de las SEDs y de las imágenes para distintos valores de la inclinación con respecto a la visual. La Figura 2.6 ejemplifica de qué manera cambian tanto la SED como

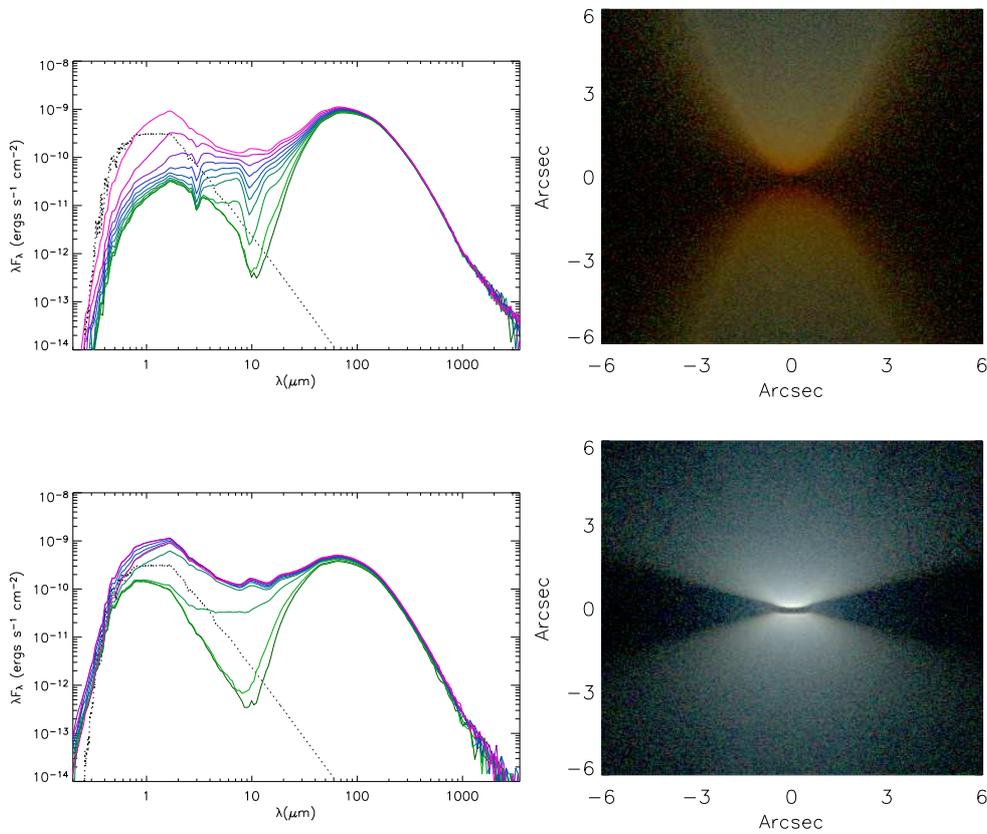


**Fig. 2.6:** SEDs (paneles del lado izquierdo) e imágenes en el infrarrojo cercano (paneles de lado derecho) para dos valores del exponente de densidad del disco (A) y del exponente de la escala de altura del mismo (B). El modelo de los paneles superiores corresponde a  $A = 2.05$  y  $B = 1.05$ , y los paneles inferiores a  $A = 2.45$  y  $B = 1.45$ . Las SEDs han sido graficadas para 10 valores del ángulo de inclinación. El modelo en línea de color rosa corresponde a  $i = 0^\circ$  (disco en el plano del cielo) y aquél en verde a  $i = 90^\circ$  (disco de canto). Las imágenes de los paneles del lado derecho corresponde a  $i = 90^\circ$ . La línea de puntos en los paneles del lado izquierdo corresponden a la atmósfera de Kurucz adoptada.

las imágenes con el exponente de la densidad del disco (A) y con el exponente de la altura de escala del disco (B). Parámetros relacionados con la envolvente, como la tasa de acreción de masa y ángulo de apertura de la cavidad,

<sup>4</sup>En los gráficos de las SEDs se incluye, a modo de comparación, la atmósfera de Kurucz (Kurucz 1994) para la temperatura que corresponde a la fuente central (protoestrella).

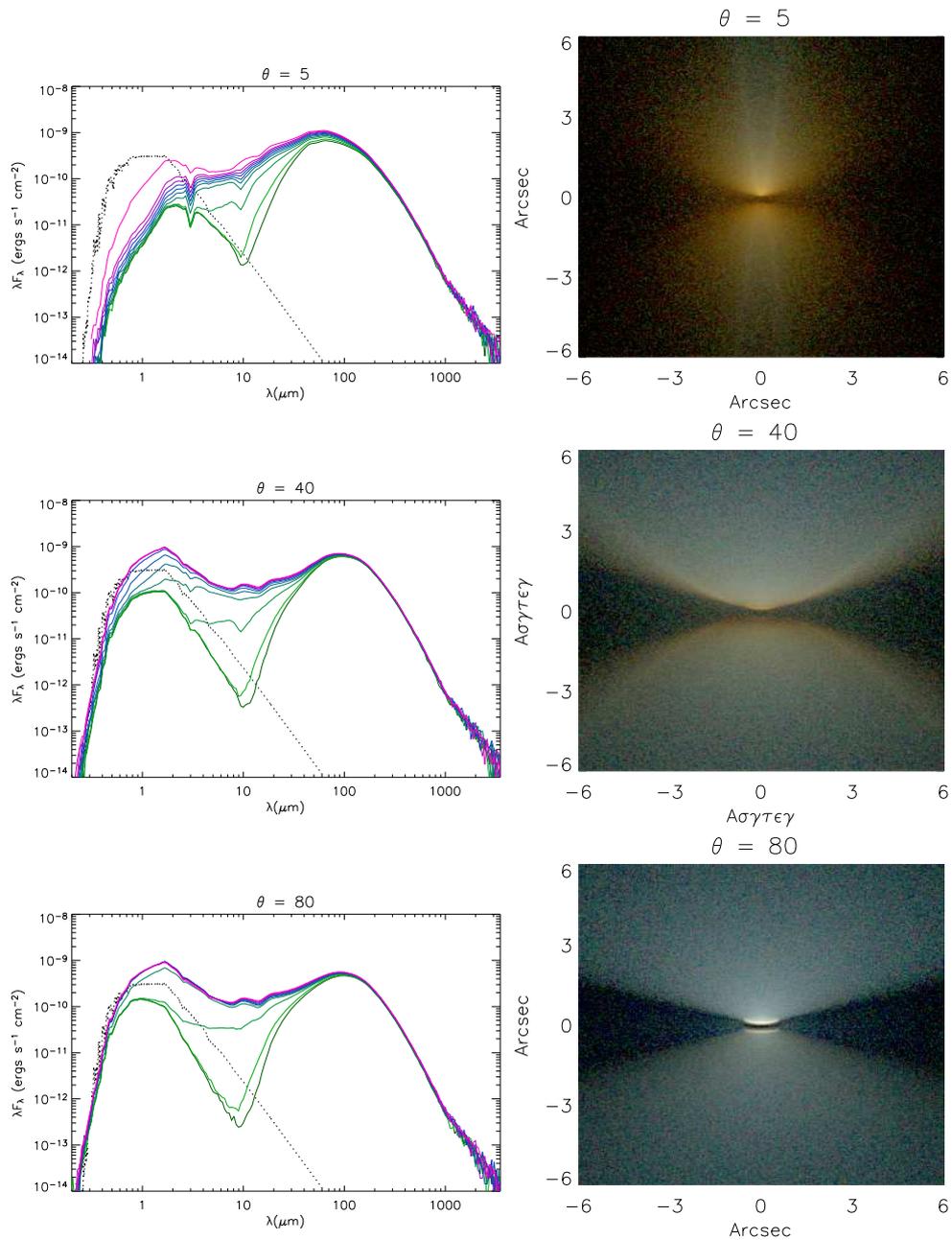
modifican también la apariencia tanto de la SED como de las imágenes (ver Figura 2.7 y 2.8, respectivamente). Finalmente, la Figura 2.9 muestra cómo influye el número de fotones usados en el modelo en la calidad de las SED e imágenes computadas. Cabe señalar que el tiempo de cómputo se incrementa de manera proporcional al número de fotones considerado. Por ejemplo una imagen con 10 millones de fotones necesita 2 horas de cómputo, y una con 70 millones de fotones necesita aproximadamente 8 horas de cómputo<sup>5</sup>.



**Fig. 2.7:** SEDs (paneles del lado izquierdo) e imágenes en el infrarrojo cercano (paneles del lado derecho) para dos valores de la tasa de acreción de masa de la envoltura. Los paneles superiores corresponden a  $\dot{M} = 5 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y los inferiores a  $\dot{M} = 5 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Las SEDs han sido graficadas para 10 valores del ángulo de inclinación. El modelo en línea de color rosa corresponde a  $i = 0^{\circ}$  (disco en el plano del cielo) y aquél en verde a  $i = 90^{\circ}$  (disco de canto). Las imágenes de los paneles del lado derecho corresponden a  $i = 90^{\circ}$ . La línea de puntos en los paneles del lado izquierdo corresponden a la atmósfera de Kurucz adoptada.

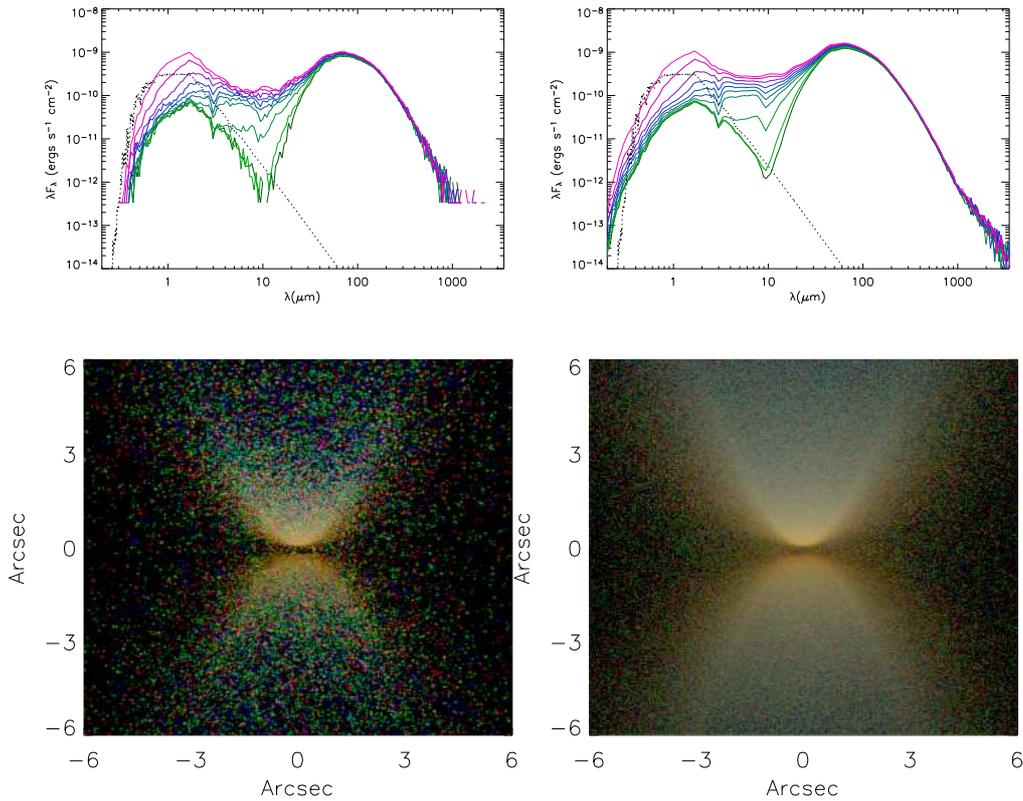
Stark et al. (2006) utilizaron el código de Whitney et al. (2003b) para mode-

<sup>5</sup>En el Apéndice 1 se considera en forma más detallada los tiempos de cómputo empleados por el código de Whitney et al.



**Fig. 2.8:** SEDs (paneles del lado izquierdo) e imágenes en el infrarrojo cercano (paneles del lado derecho) para tres valores del ángulo de apertura de la cavidad bipolar de la envoltante ( $\theta$ ), para la cual se ha usado la forma "curva". El panel superior corresponde a  $\theta = 5^\circ$ , el panel medio a  $\theta = 40^\circ$  y el panel inferior  $\theta = 80^\circ$ . El modelo en línea de color rosa corresponde a  $i = 0^\circ$  (disco en el plano del cielo) y aquél en verde a  $i = 90^\circ$  (disco de canto). Las imágenes de los paneles del lado derecho corresponde a  $i = 90^\circ$ . La línea de puntos en los paneles del lado izquierdo corresponden a la atmósfera de Kurucz adoptada.

lar imágenes HST/NICMOS de seis objetos estelares jóvenes observados por Padgett et al. (1999). La muestra está compuesta por tres objetos de clase I



**Fig. 2.9:** SEDs (paneles superiores) e imágenes en el infrarrojo cercano (paneles inferiores) para modelos correspondientes a 10 millones de fotones (paneles del lado izquierdo) y a 70 millones de fotones (paneles de lado derecho). El modelo en línea de color rosa corresponde a  $i = 0^\circ$  (disco en el plano del cielo) y aquél en verde a  $i = 90^\circ$  (disco de canto). Las imágenes de los paneles inferiores corresponde a  $i = 90^\circ$ . La línea de puntos en los paneles superiores corresponden a la atmósfera de Kurucz adoptada.

(IRAS 04016+2610, IRAS 04248+2612 e IRAS 04302+2247) y tres estrellas de baja luminosidad asociadas con objetos Herbig-Haro o jets ópticos (Coku Tau/1, Haro 6-5B y DG Tau B). Estos autores concluyeron que de los seis objetos, cinco de ellos podrían ser clasificados como fuentes jóvenes embebidas, ya que para su modelado necesitaron incluir la contribución de la envolvente. En el caso de Haro 6-5B predomina la contribución del disco y sólo podría estar asociado con el remanente de una envolvente.

### 2.7.1. La grilla de Robitaille et al.

Recientemente, Robitaille et al. (2006) presentaron una grilla de modelos de SEDs<sup>6</sup>, calculados utilizando el código de Whitney et al. (2003b), para

<sup>6</sup>La grilla y el programa están disponibles en <http://www.astro.wisc.edu>.

objetos estelares jóvenes. Esta grilla consiste en 20000 modelos axisimétricos (o de simetría azimutal) de transporte radiativo de objetos estelares jóvenes (Whitney et al. 2003a). Cada uno de ellos es presentado, a su vez, para 10 ángulos de visión diferentes, lo que hace un total de 200000 modelos de SEDs, en el rango de longitudes de onda de 0.36–1000  $\mu\text{m}$ .

La grilla de modelos para objetos estelares jóvenes cubre un amplio rango de etapas evolutivas y masas: desde las protoestrellas embebidas hasta los objetos de clase III con discos tenues, ópticamente finos, y masas estelares entre 0.1  $M_{\odot}$  y 50  $M_{\odot}$ . Para cada uno de estos modelos, las temperaturas y radios estelares fueron determinados a partir de las trayectorias evolutivas de Pre-Secuencia Principal de Bernasconi & Meader (1996). Para la cavidad bipolar de la envoltente, Robitaille et al. (2006) adoptaron la forma "curva" y computaron diferentes modelos que corresponden a un amplio rango de valores del ángulo de apertura de la cavidad, hasta 60°. De manera análoga, el rango de valores de los restantes parámetros abarcan todos los valores físicos de las estrellas jóvenes derivados tanto de la teoría como de las observaciones.

Robitaille et al. (2007), aplicando el método de cuadrados mínimos ( $\chi^2$ ), proporcionaron una herramienta para cuantificar el grado de aproximación entre la SED observada y aquella derivada de la grilla. Aplicaron esta técnica para encontrar el mejor rango de parámetros que reproducen las SEDs de una muestra de objetos jóvenes. En particular, analizaron el objeto IRAS 04368+2557 y obtuvieron que los parámetros asociados a los modelos que mejor reproducen la SED, se asemejan a aquéllos derivados observacionalmente.

El código de Whitney et al. y la grilla de Robitaille et al. (2006) son empleados en los Capítulos 3, 4 y 5 de la presente Tesis. En la Tabla 2.5 se listan las fuentes analizadas en dichos capítulos y las técnicas utilizadas en cada caso. En el Capítulo 3 se modelan imágenes en las bandas K y L de seis protoestrellas de la nube de Taurus. En el Capítulo 4 se realiza un análisis combinado de SEDs (incluyendo espectros en el infrarrojo medio obtenidos por Spitzer) e imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano y de resolución media en el infrarrojo medio. En ese capítulo se modelan ocho objetos jóvenes de Taurus. Finalmente, el código Whitney et al. y la grilla de Robitaille et al. (2006)

**Tabla 2.5:** Técnica utilizada en las diferentes muestras de objetos

|               | Muestra                      | Técnica   | Objetos         |                 |
|---------------|------------------------------|---|-----------------|-----------------|
| Cap. 3        | Protoestrellas de clase I/II | modelado de imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano                                | IRAS 04016+2610 | IRAS 04239+2436 |
|               |                              |   | L1551 IRS 5     | L1551 NE        |
|               |                              |   | IRAS 04361+2547 | IRAS 04365+2535 |
| Cap. 4        | Protoestrellas de clase I/II | modelado de SEDs y de imágenes de resolución alta e intermedia en el infrarrojo cercano y medio | IRAS 04016+2610 | IRAS 04248+2612 |
|               |                              |   | IRAS 04302+2247 | IRAS 04325+2402 |
|               |                              |   | IRAS 04361+2547 | IRAS 04368+2557 |
| Cap. 5        | Estrella de tipo FU Orionis  | modelado de SEDs  | Coku Tau 1      | DG Tau B        |
|               |                              |   | FU Orionis      | V1515 Cygni     |
|               |                              |   | V1057 Cygni     | Z CMa           |
|               |                              |   | BBW 76          | RNO 1B          |
|               |                              |   | RNO 1C          | V883 Orionis    |
|               |                              |   | V1735 Cygni     | AR 6A/6B        |
|               |                              |   | PP 13S          | L1551 IRS 5     |
|               |                              |   | ISO-Cha I 192V  | V356 Norma      |
|               |                              |   | V1331 Cygni     | OO Ser          |
| Re 50 N IRS 1 | V1647 Orionis                |   |                 |                 |

son usados en el Capítulo 5 para modelar las SEDs (incluyendo los espectros obtenidos por Spitzer e ISO) de un grupo de 19 objetos de tipo FU Orionis. Estos análisis permiten derivar parámetros confiables de los objetos estelares jóvenes en las etapas de relativa inactividad (objetos de clases I y II propiamente dichos) y en las fases de gran actividad o durante los eventos de tipo FU Orionis.

En el Apéndice 1, se indican los tiempos de cómputo "típicos" requeridos por los distintos tipos de modelos presentados en los Capítulos 3, 4 y 5.

**Capítulo 3**

***Modelado de imágenes de alta  
resolución en el infrarrojo cercano de  
protoestrellas de Taurus<sup>1</sup>***

---

<sup>1</sup>Gramajo et al. (2007)

### 3.1. Introducción

Como se discutió en el Capítulo 1, la evolución temprana de las estrellas de baja masa se divide en cuatro etapas (clase 0-III) de acuerdo a la forma que presentan las distribuciones espectrales de energía (SEDs, Lada 1987; Adams et al. 1987; André et al. 1993). Los objetos de clase I (con edades alrededor de  $10^5$  años, Myers et al. 1987b; Wilking et al. 1989; Kenyon et al. 1990) se encuentran en transición entre la etapa en donde domina la envoltura en acreción (clase 0) y la fase en donde la protoestrella está rodeada por un disco circunestelar kepleriano de acreción (clase II o CTTS). En la etapa de clase I, el objeto central ha acumulado más de un 50% de la masa final mediante acreción, y parte del material de la envoltura sigue cayendo en el disco circunestelar. Los discos circunestelares primordiales que se asocian a estos objetos, tienen usualmente una masa de un orden de magnitud mayor que los asociados a los objetos de clase II (Sandell & Weintraub 2001).

A pesar de que las fuentes de clase I están oscurecidas por el ambiente natal (la nube madre) que las rodea ( $A_V \sim 10-60$  mag), son relativamente brillantes en longitudes del infrarrojo lejano y del milimétrico. Los fotones que emite la protoestrella central, en el óptico y en el infrarrojo cercano, son absorbidos por la envoltura y re-emitidos en longitudes de onda del infrarrojo lejano y del rango milimétrico, donde la envoltura es ópticamente delgada. Varios relevamientos ("surveys") realizados con datos del Satélite Astronómico Infrarrojo (IRAS) han identificado una población de fuentes embebidas o incrustadas que emiten la mayor parte de su luminosidad en longitudes de onda entre 10-200  $\mu\text{m}$ , prácticamente en todas las regiones más cercanas de formación estelar (e.g. Lada & Wilking 1984; Beichman et al. 1986; Myers et al. 1987b; Wilking et al. 1989; Kenyon et al. 1990).

La nube oscura de Taurus-Auriga se encuentra suficientemente cerca ( $d = 140$  pc, Kenyon et al. 1994a) como para poder obtener una relación señal/ruido alta en las observaciones, en donde todas éstas son en longitudes de onda con una resolución espacial y espectral de moderada a alta. En este capítulo se presenta el modelado de imágenes en el infrarrojo cercano de un grupo de seis fuentes de clase I pertenecientes a Taurus-Auriga. Las imágenes emplea-

das son de alta calidad en la banda L ( $3.6 \mu\text{m}$ ). Tres de esos objetos también fueron observados en la banda K ( $2.2 \mu\text{m}$ ).

Varios grupos de investigación han modelado imágenes de baja resolución en JHK de estas fuentes, obteniendo restricciones para el rango de los valores de los parámetros físicos y geométricos del sistema protoestrella+disco+envolvente (e.g. Lucas & Roche 1997; Whitney et al. 1997; Eisner et al. 2005). Las imágenes de alta resolución en la banda L brindan la posibilidad de explorar las regiones de alta densidad de la envolvente, debido a que la profundidad óptica es menor en  $3-4 \mu\text{m}$  (banda L) que en  $1-2 \mu\text{m}$  (banda K). Esto permite restringir el rango de valores de los parámetros asociados con la geometría y la tasa de acreción de la envolvente. Para investigar si los parámetros de la envolvente de las fuentes de clase I de Taurus-Auriga son sensibles a las propiedades de los granos de polvo, se consideran modelos de envolventes utilizando los granos ISM del medio interestelar difusos de Kim et al. (1994) y un segundo modelo de granos de polvo con  $R_V \sim 4$ , como se observa para las regiones más densas de la nube de Taurus (Whittet et al. 2001).

### 3.2. Observaciones

La muestra seleccionada para este estudio consta de seis protoestrellas pertenecientes a la nube molecular de Taurus-Auriga. Las imágenes en el infrarrojo cercano, bandas K y L, fueron obtenidas con el instrumento COB (Cryogenic Optical Bench) del telescopio de 4-m de observatorio de Kitt Peak, el 26 Agosto de 1996, 6 y 18 Febrero de 1998 y 22 de Enero de 1999.

COB posee un detector de InSb de  $256 \times 256$  pixeles. Para esas observaciones, este instrumento fue configurado para obtener imágenes en modo de limitado por difracción, lo cual corresponde a un FWHM  $\sim 0.3''-0.4''$  para la banda K, y de  $\sim 0.4''-0.5''$  en la banda L.

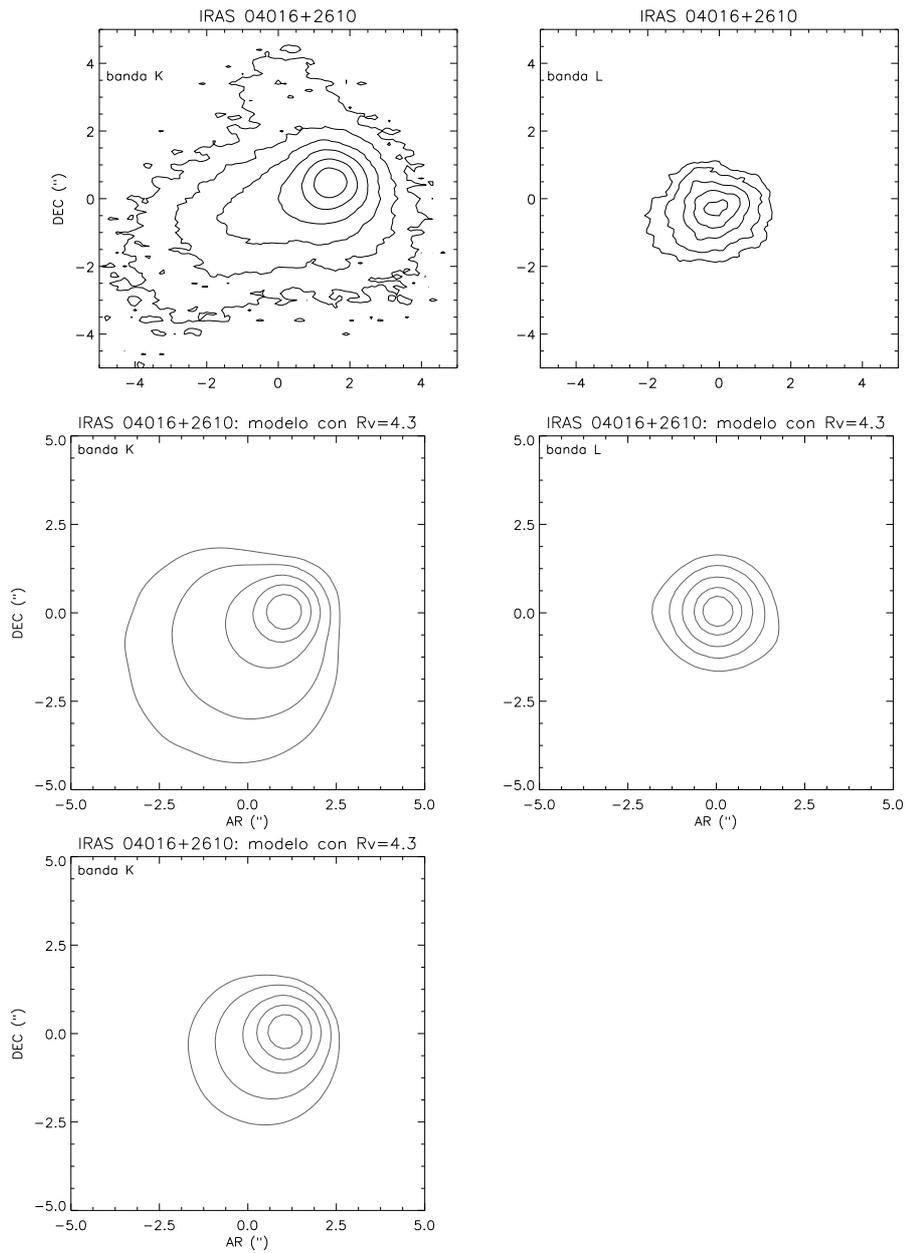
Para cada objeto se obtuvo una serie de imágenes ("coadds") con tiempos de integración de 100-200 milisegundos. A estas imágenes se les aplicó la corrección por los llamados "bad pixeles" o elementos/celdas muertos del detector. Para ello se utilizó una máscara confeccionada para tal efecto, apropiadamente normalizada. De cada serie de "coadds" se graba la imagen resul-

**Tabla 3.1:** Observaciones realizadas con el instrumento COB en el telescopio de 4-m del observatorio de Kitt Peak

| Fuente IRAS | Otro Nombre | Filtro | N    | $\tau$ (seg) | FWHM(") <sup>a</sup> | Comentarios                           |
|-------------|-------------|--------|------|--------------|----------------------|---------------------------------------|
| 04016+2610  |             | K      | 320  | 0.1          | 3.8                  | extendida, orientada a 120°           |
| 04016+2610  | L1489 IRS   | L      | 3084 | 0.1          | 0.6                  | extendida, orientada a 300°           |
| 04239+2436  |             | L      | 3084 | 0.1          | 0.8                  | ¿sistema binario?                     |
| 04287+1801  | L1551 IRS 5 | K      | 128  | 0.1          | 1.7                  | forma de choque de proa ("bow-shape") |
| 04287+1801  | L1551 IRS 5 | L      | 3668 | 0.2          | 2.0                  | extendida, orientada a 225°           |
| 04288+1802  | L1551 NE    | K      | 128  | 0.1          | 1.5                  |                                       |
| 04288+1802  | L1551 NE    | L      | 3598 | 0.1          | 1.0                  |                                       |
| 04361+2547  |             | L      | 2570 | 0.2          | 0.9                  |                                       |
| 04365+2535  |             | L      | 2570 | 0.1          | 0.7                  |                                       |

<sup>a</sup> El FWHM es el ancho total a la mitad del máximo del mejor ajuste por una Gaussiana unidimensional del perfil de intensidad de la fuente. Dado que estos objetos son extendidos, estas mediciones son mayores que las de la PSF ("point-spread function" o función de punto extendida) de la configuración del telescopio+instrumento.

tante de la serie. Para ello no fue necesario aplicar la corrección por "flatfield", debido a que las imágenes individuales fueron tomadas ligeramente desplazadas una de otras, al realizarse la correspondiente combinación compensando estos desplazamientos, el efecto neto fue la aplicación de la corrección de



**Fig. 3.1:** Mapa de contornos en las bandas K y L, paneles izquierdo y derecho respectivamente, para la fuente IRAS 04016+2610. En los paneles superiores se muestran las imágenes observadas. Los contornos se encuentran espaciados en 1 mag.; el último contorno corresponde a  $\sim 3\sigma$  sobre el nivel de ruido de fondo. En la imagen en la banda K, el origen del sistema de coordenadas (0,0) ha sido desplazado una cantidad arbitraria (1.43'' hacia el Oeste y 0.55'' hacia el Norte) desde el "pixel" más brillante para mostrar en forma más clara la correspondiente estructura de la nebulosa (envolvente) que rodea a esta fuente central. En estos paneles el N se encuentra hacia arriba mientras que el E hacia la izquierda. Para la imagen en la banda K se muestran dos modelos correspondientes al mejor ajuste de la mitad Norte de la imagen observada (panel medio) y de la mitad Sur (panel inferior). En la Tabla 3.4 la notación N y S indican cuando se derivaron valores diferentes para los parámetros de cada una de las mitades. En el caso de la imagen en la banda L no se tuvieron en cuenta pequeñas asimetrías presentes, y se obtuvo un único modelo de la imagen. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $130^\circ$  para que coincidan con el eje mayor de la nebulosa asociada en cada caso.

“flatfields”.

Para la comprobación del valor de la escala del detector, se usó la observación del sistema binario  $\gamma$  And, lo cual arrojó una escala de  $0.100'' \pm 0.001''$  (Weintraub et al. 1996). En consecuencia, el campo de cada imagen es de  $\sim 26'' \times 26''$ . En la Tabla 3.1 se listan los datos principales de las observaciones realizadas con COB, incluyendo el tiempo de integración  $\tau$ , el FWHM para la gaussiana ajustada, y el número de “frames” o imágenes individuales  $N$  “coadds” tomadas para construir cada imagen final.

Las imágenes observadas de los objetos de clase I: IRAS 04016+2610, L1551 IRS 5, y L1551 Ne, en los filtros K y L, se presentan en los paneles superiores (izquierdo y derecho, respectivamente) de las Figuras 3.1, 3.2 y 3.3. Para los objetos IRAS 04239+2436, IRAS 04361+2547 y IRAS 04365+2535, se analizaron solamente las imágenes en la banda L, las cuales se muestran en los paneles superiores de las Figuras 3.4, 3.5 y 3.6.

### 3.3. Análisis y resultados

#### 3.3.1. Código de transporte radiativo y geometría circunestelar

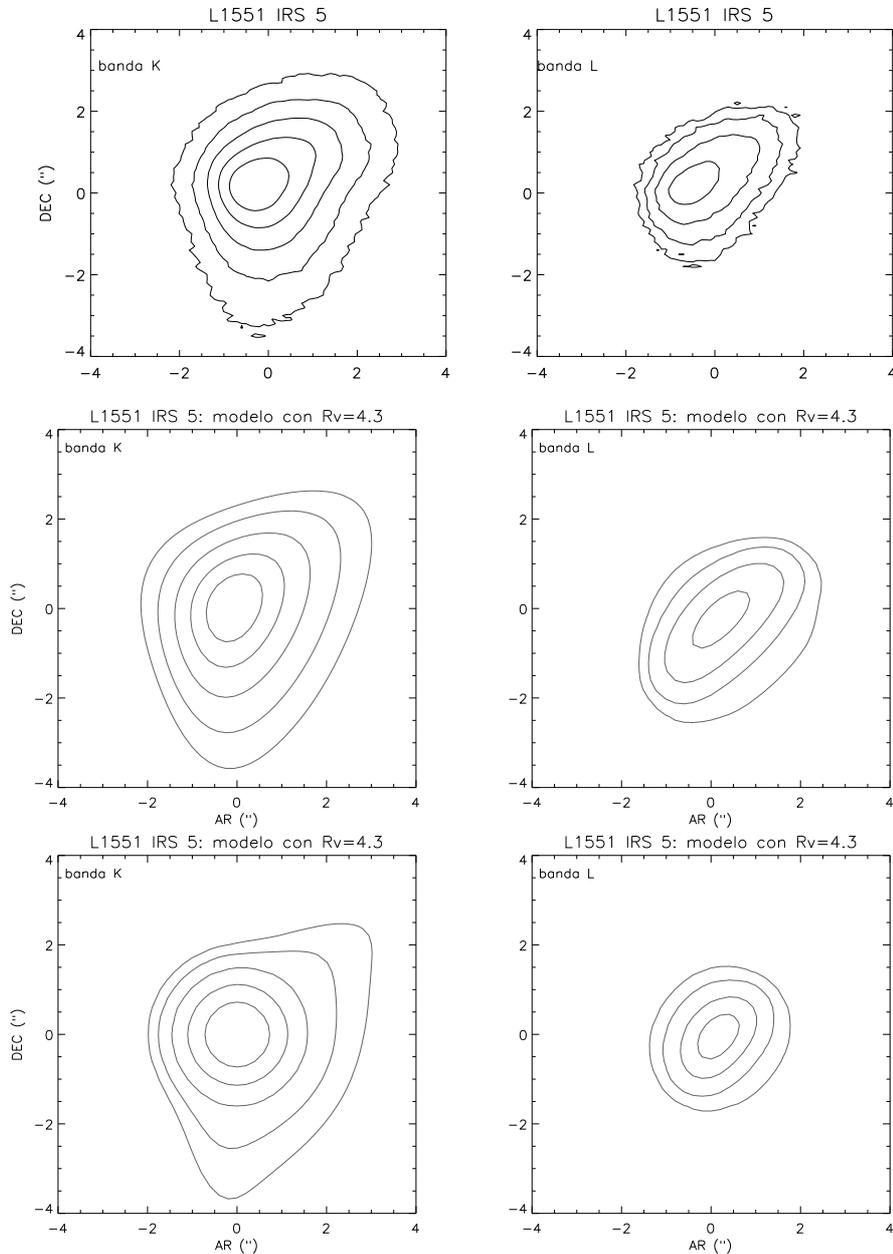
Para el modelado de las imágenes de las seis protoestrellas analizadas, se empleó el código en 2-D de Whitney et al. (2003b) descrito en el Capítulo 2<sup>2</sup> (ver también Whitney et al. 2003a; Whitney & Wolff 2002). Sintéticamente, este código adopta una configuración geométrica que consiste en una fuente central luminosa rodeada por un disco de acreción y una envolvente en caída libre. Perpendicular al disco se modelan las cavidades bipolares simulando la presencia de un flujo molecular bipolar (“outflow”) a lo largo del eje de rotación de la envolvente.

Como se mencionó en el capítulo anterior, el código empleado contempla dos formas posibles para el modelado de las cavidades de la envolvente (cónica o curva), asociadas a los flujos moleculares (Whitney et al. 2003a). Estas cavidades tienen ángulos de apertura  $\theta$  (medido a partir de eje polar). Las cavidades con forma curvada son modeladas mediante polinomios de distintos

---

<sup>2</sup>El código de transporte radiativo está disponible en <http://gemelli.space-science.org/~bwhitney/codes>.

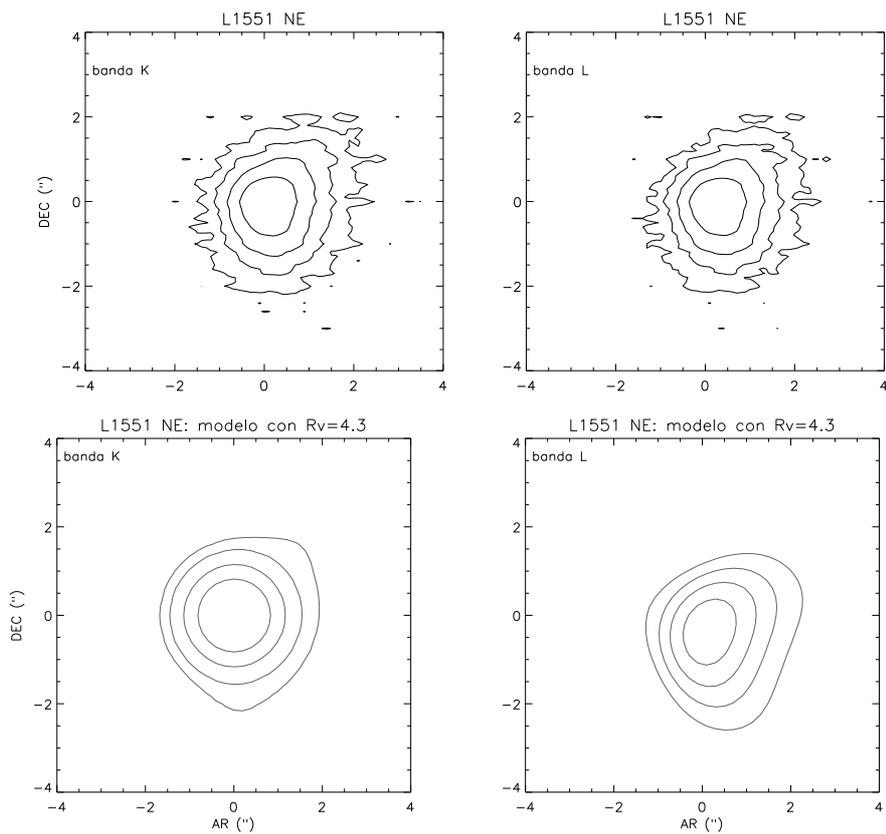
órdenes, en tanto que las cónicas corresponden a cavidades con bordes rectos. Ambos tipo de cavidades parecen estar presentes en el grupo de imágenes



**Fig. 3.2:** Mapa de contornos en las bandas K y L para la fuente L1551 IRS 5. En los paneles superiores se muestra las imágenes observada. Los contornos se encuentran espaciados como en la Figura 3.1. En los paneles central e inferior se muestran las dos imágenes modeladas correspondiente los mejores ajustes de las mitades, izquierda y derecha de la imágenes observadas. En la Tabla 3.4 la notación N y S indican cuando se derivaron valores diferentes para los parámetros correspondientes a cada una de las mitades. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $63^\circ$  para que el eje mayor de la nebulosa/envolvente coincida con el eje del flujo molecular asociado a esta fuente (Mundt & Fried 1983).

observadas del que se dispone de la literatura (Padgett et al. 1999; Reipurth et al. 2000). Para el modelado de la muestra considerada en este capítulo se eligieron, como primera aproximación, cavidades de forma curva, ya que las imágenes disponibles no tienen la suficiente resolución como para distinguir entre las dos formas. El parámetro principalmente afectado por la forma de la cavidad en el modelado, es la tasa de acreción de masa de la envolvente. Una cavidad con forma curva con el mismo ángulo de apertura en el radio externo de la envolvente, remueve más material de las regiones densas internas que una cavidad cónica. De este modo, para una profundidad óptica similar a lo largo de la visual, se necesita una tasa de acreción mayor para la cavidad curvada que para la cónica (Stark et al. 2006).

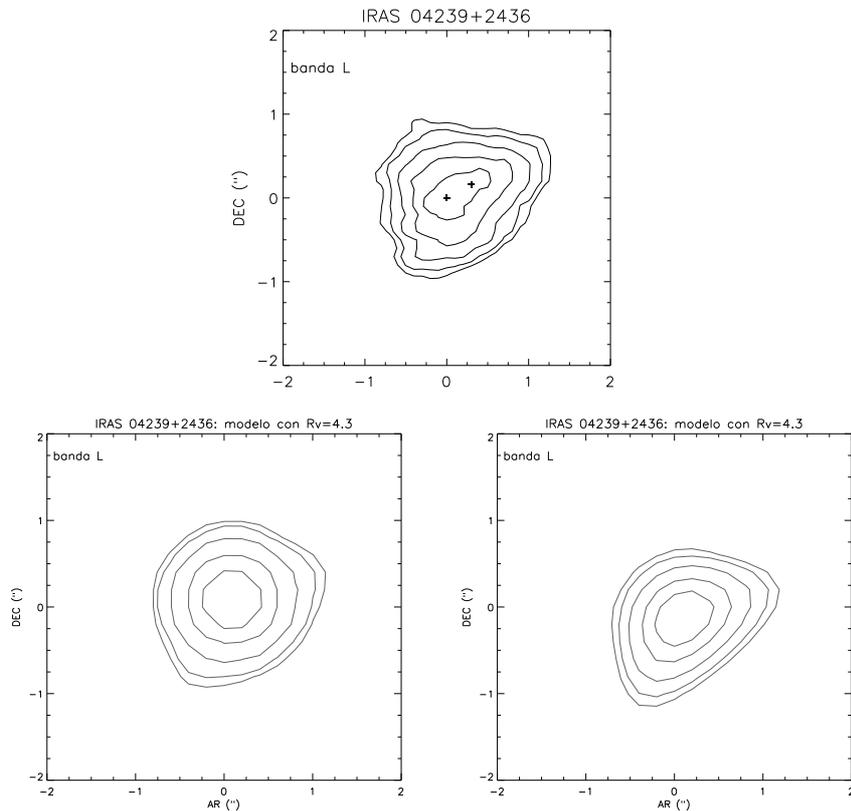
En este análisis se incluyen discos con "flare" o discos curvados, similares



**Fig. 3.3:** Mapa de contornos en las bandas K y L para la fuente L1551 NE. En los paneles superiores se muestran las imágenes observadas. Los contornos se encuentran espaciados como en la Figura 3.1. Las imágenes modeladas han sido rotadas  $130^\circ$  para que coincida el eje mayor con la elongación de la nebulosa o envolvente asociada.

a los observados en los objetos de clase II (D'Alessio et al. 1998; Cotera et al. 2001; Wood et al. 2002), los cuales también parecen estar presentes en al menos algunos objetos de clase I (Padgett et al. 1999). La densidad del disco es proporcional a  $\varpi^{-\alpha}$ , el alto del disco (o la escala de altura del disco) crece con el radio como  $\varpi^{\beta}$ , escalado al valor de  $h_0$  en el radio estelar. De acuerdo a la teoría de acreción viscosa de (Shakura & Sunyaev 1973), el exponente del perfil radial del disco  $\alpha$  y el parámetro de "flare" están relacionados por:  $\alpha = 3(\beta - 1/2)$ . En este análisis se adopta  $\alpha = 2.25$ ,  $\beta = 1.25$  y  $h_0 = 0.01$ . Estos valores corresponden a un disco "T Tauri" promedio (ver, por ejemplo, Whitney et al. 1997; Cotera et al. 2001; Wood et al. 2002; Stark et al. 2006).

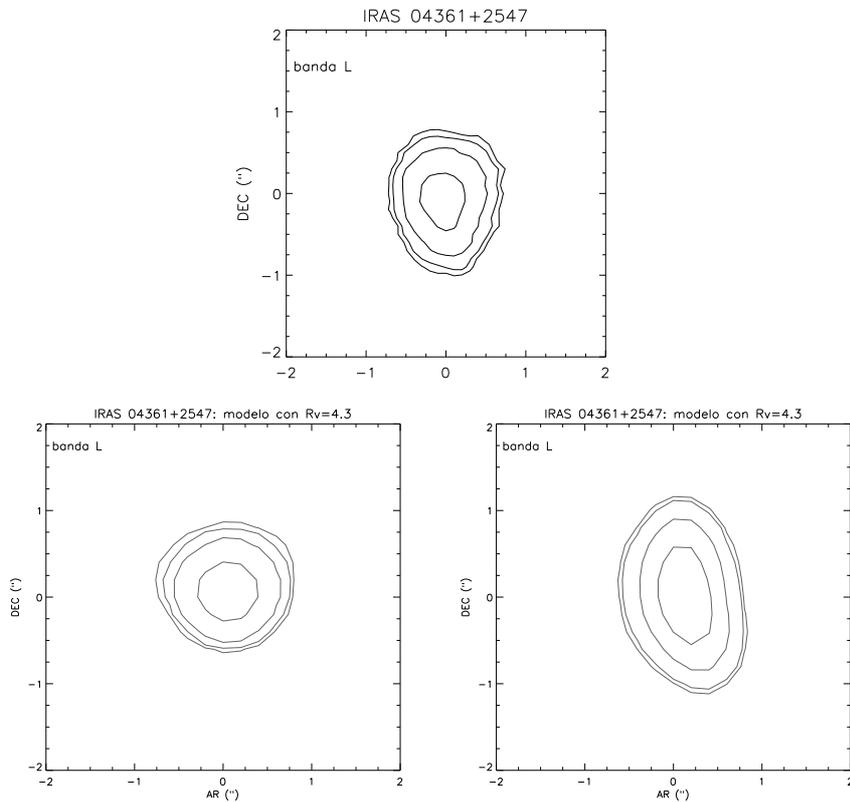
Al menos tres de los objetos de la muestra analizada son binarias con



**Fig. 3.4:** Mapa de contornos en la banda L para la fuente IRAS 04239+2436. En el panel superior se muestra la imagen observada. Los contornos se encuentran espaciados como en la Figura 3.1. Las posiciones de las componentes del sistema binario se encuentran indicadas con cruces. En el panel inferior se muestran dos imágenes modeladas correspondientes a las partes izquierda y derecha de la imagen observada. En la Tabla 3.4 la notación E y O indican cuando se derivaron valores diferentes para los parámetros de cada una de las mitades de la imagen. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $49^\circ$  para que coincidan la nebulosa o envoltante con el eje del flujo molecular asociado a esta fuente (Reipurth et al. 1997).

separaciones  $\sim 40\text{-}70$  UA. Sin embargo, en este análisis se consideran estas fuentes como objetos simples, despreciando cualquier efecto que la órbita de la compañera secundaria pudiera tener en la estructura de la envoltente o del disco. Bajo esta suposición, asumimos que la nube rotante con simetría axial que colapsa, dada por el modelo de Terebey et al. (1984), describe la distribución de densidad en la envoltente que rodea a la binaria central.

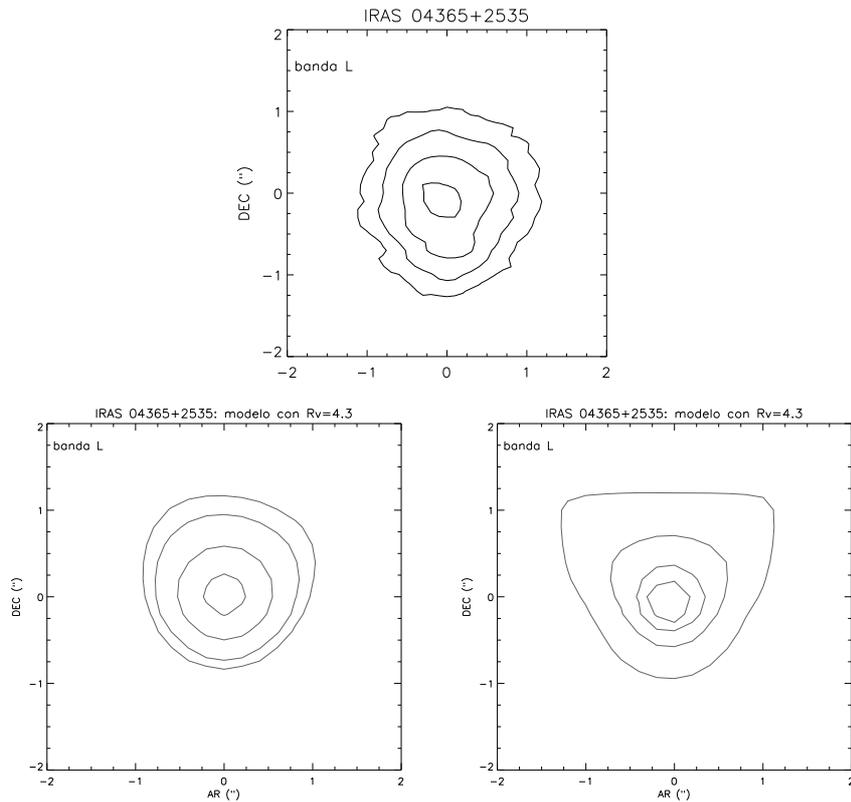
La naturaleza binaria o múltiple de la protoestrella central puede introducir asimetrías en el patrón de iluminación como así también cavidades múltiples en la envoltente, debidas a la presencia de flujos moleculares múltiples asociados a cada una de las distintas fuentes. Esto produciría un apartamiento importante de la geometría simple propuesta en este modelo, en el cual se



**Fig. 3.5:** Mapa de contornos en la banda L para la fuente IRAS 04361+2547. En el panel superior se muestra la imagen observada. Los contornos se encuentran espaciados como en la Figura 3.1. En el panel inferior se muestran dos imágenes modeladas correspondientes al mejor ajuste de las mitades Norte y Sur de la imagen observada. En la Tabla 3.4 la notación N y S indican cuando se derivaron valores diferentes para los parámetros de cada una de las dos partes o mitades. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $170^\circ$  para que la nebulosa o envoltente coincida con el eje del flujo molecular asociado (Mundt & Fried 1983).

asume una fuente central simple o única y su correspondiente cavidad. Sin embargo, en este capítulo, se dejan de lado las asimetrías de escala relativamente pequeñas o cercanas debidas a la binaridad o multiplicidad de la fuente central. El esfuerzo se concentra en la obtención de parámetros globales que caractericen al sistema protoestelar como un todo y que reproduzcan la forma general de la morfología de las imágenes de cada objeto.

Para las diferentes estructuras que componen el sistema de la protoestrella (disco externo, disco interno, envolvente, y cavidades), se utilizan granos de polvo con distintas propiedades (ver, por ejemplo, la Tabla 2.3 del capítulo 2). Sin embargo, las imágenes de las fuentes de clase I producidas por la luz dispersada en las envoltentes son principalmente sensibles a las propiedades



**Fig. 3.6:** Mapa de contornos en la banda L para la fuente IRAS 04365+2535. En el panel superior se muestra la imagen observada. Los contornos se encuentran espaciados como en la Figura 3.1. En el panel inferior se muestran dos imágenes modeladas correspondientes a la mejor aproximación de las mitades Norte y Sur de la imagen observada. En la Tabla 3.4 la notación N y S indican cuando se derivaron valores diferentes para los parámetros de cada una de las mitades o partes. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $170^\circ$  para que la nebulosa o envolvente coincida con el eje del flujo molecular asociado (Mundt & Fried 1983).

del polvo que yacen en las propias envolventes (Wolf et al. 2003). Entonces, para las envolventes se utilizan dos modelos de granos de polvo, uno que reproduce las propiedades del polvo del medio interestelar difuso (ISM, Kim et al. 1994, KMH) con una razón de la extinción total a la selectiva dada por  $R_V = 3.1$ , y un segundo modelo, determinado para reproducir las observaciones con  $R_V \sim 4$ , como ocurre en las regiones más densas de la nube de Taurus (Whittet et al. 2001). En la Tabla 3.2 se comparan las propiedades (opacidad, albedo, tamaño promedio de los granos  $r_{\text{eff}}$ ) de los dos modelos de granos de polvo. El modelo de granos de polvo KMH tiene una menor opacidad y un menor valor del albedo, tanto para la banda K como para la banda L.

**Tabla 3.2:** *Propiedades de los granos de polvo*

| Propiedades                                     | Modelo KMH | Modelo $R_V = 4.3$ |
|---|------------|--------------------|
| Opacidad en K ( $\text{cm}^2/\text{gm}$ )       | 22.3       | 37.8               |
| Opacidad en L ( $\text{cm}^2/\text{gm}$ )       | 9.67       | 18.0               |
| Albedo en K                                     | 0.354      | 0.440              |
| Albedo en L                                     | 0.250      | 0.360              |
| Tamaño promedio de los granos ( $\mu\text{m}$ ) | 0.026      | 0.048              |

El cálculo del transporte radiativo se realiza utilizando el método de Monte Carlo. La fuente central emite paquetes de fotones, los cuales son dispersados por el disco y la envoltente. La relación señal/ruido de la imagen resultante, depende del número de fotones que se utilizan en el modelado. Se ha fijado este parámetro en 10 millones, para obtener resultados con relaciones señal/ruido razonables para las protoestrellas de clase I.

Para realizar el modelado de las imágenes obtenidas con COB en el telescopio de 4-m en  $2\text{--}3 \mu\text{m}$ , se convolucionó la imagen modelada con el perfil de la PSF ("point-spread function" o función de punto extendida) correspondiente al telescopio. Para obtener la PSF del telescopio se utilizaron estrellas simples y aisladas (fuentes puntuales) observadas cada noche. Estos valores concuerdan, por lo que fue posible adoptar una única PSF para todas las imágenes. Para modelar la PSF se usó un perfil de Voigt en 2D, el cual resulta de la convolución de una Gaussiana y un perfil de Lorentz y tiene dos variables que

determinan la forma. El ancho de la Gaussiana se especifica en segundos de arco y resulta próximo al valor del FWHM de la PSF (ligeramente más pequeño si el ancho del perfil de Lorentz es más grande). El ancho de la Lorentziana es adimensional y añade flujo de niveles bajos a distancias grandes del centro de la PSF (en las alas). El agregado de las alas a la PSF, en general, proporciona una mejor aproximación al perfil instrumental que el perfil Gaussiano simple. Los valores típicos determinados para el ancho de la Gaussiana y las alas del perfil de Voigt son  $\sim 0.3''$  y  $\sim 0.3$ , respectivamente.

### **3.3.2. Procedimiento empleado para el modelado de las imágenes**

En este análisis se fijaron los siguientes parámetros: radio interno y externo de la envoltura  $R_{\min} = 10 R_*$ ,  $R_{\max} = 5000$  UA; parámetros del disco  $M_{\text{disco}} = 0.01 M_{\odot}$ , y  $R_{\min \text{ disco}} = 7.5 R_*$ . Para los parámetros estelares se eligieron aquéllos que representan una estrella T Tauri "estándar" o "promedio" (ver por ejemplo, Kenyon & Hartmann 1995; Gullbring et al. 1998). Los valores del radio externo e interno de la envoltura fueron fijados de acuerdo a los valores obtenidos de la literatura (Padgett et al. 1999; Reipurth et al. 2000; Hogerheijde & Sandell 2000; Jorgensen et al. 2002). El valor que se adoptó para la masa del disco es el "típico" para los discos de estrellas T Tauri (Beckwith et al. 1990; Osterloh & Beckwith 1995). Por otra parte, se sabe que las imágenes en el infrarrojo cercano de objetos de clase I no son muy sensibles a la masa del disco. Finalmente, el radio interno del disco corresponde al radio de sublimación del polvo ( $\sim 7.5 R_*$ , Whitney et al. 2003b). El radio externo del disco fue tomado igual a  $R_c$ . Este último parámetro fue variado en el modelado, como se discute más adelante.

El modelo de protoestrella+disco+envoltura que se utilizó para analizar las imágenes tiene cuatro parámetros físicos/geométricos. Se construyó una grilla de modelos correspondientes a valores del radio centrífugo  $R_c = 10, 30, 50, 100, 300$  y  $500$  UA; tasa de acreción de masa  $\dot{M} = 2 \times 10^{-6}, 5 \times 10^{-6}$ , y  $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ; ángulo bipolar de la cavidad (medidos desde el eje polar, o sea medio ángulo de apertura de la cavidad)  $\theta = 10^\circ, 15^\circ, 30^\circ$ , y  $45^\circ$ ; ángulo de inclinación con respecto a la visual  $i = 30^\circ, 45^\circ, 60^\circ, 80^\circ$ , y  $89.9^\circ$ . Se utilizó esta grilla gruesa para elegir un "set" o conjunto inicial de parámetros

para cada protoestrella. Para mejorar esta solución inicial se creó una nueva grilla más "fina" alrededor del conjunto de valores iniciales. Esto se hizo con el objetivo de lograr una mejor aproximación tanto de la distribución de brillo como de la forma, y el espaciamiento de los contornos de la imagen modelada con respecto a la observada (ver Whitney et al. 1997). En particular, el espaciamiento de los contornos fue la característica principal considerada en la superposición de las imágenes reales y modeladas en el caso de fuentes puntuales como L1551 NE. Dado que las morfologías de las imágenes son muy complejas, no se intentó realizar una aproximación por cuadrados mínimos de cada imagen. Más bien, se compararon cuidadosamente las imágenes modeladas y observadas en forma visual.

Los cuatro parámetros elegidos para construir la grilla ( $R_c$ ,  $\dot{M}$ ,  $\theta$ , e  $i$ ) afectan tanto a los flujos como a la morfología de las imágenes en el infrarrojo cercano. El rango de valores elegido para estos parámetros comprenden modelos físicos factibles, comunes para las fuentes de clase I (Kenyon et al. 1993c; Whitney et al. 1997).

En la Figura 3.7 y la Tabla 3.3 se ilustra el procedimiento empleado para la fuente IRAS 04361+2547. De la grilla original (ver Tabla 3.3), se eligieron dos modelos iniciales (Modelos 1 y 2) como aproximaciones razonables a las imágenes disponibles de esta fuente. Luego, se refinó la grilla alrededor de esos valores para derivar los Modelos 3 y 4. La iteración final permitió elegir como el mejor resultado al Modelo 5 (ver Tabla 3.3 y Figura 3.5). Finalmente, se escaló la intensidad de la imagen modelada a la de la imagen real para igualar el valor del flujo observado.

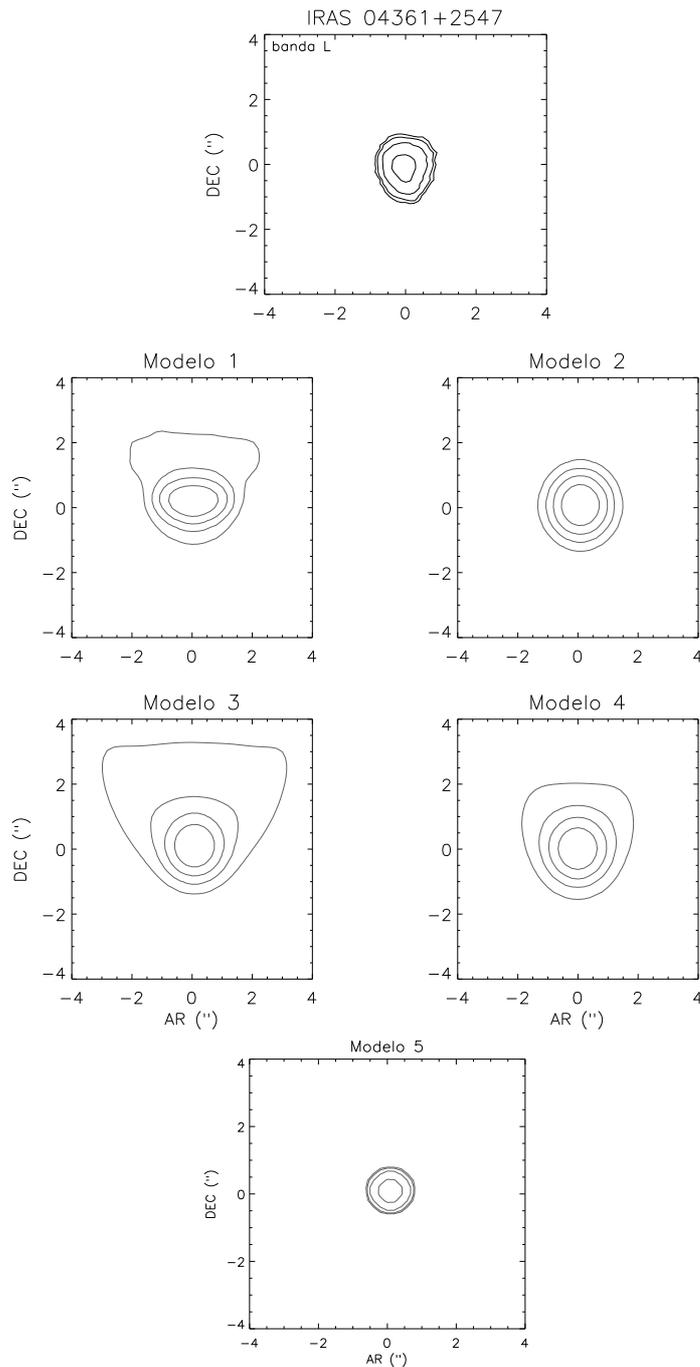
Para ilustrar cómo los cuatro parámetros de la grilla afectan la forma y el espaciamiento entre los contornos, en la Figura 3.8 se muestran los modelos para la fuente IRAS 04361+2547 obtenidos a partir de variar un parámetro del modelo cada vez. En el panel medio se muestra el mejor modelo obtenido para esta fuente (Modelo 5 en la Figura 3.7). El Modelo A (panel superior izquierdo) corresponde al modelo con  $R_c = 100$  UA. El incremento de  $R_c$  produce también un incremento en el espaciamiento entre los contornos. El Modelo B (panel superior derecho) corresponde a  $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Un incre-

**Tabla 3.3:** Ilustración del método de análisis empleado para el caso de la fuente IRAS 04361+2547

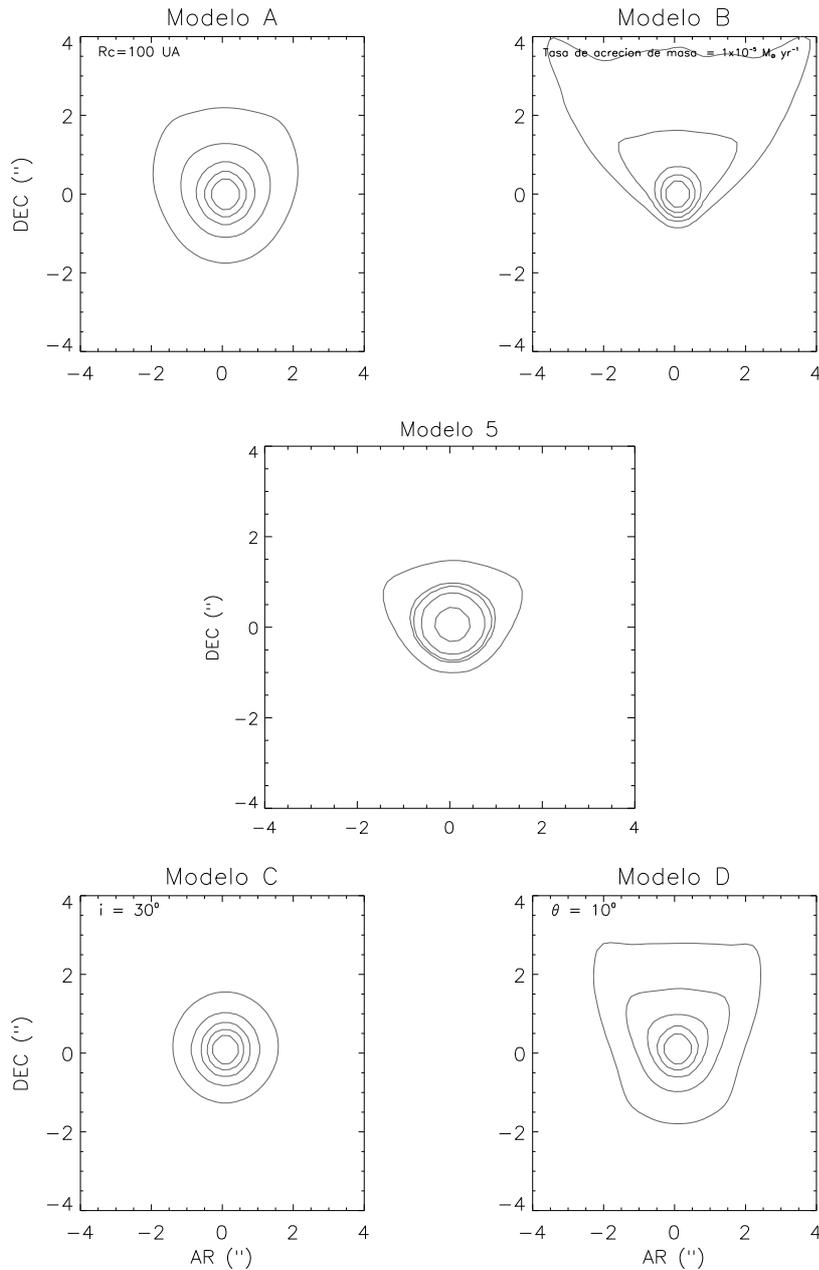
| Modelo No. | $\dot{M} 10^{-6} (M_{\odot} \text{ año}^{-1})$ | $R_c$ (UA) | $\theta(^{\circ})$ | $i(^{\circ})$ |
|------------|--|------------|--------------------|---------------|
| 1          | 5  | 50         | 45                 | 80            |
| 2          | 2  | 100        | 10                 | 30            |
| 3          | 5  | 100        | 15                 | 60            |
| 4          | 2  | 50         | 11                 | 60            |
| 5          | 5  | 50         | 15                 | 72            |

mento en  $\dot{M}$  modifica la forma de los contornos externos así como también el espaciamento entre ellos. El Modelo C (panel inferior izquierdo) ilustra el cambio grande en los contornos cuando se varía el valor del ángulo de inclinación. Inclinaciones grandes producen contornos con morfologías llamadas "butterfly" (por que se asemejan a la forma de las alas de las mariposas). Finalmente, el Modelo D muestra que valores pequeños del ángulo de apertura de las cavidades debido a los flujos bipolares moleculares, producen cambios en la forma de los contornos externos pero se mantienen casi inalterados los espaciamientos entre ellos. Los modelos de las Figuras 3.7 y 3.8 han sido rotados  $170^{\circ}$ , para alinear el eje mayor de la envolvente o nebulosa con el eje del flujo molecular de la fuente central (Hogerheijde et al. 1998).

Para todas las fuentes de clase I de la nube de Taurus-Auriga presentadas en este capítulo, se analizaron independientemente las imágenes de las bandas K y L disponibles para cada objeto. En la Tabla 3.4, se listan los mejores modelos obtenidos en cada caso. Cinco de las fuentes muestran estructuras asimétricas, las cuales no pueden ser reproducidas por el modelo 2D con simetría azimutal, utilizado en este capítulo. Estas asimetrías pueden ser debidas a binarias no conocidas o no resueltas, flujos moleculares y/o evolventes que no presenten simetría axial, o variación en el material del medio ambiente



**Fig. 3.7:** En esta figura se ilustra el procedimiento utilizado para derivar el mejor modelo para la fuente IRAS 04361+2547. En el panel superior se muestra el mapa de contornos para la imagen en la banda L. En los paneles centrales se muestran las soluciones o modelos iniciales (Modelos 1 & 2) obtenidas de la grilla original y los refinamientos subsiguientes que permitieron obtener los Modelos 3 & 4. En el panel inferior se muestra el mejor modelo obtenido, en este caso Modelo 5. Las imágenes modeladas en esta figura han sido rotadas en  $170^\circ$  para que el eje mayor de la nebuloso o envolvente coincida con el eje del flujo molecular asociado a la fuente central (Hogerheijde et al. 1998).



**Fig. 3.8:** En esta figura se ilustra cómo varían los parámetros de la grilla para la fuente IRAS 04361+2547. El panel central muestra el mejor modelo (Modelo 5 en la Figura 3.7). El Modelo A (panel superior izquierdo) muestra el efecto de un incremento del valor del radio centrifugo ( $R_c = 100$  UA). En el Modelo B (panel superior izquierdo), la tasa de acreción se incrementa ( $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ). En el panel inferior (Modelo C) se muestra cómo un incremento del ángulo de inclinación ( $i = 30^{\circ}$ ) produce un cambio en la forma de los contornos. Finalmente, el Modelo D corresponde a un decrecimiento del valor del ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta = 10^{\circ}$ ) con respecto al mejor modelo obtenido para este objeto (ver Modelo 5 en la Tabla 3.3). Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $170^{\circ}$  para que el eje mayor de la envolvente coincida con el eje del flujo molecular asociado a esta fuente (Hogerheijde et al. 1998).

que rodea a la fuente central. En un intento inicial por tratar de reproducir, en forma simple, al menos algunas de estas asimetrías, ocultamos con una máscara en forma alternada cada mitad de la imagen y modelamos en forma independiente la otra mitad. En la Tabla 3.4 se utiliza la notación S, N, E y O, para indicar a cual de las mitades corresponden los parámetros considerados. Los parámetros correspondientes al modelado de cada mitad resultaron similares. En la Tabla 3.4 se usa la barra ("/") para indicar cuando se han obtenido dos o tres valores diferentes para un dado parámetro. Estos valores resultan igualmente probables, basados en el grado de aproximación entre la imagen del modelo y la imagen real. En esta tabla también se indica la clase (SED) para cada objeto determinado por Park & Kenyon (2002).

De la comparación de los valores obtenidos para los parámetros, derivados de los modelados independientes de las imágenes en K y en L, puede observarse que estos son similares tanto para la tasa de acreción de masa de la envoltura  $\dot{M}$ , como para el ángulo de apertura de la cavidad  $\theta$  y para el ángulo de inclinación  $i$ . Sin embargo, para el radio centrífugo,  $R_c$ , se encuentran algunas diferencias entre los valores derivados de los mejores modelos obtenidos en las bandas K y L, en particular para la fuente L1551 NE (ver Tabla 3.4). La extinción en  $3 \mu\text{m}$ , banda L, es menor que en  $2 \mu\text{m}$ , banda K. (Tabla 3.2; ver también Rieke & Lebofsky 1985), lo cual permite que las observaciones en la banda L penetren más profundo y proporcionen información de la parte más densa de la envoltura. Esas diferencias entre los modelos resultantes de las dos bandas podrían estar indicando que la estructura de la envoltura que se está adoptando o que los modelos de polvo que se están usando, no son del todo correctos. Por ejemplo, en el caso de la fuente L1551 NE, una reducción en la opacidad en la banda K por un factor 0.76 proporciona una aproximación razonablemente aceptable de la imagen real con los mismos parámetros que los dados en la Tabla 3.4, para la imagen en la banda L.

Además, en algunos casos encontramos que diferentes combinaciones de parámetros producen imágenes indistinguibles. Por ejemplo, para la imagen en la banda K de la fuente IRAS 04016+2610, se obtuvieron dos modelos que reproducen en forma aceptable la imagen observada de esta fuente para

dos valores de diferentes de  $R_c$  (100 y 300 UA, respectivamente). De manera análoga, para la fuente L1551 NE en la banda K, tres ángulos diferentes de inclinación (30, 45 y 60°), producen imágenes modeladas que no resultan diferentes. En la Tabla 3.4 se indican esas ambigüedades.

Para estimar los errores de los valores de los parámetros listados en la Tabla 3.4, se determinaron "sets" o conjuntos de modelos variando cada parámetro en pasos relativamente pequeños, mientras que los otros parámetros se mantuvieron fijos. Se compararon las imágenes resultantes y se determinaron en forma visual las mínimas variaciones requeridas de cada parámetro para producir una modificación detectable en la correspondiente imagen. De esta manera, se estimaron errores de  $\sim 1 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  para  $\dot{M}$ ,  $\sim 10$  UA para  $R_c$ , y  $\sim 5^{\circ}$  para  $i$  y  $\theta$ .

**Tabla 3.4:** Mejores modelos obtenidos para las imágenes del telescopio de 4-m

| Fuente          | Filtro | Clase de<br>la SED <sup>a</sup> | $\dot{M}$<br>( $10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ) | $R_c$ (UA)                        | $i(^{\circ})$                    | $\theta(^{\circ})$               |
|-----------------|--------|---------------------------------|---|-----------------------------------|----------------------------------|----------------------------------|
| IRAS 04016+2610 | K      | I/II                            | 5   | 100/300                           | 45 <sup>S</sup> -50 <sup>N</sup> | 5/10                             |
| IRAS 04016+2610 | L      | I/II                            | 5   | 100                               | 45                               | 10                               |
| IRAS 04239+2436 | L      | I                               | 2   | 30                                | 60 <sup>E</sup> -65 <sup>O</sup> | 26 <sup>E</sup> /20 <sup>O</sup> |
| L1551 IRS 5     | K      | I                               | 5   | 40 <sup>N</sup> -50 <sup>S</sup>  | 77 <sup>N</sup> -72 <sup>S</sup> | 20                               |
| L1551 IRS 5     | L      | I                               | 5 <sup>N</sup> -2 <sup>S</sup>                  | 50 <sup>N</sup> -100 <sup>S</sup> | 72                               | 20                               |
| L1551 NE        | K      | I                               | 5   | 50                                | 30/45/60                         | 15/26                            |
| L1551 NE        | L      | I                               | 5   | 100                               | 75                               | 10/15                            |
| IRAS 04361+2547 | L      | I                               | 2 <sup>S</sup> -5 <sup>N</sup>                  | 30 <sup>N</sup> -50 <sup>S</sup>  | 72 <sup>N</sup> -75 <sup>S</sup> | 15                               |
| IRAS 04365+2535 | L      | I                               | 5   | 50                                | 70 <sup>N</sup> -72 <sup>S</sup> | 15 <sup>N</sup> -11 <sup>S</sup> |

Nota: La notación N, S, E, O indica la mitad de la imagen usada en el modelado correspondiente de los parámetros listados.

<sup>a</sup> Clasificación obtenida del trabajo de Park & Kenyon (2002).

Los modelos que se muestran en la Tabla 3.4 producen imágenes en la banda H que son consistentes con imágenes previamente publicadas en esa banda. Kenyon et al. (1993c) obtuvieron imágenes de resolución baja en la banda H para las fuentes IRAS 04016+2610 y IRAS 04239+2436 y, por otra parte, Whitney et al. (1997) observaron L1551 IRS 5 en dicha banda. Imágenes de resolución similar para esas fuentes, así como también para IRAS 04361+2547 y IRAS 04239+2436, fueron publicadas por Lucas & Roche (1997) y Lucas & Roche (1998). Para verificar que los resultados presentados en la Tabla 3.4 son razonables, se determinaron las SEDs de esas fuentes (Whitney et al. 2003a), utilizando los mismos parámetros. En general, encontramos un acuerdo razonable entre la SED obtenida del modelo y la SED construida a partir de los flujos observados. Las discrepancias relativamente pequeñas entre ambas SEDs son probablemente debidas a los parámetros asociados al disco, como el radio interno, la escala de altura y la tasa de acreción, que no resultan bien acotados por la morfología de las imágenes en el infrarrojo cercano.

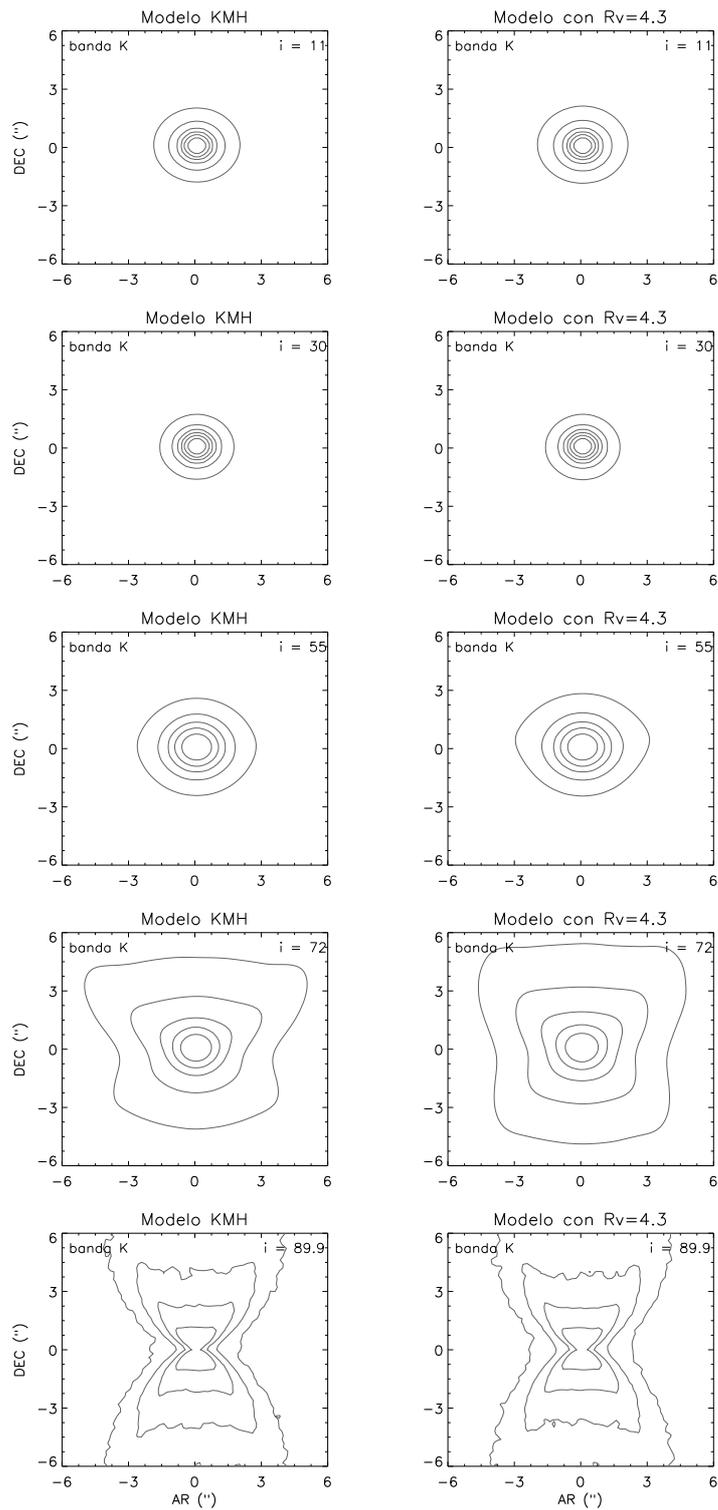
### **3.3.3. Modelos de granos de polvo**

Las seis fuentes de clase I analizadas se encuentran localizadas en regiones con valores de  $A_V$  elevados. Por ejemplo, Ishi et al. (2004) obtienen un  $A_V = 11 - 13$  mag para la fuente IRAS 04016+2610 (ver también White & Hillenbrand 2004), mientras que a la fuente L1551 IRS 5 se le asocia un valor de  $A_V \sim 20$  (Strom et al. 1976; Mundt et al. 1985; Carr 1990). Sin embargo, Teixeira & Emerson (1999) estimaron una extinción visual entre  $\sim 14 - 32$  mag para cinco de esos objetos, con excepción de IRAS 04361+2547. Los granos de polvo de la parte de la nube que rodea esos objetos probablemente se corresponden con aquéllos localizados en las zonas más densas del complejo de Taurus. Para cada protoestrella se calcularon dos modelos para las envolventes utilizando los dos modelos de granos de polvos indicados en la Tabla 3.2. El modelo que corresponde a granos de polvo con  $R_V = 4.3$ , reproduce satisfactoriamente los valores observados en las regiones de densidad alta de la nube. Por el contrario, las regiones de densidad baja tienen valores

de  $R_V$  similar al del medio interestelar difuso ISM ( $R_V = 3.2\text{--}3.5$ , Whittet et al. 2001). De todas maneras, vale la pena remarcar que los granos de polvo en las partes más densas de la nube de Taurus, son más pequeños que los de la nube de  $\rho$  Ophiuchi ( $R_V \sim 4.1\text{--}4.8$ ; Vrba et al. 1993).

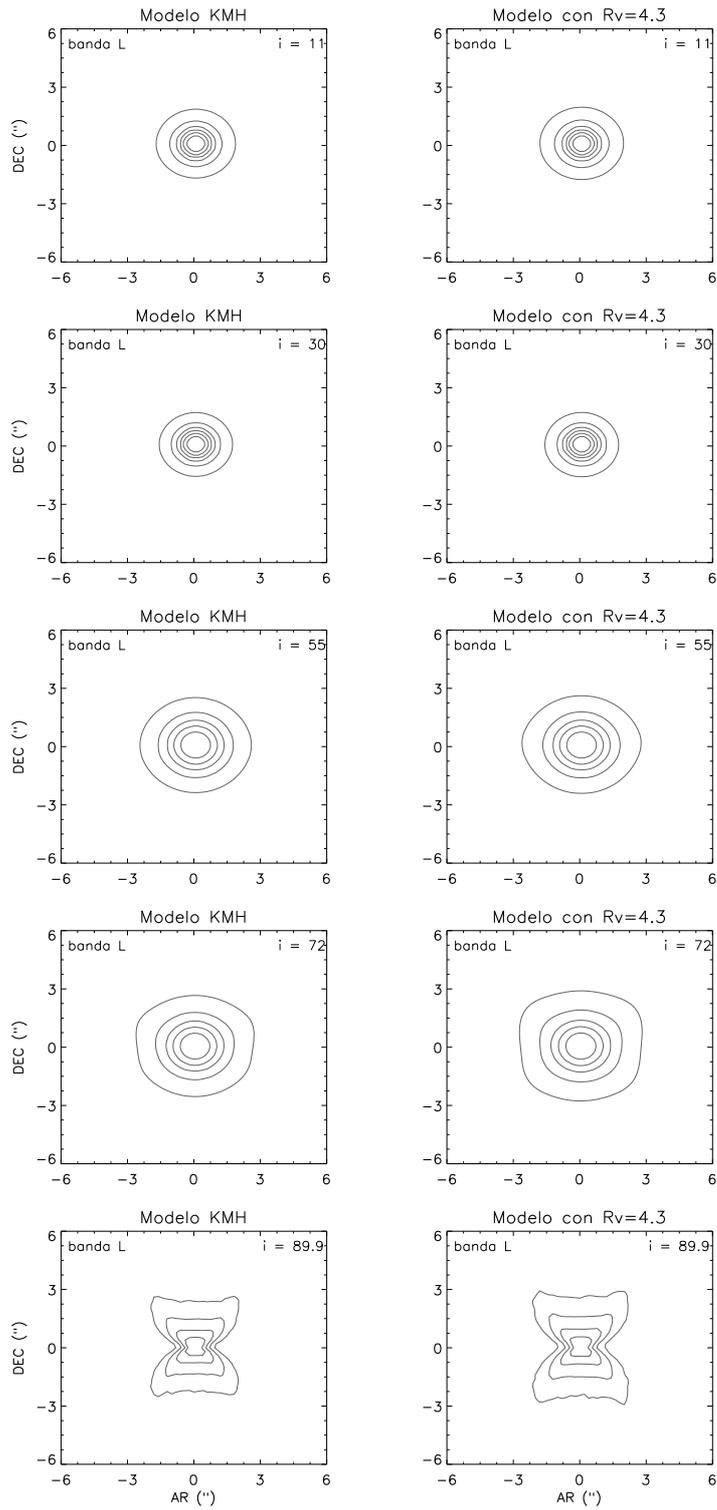
En el disco de la fuente HH 30 han sido detectados granos relativamente más grandes, en relación con el ISM difuso. Estos granos producen una ley de extinción menos profunda que los granos en el ISM difuso (Burrows et al. 1996; Wood et al. 2000; Cotera et al. 2001). Dent et al. (1998) sugirieron que la diferencia entre el índice espectral submilimétrico de las fuentes de clase I ( $\alpha_{mm}$ ) de  $\sim 3.5$ , y el de los objetos ópticamente visibles de clase II con  $\alpha_{mm} \sim 2.5$ , podría estar relacionada con el crecimiento de los granos de polvo en los discos circunestelares ópticamente gruesos (ver también Hogerheijde & Sandell 2000).

En las Figuras 3.9 y 3.10 se explora la variación de la morfología de las imágenes para los dos tipos de granos de polvo mencionado, como función del ángulo de inclinación. La tasa de acreción de masa para el modelo KMH (panel izquierdo) se escala por la razón de las opacidades en los dos modelos de granos de polvo en la banda K (i.e.,  $\kappa_K(R_V = 4.3) / \kappa_K(R_V = 3.1)$ ). De ese modo, las imágenes en la banda K de la Figura 3.9, tanto las del panel derecho como las del izquierdo, tienen valores similares en la profundidad óptica de la envoltura. Las imágenes en la banda L, que se presentan en los paneles izquierdo y derecho de la Figura 3.10, tienen diferencias moderadas en la profundidad óptica (de alrededor del 10% cada una). Para ángulos de inclinación pequeños, las imágenes modeladas usando los dos tipos de granos de polvo, resultan indistinguibles. Para valores de la inclinación mayores (discos casi de canto), las imágenes con granos correspondientes a  $R_V = 4.3$  tienden a ser ligeramente más extendidas que aquéllas con granos para  $R_V = 3.1$ . Cuando se utiliza la misma tasa de acreción de masa, los dos modelos de granos de polvo producen diferencias más sustanciales, debido a la opacidad mayor del modelo con granos para  $R_V = 4.3$ . Sin embargo, esto no permite distinguir entre los dos modelos de granos, ya que simplemente puede variarse la tasa de acreción de masa para obtener una imagen modelada que



**Fig. 3.9:** Mapa de contornos en la banda K para diferentes ángulos de inclinación. En los paneles de la izquierda se muestran los resultados para el modelo de granos KMH escalado por el cociente de las opacidades en la banda K de los dos modelos de granos de polvo (la opacidad en K para  $R_V = 4.3$  / opacidad en K para  $R_V = 3.1$ ). Los paneles de la derecha corresponden a  $R_V = 4.3$ . El ángulo de inclinación aumenta verticalmente de arriba hacia abajo, en dichos paneles. Los paneles horizontales consecutivos tienen la misma inclinación y corresponden a  $11^\circ$ ,  $30^\circ$ ,  $55^\circ$ ,  $72^\circ$ , y  $89.9^\circ$ , respectivamente.

§3. Modelado de imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano de protoestrellas



**Fig. 3.10:** En esta figura se muestra lo mismo que en la Figura 3.9, pero para la banda L.

se aproxime satisfactoriamente bien a la observada. Esta degeneración<sup>3</sup> entre la profundidad óptica de la envolvente (proporcional a la tasa de acreción de masa) y la opacidad de los granos de polvo a una dada longitud de onda, hace difícil poder distinguir entre ambos modelos de granos de polvo, considerando sólo observaciones en rangos de longitudes de onda relativamente angosto (bandas K y L 2-4  $\mu\text{m}$ ). La obtención de imágenes en un rango de longitudes de onda más largos (por ejemplo de 1-10  $\mu\text{m}$ ), podría ayudar a obtener una ley de opacidad del polvo más precisa y permitir una mejor determinación de la geometría y de la tasa de acreción de la envolvente.

Wolf et al. (2003) modelaron imágenes NICMOS de la fuente IRAS 04302+2247, otra fuente de clase I perteneciente a la nube de Taurus-Auriga. Esos autores adoptaron la distribución ISM de Mathis et al. (1997), con granos de polvo pequeños de tamaño de alrededor de 0.05  $\mu\text{m}$ . Ellos consideraron el radio mayor de la distribución de tamaños como variable y encontraron que radios de granos tan grandes como 100  $\mu\text{m}$  reproducen las imágenes submilimétricas de los discos. Sin embargo, para el caso de la envolvente concluyeron que granos estándares del ISM (medio interestelar) reproducen adecuadamente las observaciones. El análisis realizado a las seis protoestrellas de clase I en Taurus, indica que no puede distinguirse entre los dos modelos de granos de polvo relativamente pequeños: modelo de ISM difuso (KMH, ver Tabla 2.2, sección 2.6.2, capítulo 2) y modelo de granos con  $R_V = 4.3$  (Whittet et al. 2001, ver sección 2.6.3, capítulo 2). Esto puede verse en las Figuras 3.9 y 3.10 (ver Tabla 3.2). Sin embargo, este resultado concuerda con los obtenidos por Wolf et al. (2003) para la fuente IRAS 04302+2247, ya que el mejor modelo obtenido por estos autores excluye la presencia de granos de polvo grandes en la envolvente.

En los paneles centrales e inferiores de las Figuras 3.1 y 3.2 y en panel inferior de las Figuras 3.3-3.6, se presenta el mejor modelado obtenido correspondiente al modelo de granos de polvo con  $R_V = 4.3$ , para los objetos analizados. Para la fuente L1551 IRS 5 (ver Figura 3.2), el flujo molecular mo-

---

<sup>3</sup>Se dice que existen un efecto de degeneración entre dos parámetros cuando el cambio producido por la variación de uno de ellos (en la forma de las imágenes o de las SEDs) compensa el originado por la variación del otro.

difica la parte externa de la envoltente y produce una forma elongada en los mapas de contornos.

### 3.4. Análisis individual

En esta sección se detalla y describe brevemente el análisis realizado para cada fuente. Además, se comparan estos resultados con los obtenidos por otros autores.

#### 3.4.1. IRAS 04016+2610

Esta fuente, localizada en la nube oscura L1489, se encuentra asociada a un flujo molecular de velocidad baja (Myers et al. 1988; Hogerheijde et al. 1998). IRAS 04016+2610 muestra un patrón complejo de nudos (o "knots") (Gómez et al. 1997), que sugieren la presencia de cavidades múltiples en la envoltente. Lucas & Roche (1997) interpretaron la morfología de las imágenes polarimétricas en el infrarrojo cercano, obtenidas por los ellos mismos, como producidas por el efecto de la dispersión de los fotones estelares en una envoltente con cavidades ortogonales bipolares. Wood et al. (2001), atribuyeron la forma del patrón de las imágenes en la bandas I, F160W y F205W, tomadas con el HST/NICMOS para esta fuente, a la presencia de dos cavidades en la envoltente. Esas dos interpretaciones (Lucas & Roche 1997; Wood et al. 2001) requieren de la presencia de sendos flujos moleculares en cada componente de un sistema binario aún no resuelto (Padgett et al. 1999; Lucas et al. 2000; Hogerheijde 2001). Otra posible causa de la falta de simetría en la envoltente asociada a este objeto, podría ser un efecto o variación de la dirección del jet o flujo molecular asociado (Gómez et al. 1997). La aplicación de un modelo simétrico con cavidades bipolares a lo largo de un único eje, como el que se aplica en este capítulo, solamente podrá dar como resultado una cavidad con un ángulo de apertura muy abierto que reproduzca, en primera aproximación, la forma de las cavidades múltiples.

Whitney et al. (1997), analizando imágenes de resolución baja en las bandas H y K y observaciones polarimétricas para esta fuente, obtuvieron los siguientes parámetros:  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{año}^{-1}$ ,  $R_c = 50 \text{ UA}$ ,  $i = 66^{\circ}$ , y  $\theta = 26^{\circ}$ .

Recientemente, Stark et al. (2006) modelaron las imágenes HST y obtuvieron un valor para la inclinación de  $i \sim 65^\circ$ . Estos autores sugirieron que la fuente central se encuentra rodeada por una envolvente masiva ( $M_{\text{env}} \sim 0.37 M_\odot$ ), la cual contiene cavidades bipolares.

Eisner et al. (2005), utilizando un código con simetría azimutal de transporte radiativo, analizaron imágenes del Keck y el OVRO (Owens Valley Radio Observatory), en  $0.9 \mu\text{m}$  y  $1.3 \text{ mm}$  respectivamente, para esta fuente. En su análisis, estos autores también incluyeron la SED de este objeto, tomada de la literatura, en un rango entre  $8\text{--}130 \mu\text{m}$ . El mejor resultado obtenido reproduce tanto las imágenes como la SED y corresponde a una configuración con una envolvente y un disco en rotación. Estos autores obtuvieron:  $\dot{M} = 6 \times 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c = 100 \text{ UA}$ , y  $i = 37^\circ$ . Además, Eisner et al. (2005) derivaron  $M_{\text{env}} = 0.05 M_\odot$ ,  $M_{\text{disco}} = 0.01 M_\odot$ , y  $R_{\text{max}} = 2000 \text{ UA}$ .

La imagen en la banda K, para este objeto, es altamente asimétrica (esto puede verse en la Figura 3.1). Con el objetivo de intentar reproducir la estructura no simétrica presente en esta fuente, se obtuvieron dos modelos para la banda K, enmascarando la mitad Norte y luego la mitad Sur, respectivamente. Los resultados correspondientes se encuentran listados en la Tabla 3.4, donde mediante los supraíndices "S" y "N" se especifican las dos soluciones mencionadas. Los dos modelos difieren, principalmente, en el ángulo de inclinación obtenido. En el caso de la imagen en la banda L, no se consideran las asimetrías presentes ya que son, en general, pequeñas y se obtiene una única solución como se indica en la Tabla 3.4. Además, se ignora en este modelado, la forma del último contorno en isomagnitudes, ya que la razón señal/ruido es relativamente baja. En la Figura 3.1, las imágenes de los modelos presentados en los paneles centrales e inferiores, han sido rotadas en  $130^\circ$  para que coincidan con el eje de la nebulosa o envolvente en la banda K. Este eje se encuentra razonablemente cerca del ángulo posición del flujo molecular asociado a este objeto, el cual es de  $165^\circ$  (Hogerheijde et al. 1998).

El modelo resultante no reproduce los tres contornos más extendidos en la imagen en la banda K. El quinto contorno del modelo resulta más corto o menos extendido que el observado en aproximadamente  $1.5''$ . De ese modo, la densidad de la envolvente en las imágenes reales decrece menos rápidamente

que en el modelo. Flujos moleculares múltiples podrían producir un aumento en la densidad de la envolvente a distancias grandes. Alternativamente, el gradiente de densidad de la envolvente a distancias grandes podría ser menos profundo que el gradiente de Terebey et al. (1984). Por ejemplo, Chandler & Richer (2000) encontraron que ese es el caso para la fuente IRAS 04368+2557 (L1527), otra protoestrella en Taurus.

Los parámetros derivados del mejor modelado obtenidos para esta fuente en las bandas K y L, en general, concuerdan con valores previamente publicados por otros autores, como por ejemplo Whitney et al. (1997), Eisner et al. (2005) y Stark et al. (2006). El valor del ángulo de inclinación derivado a partir de este análisis ( $i = 45\text{--}50^\circ$ , ver Tabla 3.4), resulta menor que el obtenido por Whitney et al. (1997) y Stark et al. (2006). Sin embargo, el rango de valores posibles del mismo coincide razonablemente con el determinado por Eisner et al. (2005).

#### **3.4.2. IRAS 04239+2436**

Esta fuente es una protoestrella de luminosidad baja asociada al jet HH 300 (Reipurth et al. 1997; Arce & Goodman 2001) y a un flujo molecular (Moriarty-Schieven et al. 1992). Duchene et al. (2004) detectaron un posible objeto de fondo (con  $\Delta K = 4.80 \pm 0.05$ ) a una distancia de  $22.12''$ , con un ángulo de posición de  $319.9^\circ$ . En las imágenes de este objeto presentadas en este capítulo, se aprecia una forma elongada y se distinguen dos picos centrales con una separación de alrededor de  $\sim 0.29'' \pm 0.05''$  (ver el mapa de contornos en la banda L, en la Figura 3.4). La separación física entre las componentes es de  $\sim 40$  UA. Sin embargo, en este capítulo se ha modelado este objeto como una fuente central simple. El resultado de este análisis se muestra en la Tabla 3.4.

Whitney et al. (1997) analizaron imágenes de resolución baja modeladas en las bandas K y H, obteniendo los siguientes resultados:  $\dot{M} = 2 \times 10^{-6} M_\odot$  año $^{-1}$ ,  $R_c = 10$  UA,  $i = 36\text{--}53^\circ$ , y  $\theta = 26^\circ$ . De la misma forma que para la fuente IRAS 04016+2610, se determinaron dos modelos para la imagen en la banda L, enmascarando la mitad Este y la Oeste, correspondientemente. Este proceso de enmascarar en forma alternada cada parte de la imagen, permite

utilizar un modelo de simetría axial (o azimutal), como el presente, para reproducir cada mitad de una envolvente asimétrica y, de esta manera, determinar los correspondientes "sets" o grupos de parámetros para cada mitad. En este caso, como para el resto de los objetos analizados, no se consideró en el modelado el último contorno de menor razón señal/ruido. La imagen modelada resultante ha sido rotada  $49^\circ$ , para que coincidan con el eje de las cavidades bipolares producidas por el flujo molecular observado (Reipurth et al. 1997). En la Tabla 3.4 se listan los resultados correspondientes para cada mitad. En particular, se obtuvieron diferentes valores tanto para la inclinación como para el ángulo de apertura de la cavidad. Sin embargo, en general, los resultados obtenidos de este análisis coinciden con los publicados por Whitney et al. (1997), excepto en el valor de la inclinación derivado del modelado de la banda L. Del presente análisis, se estima un valor mayor para este parámetro ( $i = 60\text{--}65^\circ$ ).

Eisner et al. (2005) obtuvieron los siguientes parámetros del análisis de esta fuente:  $\dot{M} = 3 \times 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c \sim 30 \text{ UA}$ , e  $i = 34^\circ$ . Además, ellos estimaron:  $M_{\text{env}} = 0.01 M_\odot$ ,  $M_{\text{disco}} = 0.5 M_\odot$ , y  $R_{\text{max}} = 1000 \text{ UA}$ . Estos valores corresponden a su modelo de disco+envolvente (esta configuración se asemeja a la presentada para IRAS 04239+2436 en el presente capítulo). Cabe mencionar que Eisner et al. (2005) analizaron distintas configuraciones protoestelares para cada uno de los objetos que ellos presentan. Otra de estas configuraciones, la de disco+extinción con un  $A_V = 20$ , también reproduce satisfactoriamente las observaciones empleadas. Con relación al modelo o modelos publicados por Eisner et al. (2005), el análisis realizado en este capítulo proporciona un valor más alto para el ángulo de inclinación. Esto se debe a la emisión relativamente extendida y difusa de esta fuente en L. Sin embargo, esta característica de la imagen en L podría estar afectada por la contribución proveniente de la binaria, la cual, de alguna manera, suma elongación a la nebulosa. El ángulo de posición de la binaria yace aproximadamente a lo largo del eje de la mencionada nebulosa.

### 3.4.3. L1551 IRS 5

Esta fuente fue descubierta por Strom et al. (1976) en  $\lambda = 2 \mu\text{m}$ . El objeto central que se encuentra incrustado en la nube madre es, en realidad, un sistema binario con una separación de  $0.35''$  (Looney et al. 1997), y se encuentra asociada a un flujo molecular bipolar y a regiones de choque (emisiones de tipo HH) detectadas tanto en el óptico como en el infrarrojo cercano (Mundt & Fried 1983; Moriarty-Schieven & Snell 1988; Stocke et al. 1988; Davis et al. 1995). Además, ambas componentes parecerían estar asociadas con sendos jets detectados en el óptico y en radio (Frindlund & Lisean 1998; Hartigan et al. 2000; Rodríguez et al. 2003). Mundt et al. (1985) sugirieron que este objeto es una estrella variable eruptiva del tipo de las FU Orionis, basándose en la similitud existente entre el espectro óptico de esta fuente y los de las estrellas tipo FU Orionis (ver Stocke et al. 1988; Sandell & Weintraub 2001). Como en el caso de IRAS 04239+2436, en este análisis, no se consideró la influencia de la naturaleza binaria de la fuente central en los parámetros de la envolvente.

Whitney et al. (1997), a partir del análisis de imágenes de resolución baja en el infrarrojo cercano, obtuvieron:  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c = 30 \text{ UA}$ ,  $\theta = 20^{\circ}$ , e  $i \sim 70-90^{\circ}$ . Las imágenes en las bandas K y L que se presentan en este capítulo muestran una estructura ligeramente asimétrica. Por este motivo, en el presente modelado, se enmascararon las mitades Norte y Sur, respectivamente. Los resultados correspondientes se muestran en los paneles centrales e inferiores de la Figura 3.2. Las imágenes modeladas han sido rotadas en  $63^{\circ}$  para alinearlas a lo largo de la dirección del eje del flujo molecular detectado por Mundt & Fried (1983). Estas imágenes para las mitades Norte y Sur son bastante diferentes entre sí, particularmente en la banda K. Esto es una muestra de las limitaciones de una geometría con simetría azimutal en el modelado de envolventes muy asimétricas, usualmente presentes en los objetos de clase I. A pesar de esto, los valores de los parámetros correspondientes a cada mitad de L1551 IRS 5 (ver Tabla 3.4), concuerdan razonablemente bien, considerando la complejidad del flujo molecular y del jet óptico asociados. Además, los valores de los parámetros obtenidos en este análisis coinciden

aceptablemente con los derivados por Whitney et al. (1997). Sin embargo, estas imágenes sugieren que  $i = 72\text{--}77^\circ$ , proporciona una mejor aproximación que una configuración con un disco visto de canto.

Recientemente, Osorio et al. (2003) analizando las SEDs de cada una de las componentes del sistema binario, derivaron propiedades de cada disco circunestelar como así también del disco circumbinario y de la envolvente. Estos autores obtuvieron una tasa de acreción de masa de la envolvente de  $\dot{M} = 7 \times 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , la cual es un factor 10 veces mayor a la obtenida en este análisis. Además, estimaron un radio interno o agujero para el disco más grande (150 UA). Se generaron las imágenes K y L utilizando los parámetros publicados por Osorio et al. (2003). Estas imágenes presentan una fuente central casi completamente extinguida y una banda central oscura que atraviesa el plano medio del disco. Esto no se asemeja a las imágenes observadas. Robitaille et al. (2006) reprodujeron la SED observada de L1551 IRS 5 utilizando una grilla de 200,000 modelos con simetría azimutal para objetos estelares jóvenes (ver Capítulo 2). El modelo que mejor reproduce los flujos observados determinado por estos autores, corresponde a una tasa de acreción de masa de  $6.5 \times 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , similar a la calculada por Osorio et al. (2003). Sin embargo, Robitaille et al. (2006) también encuentran que modelos con una tasa de acreción de masa en el rango de  $5.5 \times 10^{-6}$  a  $3.0 \times 10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , proporcionan aproximaciones aceptables a la SED. Esto sugiere que la tasa de acreción derivada del modelado de la SED de este objeto no está bien determinada.

#### **3.4.4. L1551 NE**

Este objeto fue descubierto por Emerson et al. (1984) y su posición coincide con la localización del lóbulo con corrimiento al rojo del flujo molecular asociado con la fuente L1551 IRS 5. Por este motivo, el ambiente que rodea a L1551 NE se encuentra fuertemente afectado por el flujo molecular de L1551 IRS 5 (Bachiller et al. 1994; Yokogawa et al. 2003). Además de ello, L1551 NE también eyecta su propio flujo molecular bipolar (Moriarty-Schieven & Wannier 1991; Moriarty-Schieven et al. 1995). Reipurth et al. (2002) identificaron a esta fuente como una binaria cercana con una separación de  $0.5''$ , con una

cociente de flujos de  $\sim 0.7$  en 3.6 cm. En las imágenes presentadas en este capítulo, no se observa ningún indicio de binaridad. Esto sugiere que el cociente de flujos en 2–3  $\mu\text{m}$  podría ser bastante diferente que en longitudes de onda del orden del centímetro.

Las imágenes de resolución baja analizadas por Whitney et al. (1997) sugieren  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c = 50 \text{ UA}$ ,  $i = 78\text{--}90^{\circ}$  y  $\theta = 26^{\circ}$ . En la Tabla 3.4 se listan los parámetros asociados a los mejores modelos obtenidos para las imágenes en K y L del telescopio de 4-m. En este caso, no se tuvieron en cuenta pequeñas asimetrías presentes en estas imágenes y se realizó un modelado de la morfología general de las mismas. Hasta cierto punto los modelos obtenidos para las imágenes en K y en L resultaron diferentes. Nuevamente, esto ilustra las dificultades que se encuentran cuando se trata de modelar una envoltura asimétrica con un modelo con simetría azimutal. Se encontró, además, que combinaciones diferentes de los parámetros obtenidos producen modelos que aunque diferentes entre sí producen imágenes similares a las observadas. Esto se muestra en la Tabla 3.4. Los valores de la inclinación obtenidos de la imagen en la banda K difieren de los obtenidos por Whitney et al. (1997,  $i = 78\text{--}90^{\circ}$ ). En ese caso, se encuentra un mejor acuerdo con los parámetros derivados del análisis de la imagen en la banda L. También se determina un ángulo de apertura algo menor que dichos autores ( $\theta = 15^{\circ}$  vs  $\theta = 26^{\circ}$ ). Como se ha mencionado anteriormente, esta fuente se encuentra ubicada en uno de los lóbulos del flujo molecular de la fuente L1551 IRS 5, lo que contribuye a complicar la morfología de la misma haciendo difícil establecer cuál es la geometría intrínseca de la misma y cuál es la inducida por la superposición con el flujo molecular de L1551 IRS 5.

#### **3.4.5. IRAS 04361+2547 (TMR-1)**

Esta protoestrella está rodeada por una envoltura opaca en acreción (Terebey et al. 1990; Kenyon et al. 1993c). A partir de imágenes en el infrarrojo cercano e interferometría en el milimétrico, Terebey et al. (1990) y Hogerheijde et al. (1998) detectaron un flujo molecular bipolar asociado con la misma. Terebey et al. (1998) utilizaron imágenes de NICMOS/HST y encontraron una compañera débil (TMR-1C) a una separación de la fuente central de alrededor

de 10.0" (1400 UA). Observaciones posteriores demostraron que esta fuente es, probablemente, una estrella de campo (Terebey et al. 2000). Sin embargo, la estrella central es una binaria cercana con una separación de 0.31" (42 UA).

La imagen en la banda L presentada en este capítulo no resuelve el sistema binario. La falta de detección de la compañera binaria en las imágenes presentadas en este capítulo resulta difícil de explicar, ya que el cociente de flujos debería ser cercano a la unidad en la banda L, de acuerdo a las imágenes de NICMOS. Haisch et al. (2004) y Duchene et al. (2004) buscaron posibles compañeras binarias o componentes múltiples asociadas con IRAS 04361+2547. Los primeros autores llevaron a cabo observaciones en la banda K ( $5\sigma$  para  $K \sim 18.5\text{--}19.0$ ), con un FWHM de alrededor de 1", sin detectar compañera alguna. El segundo grupo de investigadores, obtuvo imágenes en JHK con un FWHM de alrededor de  $\sim 0.65'' \pm 0.10''$ , sin encontrar fuentes nuevas alrededor de 10" de la fuente central. Sin embargo, estos dos trabajos muy sensibles en el infrarrojo cercano, no tuvieron la resolución angular necesaria para detectar un sistema binario cercano, si éste existiera.

Whitney et al. (1997) analizaron imágenes de resolución baja en el infrarrojo cercano de esta fuente y obtuvieron  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c = 50 \text{ UA}$ ,  $i = 72\text{--}90^{\circ}$ , y  $\theta = 11^{\circ}$ . Debido a la asimetría de la nebulosa asociada con la fuente IRAS 04361+2547, se enmascararon las mitades Norte y Sur, respectivamente, de la imagen en la banda L modelada. Los parámetros obtenidos son listados en la Tabla 3.4. Las imágenes modeladas son presentadas en la Figura 3.5 y han sido rotadas en  $170^{\circ}$  para alinearlas con la dirección del eje del flujo molecular (Bontemps et al. 1996). Aunque las imágenes modeladas correspondientes a cada mitad parecen muy diferentes (ver Figura 3.5, paneles inferiores), los parámetros que se derivaron de ellas, listados en la Tabla 3.4, no son completamente discordantes. Además, el análisis de la morfología de la envoltura presentado en este capítulo coincide con los resultados obtenidos por Whitney et al. (1997).

#### **3.4.6. IRAS 04365+2535 (TMC-1A)**

Este objeto es una de las protoestrellas más frías del complejo de Taurus (172 K, Chen et al. 1995). Bontemps et al. (1996) detectaron un flujo molecular bipolar con un ángulo de apertura de 15–21° y un ángulo de inclinación respecto de la visual de 40–68°. Chandler et al. (1998) estimaron una edad menor que 10<sup>5</sup> años para esta fuente. Brown & Chandler (1999), a partir del análisis del continuo en 1.2 mm y la línea en emisión del CO, sugirieron que la envoltura podría estar soportada rotacionalmente y obtuvieron un límite superior para la tasa de acreción de masa de  $\dot{M} \lesssim 4 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Estos autores también concluyeron que la tasa de acreción de masa no era constante en el tiempo.

Whitney et al. (1997) estimaron  $\dot{M} = 5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ,  $R_c = 50 \text{ AU}$ ,  $i = 72\text{--}90^{\circ}$ , y  $\theta = 11^{\circ}$ . Nuevamente, en este caso se enmascararon las mitades Norte y Sur, respectivamente, de las imágenes en la banda L obtenidas con el telescopio de 4-m y se obtuvieron los resultados que se indican en la Tabla 3.4. Las imágenes modeladas de la Figura 3.6 han sido rotadas en 170° para alinearlas con la dirección del eje del flujo molecular detectado por (Bontemps et al. 1996). A pesar de que las imágenes de los modelos se ven diferentes, los parámetros correspondientes no difieren significativamente.

Los resultados obtenidos del análisis de esta fuente son similares a los derivados por Whitney et al. (1997). Sin embargo, la mejor estimación para el valor de la tasa de acreción de masa derivada de este análisis, resulta significativamente mayor que la determinada por Brown & Chandler (1999). El ángulo de apertura de la cavidad y el ángulo de inclinación derivados a partir de este análisis coinciden razonablemente bien con los obtenidos por Bontemps et al. (1996).

### **3.5. Conclusiones del análisis realizado**

En este capítulo se presenta el análisis realizado a las imágenes en las bandas K y L, a tres protoestrellas de Taurus-Auriga. Además, se presentó el modelado de las imágenes en la banda L de otras tres protoestrellas de clase I. Se identifica un nuevo sistema binario IRAS 04239+2436. Se utiliza un

código de transporte radiativo para modelar la morfología y el brillo de las imágenes en el infrarrojo cercano y para derivar tanto la geometría como la tasa de acreción de masa de la envolvente.

Las posiciones proyectadas de las seis fuentes analizadas coinciden con las zonas más densas del complejo de Taurus ( $A_V \sim 15\text{--}30$  mag), sugiriendo que las envolventes de las protoestrellas de Taurus-Auriga podrían poseer granos de polvo con tamaños similares a los de la nube local, pero diferentes a los típicos del medio interestelar (ISM, KMH). En el análisis presentado en este capítulo, se utilizaron ambos tipos de granos de polvo. Sin embargo, la degeneración existente entre la opacidad de los granos y la tasa de acreción de masa de la envolvente (proporcional a la profundidad óptica) en una dada longitud de onda, no permite distinguir entre los dos modelos de granos de polvo utilizados. En otras palabras, ambos modelos de granos de polvo producen imágenes similares cuando la tasa de acreción de masa es apropiadamente escalada.

Para cinco de las seis fuentes analizadas, se enmascararon alternativamente la mitad de las correspondientes imágenes y se determinaron los parámetros para cada una de ellas. Este procedimiento permitió emplear un modelo con simetría azimutal, para reproducir imágenes de envolvente que no son simétricas. En general, los parámetros derivados correspondientes a cada una de las mitades resultaron similares. Como se indica en la Tabla 3.4, el valor de la tasa de acreción de masa difiere para las dos mitades un factor menor que 2, el radio centrífugo en un valor  $< 50$  UA, el ángulo de inclinación en menos de  $5^\circ$ , y el ángulo de apertura de la cavidad  $< 10^\circ$ . De modo que cambios relativamente pequeños en los parámetros de entrada, producen cambios claramente distinguibles en la morfología de las fuentes.

La naturaleza binaria de los objetos centrales, así como la ubicación de los mismos dentro de la nube, pueden ser responsables, al menos en parte, de las asimetrías observadas en las envolventes. Otras posibilidades incluyen cavidades de flujos moleculares no simétricas, variaciones locales en la envolvente y extinción de fondo "foreground" variable a lo largo de las envolventes resueltas.

Se compararon los resultados obtenidos en este capítulo con aquéllos es-

timados del análisis de imágenes de resolución baja en las bandas JHK por Whitney et al. (1997). En general, las soluciones obtenidas resultan consistentes con análisis previos. Sin embargo, el uso de imágenes de alta resolución proporciona rangos más pequeños para los valores de los parámetros determinados. También se comparan estos resultados con los derivados por Eisner et al. (2005) y por Stark et al. (2006). Los primeros realizaron un estudio en un amplio rango de longitudes de onda, mientras que los segundos utilizaron imágenes del HST. En ambos casos, en general, se encontraron acuerdos razonables. Dado que el análisis en multilongitud de ondas y de imágenes de alta resolución proporciona valores o rangos de valores más confiables para los parámetros de las fuentes de clase I, el hecho de que al menos para dos de las fuentes analizadas (IRAS 04016+2610 e IRAS 04239+2436) en este capítulo se hayan obtenido resultados coincidentes, puede ser considerado una verificación de que los análisis presentados para las imágenes en las bandas K y L son razonables.

Un procedimiento de búsqueda sistemática (como el presentado en este capítulo) de los mejores modelos para cada imagen puede proporcionar resultados razonablemente precisos y dar un rango relativamente pequeño para los valores de los parámetros. Modelos de imágenes de alta resolución y cubriendo un amplio rango de longitudes de onda, podrían restringir las propiedades de los granos de polvo y, de esta manera, permitir una mejor determinación de la geometría y de la tasa de acreción de la envoltente.

**Capítulo 4**

***Análisis combinado de imágenes y  
distribuciones espectrales de energía  
de protoestrellas***

#### 4.1. Introducción

La nube molecular Taurus-Auriga es una región de formación estelar cercana situada a una distancia de 140 pc (Kenyon et al. 1994b). Taurus-Auriga tiene una extinción relativamente baja (ver por ejemplo, Padoan et al. 2002), y los núcleos más densos forman estrellas aisladas, a diferencia de lo que sucede en las regiones de Orion y de Ophiuchus (Motte & André 2001). El modelo teórico estándar para la formación de estrellas individuales de baja masa describe una situación similar a lo que ocurre en la nube de Taurus-Auriga. Este modelo propone que una estrella aislada de baja masa comienza como un rotador lento similar a un núcleo denso. A medida que el material con momento angular bajo se precipita hacia el centro de la protoestrella, el resto del material forma el disco (Cassen & Moosman 1981). En los estadios más tempranos del proceso del colapso, el sistema protoestrella+disco comienza a eyectar vientos, principalmente en la dirección del eje de rotación (Belloche et al. 2002; Tafalla et al. 2004). Esos vientos limpian del gas y polvo la zona del eje de rotación y producen los "jets" y los flujos moleculares ("outflows"). En una etapa posterior, después de que la mayor parte de la envoltura ha colapsado hacia el disco o ha sido dispersada por la acción de los flujos moleculares, el material remanente del disco es acregado lentamente hacia la protoestrella central.

En general, el proceso de evolución de las protoestrellas puede dividirse en cuatro clases (clase 0 a la III, como se mencionó en el Capítulo 1), de acuerdo a la forma de la distribución espectral de energía (SED, Lada 1987; Adams et al. 1987; André et al. 1993). Las etapas de clases 0 y I corresponden al estadio inicial de la envoltura en colapso; las de clase II corresponden a una fase posterior, caracterizada por un disco de acreción, después que la envoltura ha sido dispersada; y las de clase III, corresponden a una fase de disco remanente o sin disco. El modelado de las SEDs puede brindar información sobre el material circunestelar, así como también puede proporcionar restricciones para los valores de los parámetros de la fuente central. Por ejemplo, la absorción del silicato cercano a  $10 \mu\text{m}$ , es sensible a la presencia de granos de polvo pequeños en las capas superiores del disco y al valor del ángulo

de inclinación de la fuente con respecto a la visual (Furlan et al. 2008; Watson et al. 2004; Whitney et al. 2003a). El modelado de la SED puede poner límites a la masa de la envoltura. Los valores de los flujos en longitudes de onda milimétricas, además, pueden restringir el valor de la masa del disco. El modelado de imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano y medio puede proveer información sobre el ángulo de visión, la extensión y la forma del disco, como así también el tamaño y la forma de las cavidades de los flujos moleculares (Stark et al. 2006). El análisis independiente y separado de las SEDs, por un lado, y de las imágenes, por el otro, puede resultar insuficiente para determinar completamente los parámetros físicos y geométricos de los objetos de clase I y II (Eisner et al. 2005).

Para llevar a cabo un estudio preciso y completo de las protoestrellas de Taurus, se realizó un modelado combinado de SEDs y de imágenes infrarrojas. Para construir las SEDs, se incluyeron espectros Spitzer/IRS en el rango de 5–36  $\mu\text{m}$ , publicados recientemente por Furlan et al. (2008). El modelado presentado en este capítulo constituye el análisis más completo y detallado de estas ocho protoestrellas de Taurus que haya sido realizado a la fecha.

## 4.2. La muestra

La muestra seleccionada está formada por 8 fuentes de clases I y II que pertenecen a la nube molecular de Taurus-Auriga. Se eligieron objetos que poseen observaciones en al menos uno de los instrumentos HST/NICMOS o Spitzer/IRAC, además de SEDs detalladas que cubren un amplio rango espectral. Se incluyen además los espectros tomados por Furlan et al. (2008) con Spitzer/IRS en el rango de 5–36  $\mu\text{m}$ . En la Tabla 4.1 se muestra la lista de fuentes seleccionadas con los tipos de imágenes disponibles en cada caso, la clase de SED y la luminosidad integrada derivada de la correspondiente SED, calculada por Kenyon & Hartmann (1995).

Las imágenes HST/NICMOS fueron tomadas del trabajo de Padgett et al. (1999), mientras que las imágenes de Spitzer/IRAC pertenecen al "Spitzer Taurus Legacy Survey<sup>1</sup>" (Padgett et al. 2005). En particular, se analizan las

---

<sup>1</sup>Este es uno de los proyectos de legado del telescopio Spitzer para la comunidad Astronómi-

**Tabla 4.1:** Característica de la muestra de objetos seleccionados observados con HST/NICMOS<sup>a</sup> y el Spitzer/IRAC<sup>b</sup>

| Fuente          | Telescopio/Instrumento | Clase de SED | $L_{bol}[L_{\odot}]^c$ | Referencias |
|-----------------|------------------------|--------------|------------------------|-------------|
| IRAS 04016+2610 | HST/NICMOS             | I            | 3.70                   | 1, 2        |
| IRAS 04248+2612 | HST/NICMOS             | I            | 0.36                   | 3, 2        |
|                 | Spitzer/IRAC           |              | 0.34                   |             |
| IRAS 04302+2247 | HST/NICMOS             | I            | 0.70                   | 2           |
| IRAS 04325+2402 | Spitzer/IRAC           | I            | 2.90                   | 1           |
| IRAS 04361+2547 | Spitzer/IRAC           | I            | 2.90                   | 1           |
| IRAS 04368+2557 | Spitzer/IRAC           | 0/I          | 1.30                   | 4           |
| Coku Tau 1      | HST/NICMOS             | 0.29         |                        |             |
| DG Tau B        | HST/NICMOS             | I/II         | 0.02                   | 3           |

<sup>(a)</sup> Padgett et al. (1999).

<sup>(b)</sup> Padgett et al. (2005).

<sup>(c)</sup> Obtenida del trabajo de Kenyon & Hartmann (1995).

(1) Duchene et al. (2004); (2) Kenyon & Hartmann (1995); (3) Hartmann et al. (2005); (4) André et al. (2000).

imágenes HST/NICMOS obtenidas a partir del archivo del HST y reducidas por Stark et al. (2006). Las imágenes Spitzer de las protoestrellas de Taurus de la muestra fueron extraídas del sitio web "Spitzer Science Center<sup>2</sup>" y procesadas utilizando el algoritmo de reducción de datos del GLIMPSE ("the Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire<sup>3</sup>.")

Para construir las distribuciones espectrales de energía, se recopilaron los valores de flujos disponibles en la literatura entre 0.55 y 1300  $\mu\text{m}$ . Los espectros de Spitzer/IRS fueron digitalizados a partir de las figuras del trabajo de Furlan et al. (2008), utilizando el programa SpecScan<sup>4</sup>. En la Tabla 4.2 se muestran las referencias bibliográficas utilizadas para la compilación de los valores de flujos correspondientes a los diferentes rangos espectrales. En la Tabla 4.3 se listan los flujos específicos usados en cada SED individual. Todos

ca. Para más información consultar la página web: <http://ssc.spitzer.caltech.edu/legacy/>.

<sup>2</sup><http://ssc.spitzer.caltech.edu/legacy/all.html>.

<sup>3</sup><http://www.astro.wisc.edu/glimpse/docs.html>.

<sup>4</sup>Esta herramienta genera datos numéricos a partir de espectros impresos, mediante la interacción con el usuario. Fue desarrollada por C. E. Efstathiou y se encuentra disponible en la web, en <http://www.chem.uoa.gr/misc/specscan.htm>.

los valores de flujos listados en la Tabla 4.3 fueron usados en el modelado presentado en este capítulo, aún cuando para una dada longitud de onda se obtuvieron valores diferentes o múltiples determinaciones de la literatura. Las incertezas en los flujos no están siempre disponibles en la literatura. En esos casos, se adoptan los errores "típicos" para las correspondientes longitudes de onda.

**Tabla 4.2:** Referencias bibliográficas empleadas para construir las SEDs en distintos rangos espectrales

| Fuentes            | Rango Espectral                 | Referencias   |
|--------------------|---------------------------------|---|
| IRAS<br>04016+2610 | óptico e                        |   |
|                    | infrarrojo cercano              | Padgett et al. (1999), Kenyon et al. (1993c)<br>Eisner et al. (2005), Park & Kenyon (2002)<br>Whitney et al. (1997), Tamura et al. (1991)   |
|                    | infrarrojo medio                | Myers et al. (1987a), Kenyon et al. (1993c)<br>Kessler-Silacci et al. (2004), Beichman et al. (1986)<br>Eisner et al. (2005)  |
|                    | espectro 5–36 $\mu\text{m}$     | Furlan et al. (2008)  |
|                    | infrarrojo lejano               | Beichman et al. (1986), Barsony & Kenyon (1992)<br>Andrews & Willians (2005), Kenyon et al. (1993c)   |
|                    | submilimétrico<br>y milimétrico | Hogerheijde & Sandell (2000), Young et al. (2003)<br>Barsony & Kenyon (1992), Ohashi et al. (1996)<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Andrews & Willians (2005)<br>Motte & André (2001), Eisner et al. (2005) |
| IRAS<br>04248+2612 | óptico e                        |   |
|                    | infrarrojo cercano              | Padgett et al. (1999), Kenyon et al. (1993c)<br>Tamura et al. (1991), Hartmann et al. (2005)<br>Myers et al. (1987a)  |
|                    | infrarrojo medio                | Hartmann et al. (2005), Kessler-Silacci et al. (2004)<br>Beichman et al. (1986)   |
|                    | espectro 5–36 $\mu\text{m}$     | Furlan et al. (2008)  |
|                    | infrarrojo lejano               | Beichman et al. (1986), Andrews & Willians (2005)   |
|                    | submilimétrico<br>y milimétrico | Dent et al. (1998), Young et al. (2003)<br>Barsony & Kenyon (1992), Motte & André (2001)<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Andrews & Willians (2005)   |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.2** – continúa de página anterior

| Fuentes            | Rango Espectral                 | Referencias  |
|--------------------|---------------------------------|--|
| IRAS<br>04302+2247 | óptico e<br>infrarrojo cercano  | Padgett et al. (1999), Kenyon et al. (1993c)<br>Barsony & Kenyon (1992), Wolf et al. (2003)<br>Whitney et al. (1997), Tamura et al. (1991)<br>Park & Kenyon (2002) |
|                    | infrarrojo medio                | Wolf et al. (2003), Kenyon et al. (1993c)<br>Clark (1991)  |
|                    | espectro 5–36 $\mu\text{m}$     | Furlan et al. (2008)   |
|                    | infrarrojo lejano               | Young et al. (2003), Kenyon et al. (1993c)<br>Clark (1991)   |
|                    | submilimétrico<br>y milimétrico | Clark (1991), Young et al. (2003)<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Andrews & Willians (2005)<br>Motte & André (2001)   |
| IRAS<br>04325+2402 | óptico e<br>infrarrojo cercano  | Hartmann et al. (1999), Kenyon et al. (1993c)<br>Whitney et al. (1997), Park & Kenyon (2002)   |
|                    | infrarrojo medio                | Kessler-Silacci et al. (2004), Onishi et al. (2002)<br>Clark (1991), Heyer et al. (1987)   |
|                    | espectro 5–36 $\mu\text{m}$     | Furlan et al. (2008)   |
|                    | infrarrojo lejano               | Onishi et al. (2002), Kenyon et al. (1993c)<br>Clark (1991), Heyer et al. (1987)<br>Barsony & Kenyon (1992)  |
|                    | submilimétrico<br>y milimétrico | Hogerheijde et al. (1997), Ohashi et al. (1996)<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Andrews & Willians (2005)<br>Motte & André (2001), Barsony & Kenyon (1992)    |
| IRAS<br>04361+2547 | óptico e<br>infrarrojo cercano  | Tamura et al. (1991), Barsony & Kenyon (1992)<br>Whitney et al. (1997), Park & Kenyon (2002)   |
|                    | infrarrojo medio                | Kenyon et al. (1994b), Clark (1991)  |
|                    | espectro 5–36 $\mu\text{m}$     | Furlan et al. (2008)   |
|                    | infrarrojo lejano               | Clark (1991), Kenyon et al. (1994b)  |
|                    | submilimétrico<br>y milimétrico | Young et al. (2003), Ohashi et al. (1996)<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Andrews & Willians (2005)<br>Motte & André (2001), Terebey et al. (1993)            |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.2** – continúa de página anterior

| Fuentes            | Rango Espectral   | Referencias   |
|--------------------|---|---|
|                    |   | Sarceno et al. (1996)   |
| IRAS<br>04368+2557 | óptico e<br>infrarrojo cercano<br><br>infrarrojo medio<br><br>espectro 5–36 $\mu\text{m}$<br>infrarrojo lejano<br><br>submilimétrico<br>y milimétrico | Kenyon et al. (1993c), Hartmann et al. (2005)<br>Whitney et al. (1997)<br>Kenyon et al. (1993c), Hartmann et al. (2005)<br>Benson & Meyers (1989), Heyer et al. (1987)<br>Onishi et al. (2002)<br>Furlan et al. (2008)<br>Onishi et al. (2002), Kenyon et al. (1993c)<br>Benson & Meyers (1989), Heyer et al. (1987)<br>Kenyon et al. (1993c), Andrews & Willians (2005)<br>Motte & André (2001), Sarceno et al. (1996) |
| Coku Tau 1         | óptico e<br>infrarrojo cercano<br><br>infrarrojo medio<br>espectro 5–36 $\mu\text{m}$<br>infrarrojo lejano<br><br>submilimétrico<br>y milimétrico     | Robitaille et al. (2006)<br><br>Kenyon & Hartmann (1995), Hartmann et al. (2005)<br>Furlan et al. (2008)<br>Robitaille et al. (2006), Weaver & Jones (1992)<br>IRAS data from IRAS point-source catalog<br><br>Andrews & Willians (2005)  |
| DG Tau B           | óptico e<br>infrarrojo cercano<br><br>infrarrojo medio<br>espectro 5–36 $\mu\text{m}$<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico         | Robitaille et al. (2006)<br><br>Kenyon & Hartmann (1995), Hartmann et al. (2005)<br>Furlan et al. (2008)<br>Robitaille et al. (2006), IRAS Faint Source Catalog<br><br>Andrews & Willians (2005), Beckwith & Sargent (1991)   |

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.3:** Flujos vs. longitud de onda utilizados para construir las SEDs

| Fuentes IRAS                |                        |                       |                       |  |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|--|
|                             | 04016+2610             | 04248+2612            | 04302+2247            | 04325+2402                                   |
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       | Referencias                                  |
| 0.55                        | $2.42 \times 10^{-5}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 0.63                        | $6.17 \times 10^{-5}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 0.79                        | $1.00 \times 10^{-4}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 0.89                        | $1.00 \times 10^{-4}$  |                       |                       | Eisner et al. (2005)                         |
| 0.90                        |                        |                       | $5.00 \times 10^{-5}$ | Wolf et al. (2003)                           |
| 1.10                        | $3.00 \times 10^{-4}$  | $6.00 \times 10^{-3}$ | $6.40 \times 10^{-4}$ | Padgett et al. (1999)                        |
| 1.10                        |                        |                       |                       | $9.30 \times 10^{-5}$ Hartmann et al. (1999) |
| 1.10                        |                        |                       | $1.60 \times 10^{-3}$ | Wolf et al. (2003)                           |
| 1.22                        | $5.50 \times 10^{-3}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 1.25                        |                        | $1.00 \times 10^{-2}$ |                       | Myers et al. (1987a)                         |
| 1.60                        | $9.58 \times 10^{-3}$  | $2.09 \times 10^{-2}$ | $6.61 \times 10^{-3}$ | Padgett et al. (1999)                        |
| 1.60                        |                        |                       |                       | $3.10 \times 10^{-3}$ Hartmann et al. (1999) |
| 1.60                        |                        |                       | $1.04 \times 10^{-2}$ | Wolf et al. (2003)                           |
| 1.63                        | $2.63 \times 10^{-2}$  |                       |                       | Whitney et al. (1997)                        |
| 1.63                        | $2.17 \times 10^{-2}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 1.63                        | $2.33 \times 10^{-2}$  |                       |                       | $4.45 \times 10^{-3}$ Park & Kenyon (2002)   |
| 1.65                        |                        |                       | $1.49 \times 10^{-2}$ | Park & Kenyon (2002)                         |
| 1.65                        |                        | $2.60 \times 10^{-2}$ |                       | Myers et al. (1987a)                         |
| 1.65                        |                        |                       |                       | $4.68 \times 10^{-3}$ Whitney et al. (1997)  |
| 1.87                        | $2.14 \times 10^{-2}$  | $2.13 \times 10^{-2}$ | $1.02 \times 10^{-2}$ | Padgett et al. (1999)                        |
| 1.87                        |                        |                       | $1.81 \times 10^{-2}$ | Wolf et al. (2003)                           |
| 2.05                        | $4.16 \times 10^{-2}$  | $2.05 \times 10^{-2}$ | $1.13 \times 10^{-2}$ | Padgett et al. (1999)                        |
| 2.05                        |                        |                       | $1.83 \times 10^{-2}$ | Wolf et al. (2003)                           |
| 2.05                        |                        |                       |                       | $1.44 \times 10^{-2}$ Hartmann et al. (1999) |
| 2.19                        | $1.05 \times 10^{-1}$  |                       |                       | $1.74 \times 10^{-2}$ Park & Kenyon (2002)   |
| 2.19                        |                        |                       | $2.26 \times 10^{-2}$ | Whitney et al. (1997)                        |
| 2.20                        | $1.30 \times 10^{-1}$  | $4.00 \times 10^{-2}$ | $3.00 \times 10^{-2}$ | Tamura et al. (1991)                         |
| 2.20                        |                        | $4.00 \times 10^{-2}$ | $2.50 \times 10^{-2}$ | Padgett et al. (1999)                        |
| 2.20                        |                        |                       | $2.50 \times 10^{-2}$ | Barsony & Kenyon (1992)                      |
| 2.20                        |                        | $3.10 \times 10^{-2}$ |                       | Myers et al. (1987a)                         |
| 3.45                        |                        | $1.80 \times 10^{-2}$ |                       | Myers et al. (1987a)                         |
| 3.45                        | $4.60 \times 10^{-1}$  |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)                        |
| 3.60                        |                        | $6.60 \times 10^{-2}$ |                       | Hartmann et al. (2005)                       |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.3** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                        | Referencias                   |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|------------------------|-------------------------------|
| 3.60                        | $9.10 \times 10^{-1}$  |                       |                        | Robitaille et al. (2007)      |
| 4.50                        |                        | $6.73 \times 10^{-2}$ |                        | Hartmann et al. (2005)        |
| 4.50                        | $1.45 \times 10^0$     |                       |                        | Robitaille et al. (2007)      |
| 4.75                        | $2.05 \times 10^0$     |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 5.80                        |                        | $7.89 \times 10^{-2}$ |                        | Hartmann et al. (2005)        |
| 5.80                        | $1.71 \times 10^0$     |                       |                        | Robitaille et al. (2007)      |
| 7.80                        | $2.80 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 8.00                        |                        | $1.12 \times 10^{-1}$ |                        | Hartmann et al. (2005)        |
| 8.69                        | $2.10 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 9.50                        | $1.70 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 10.00                       |                        | $2.20 \times 10^{-1}$ |                        | Kessler-Silacci et al. (2004) |
| 10.30                       | $2.50 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 10.43                       |                        | $2.00 \times 10^{-1}$ |                        | Kessler-Silacci et al. (2004) |
| 10.60                       | $2.57 \times 10^0$     |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 10.70                       | $2.80 \times 10^0$     | $2.30 \times 10^{-1}$ | $6.00 \times 10^{-2}$  | Kessler-Silacci et al. (2004) |
| 11.60                       | $3.40 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 12.00                       | $4.40 \times 10^0$     | $3.00 \times 10^{-1}$ |                        | Beichman et al. (1986)        |
| 12.00                       |                        |                       | $<2.50 \times 10^{-1}$ | IRAS Point Source Catalog     |
| 12.00                       |                        |                       | $4.00 \times 10^{-2}$  | Clark (1991)                  |
| 12.50                       | $4.90 \times 10^0$     |                       |                        | Myers et al. (1987a)          |
| 17.90                       | $4.57 \times 10^0$     |                       |                        | Eisner et al. (2005)          |
| 21.00                       | $1.06 \times 10^{+1}$  |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 25.00                       | $1.72 \times 10^{+1}$  | $1.60 \times 10^0$    |                        | Beichman et al. (1986)        |
| 25.00                       |                        |                       | $2.10 \times 10^0$     | IRAS Point Source Catalog     |
| 25.00                       |                        | $3.91 \times 10^{-1}$ | $2.26 \times 10^0$     | Clark (1991)                  |
| 60.00                       | $5.00 \times 10^{+1}$  | $4.70 \times 10^0$    |                        | Beichman et al. (1986)        |
| 60.00                       |                        |                       | $1.29 \times 10^0$     | IRAS Point Source Catalog     |
| 60.00                       |                        | $6.64 \times 10^0$    | $1.39 \times 10^0$     | Clark (1991)                  |
| 100.00                      | $6.23 \times 10^{+1}$  |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 100.00                      |                        | $9.43 \times 10^0$    | $2.50 \times 10^{+1}$  | Clark (1991)                  |
| 100.00                      | $5.57 \times 10^{+1}$  |                       | $2.24 \times 10^{+1}$  | Barsony & Kenyon (1992)       |
| 100.00                      | $5.40 \times 10^{+1}$  | $9.00 \times 10^0$    |                        | Beichman et al. (1986)        |
| 160.00                      | $4.66 \times 10^{+1}$  |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 350.00                      | $4.77 \times 10^0$     |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)         |
| 350.00                      | $1.25 \times 10^{+1}$  | $1.18 \times 10^0$    | $2.87 \times 10^0$     | Andrews & Willians (2005)     |
| 450.00                      | $4.23 \times 10^0$     | $2.96 \times 10^0$    | $1.88 \times 10^0$     | Young et al. (2003)           |
| 450.00                      |                        |                       | $6.06 \times 10^{-1}$  | Andrews & Willians (2005)     |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.3** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias                      |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|-----------------------|----------------------------------|
| 450.00                      | $2.82 \times 10^0$     |                       |                       | $3.60 \times 10^{-1}$ | Hogerheijde & Sandell (2000)     |
| 450.00                      | $3.29 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Barsony & Kenyon (1992)          |
| 800.00                      | $5.82 \times 10^{-1}$  | $2.52 \times 10^{-1}$ | $3.42 \times 10^{-1}$ | $3.01 \times 10^{-1}$ | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |
| 800.00                      | $3.14 \times 10^{-1}$  | $1.20 \times 10^{-1}$ |                       | $1.70 \times 10^{-1}$ | Barsony & Kenyon (1992)          |
| 850.00                      | $5.90 \times 10^{-1}$  | $5.60 \times 10^{-1}$ | $6.20 \times 10^{-1}$ |                       | Young et al. (2003)              |
| 850.00                      | $1.92 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Young et al. (2003)              |
| 850.00                      | $4.30 \times 10^{-1}$  |                       |                       | $1.80 \times 10^{-1}$ | Hogerheijde & Sandell (2000)     |
| 850.00                      |                        |                       |                       | $1.86 \times 10^{-1}$ | Andrews & Willians (2005)        |
| 1100.00                     | $5.32 \times 10^{-1}$  | $1.00 \times 10^{-1}$ |                       | $2.30 \times 10^{-2}$ | Barsony & Kenyon (1992)          |
| 1100.00                     | $1.80 \times 10^{-1}$  | $9.90 \times 10^{-2}$ | $1.49 \times 10^{-1}$ | $7.40 \times 10^{-2}$ | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |
| 1100.00                     |                        | $1.50 \times 10^{-2}$ |                       |                       | Dent et al. (1998)               |
| 1300.00                     | $1.30 \times 10^{-1}$  | $6.00 \times 10^{-2}$ | $1.80 \times 10^{-1}$ | $1.10 \times 10^{-1}$ | Andrews & Willians (2005)        |
| 1300.00                     | $1.30 \times 10^{-1}$  | $6.00 \times 10^{-2}$ | $1.80 \times 10^{-1}$ | $1.10 \times 10^{-1}$ | Motte & André (2001)             |
| 1300.00                     | $5.80 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Eisner et al. (2005)             |
| Fuentes                     |                        |                       |                       |                       |                                  |
|                             | IRAS                   | IRAS                  | Coku Tau 1            | DG Tau B              |                                  |
|                             | 04361+2547             | 04368+2557            |                       |                       |                                  |
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias                      |
| 0.55                        |                        |                       | $7.00 \times 10^{-5}$ |                       | Kenyon & Hartmann (1995)         |
| 1.22                        |                        | $1.80 \times 10^{-3}$ |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)            |
| 1.25                        |                        | $5.10 \times 10^{-3}$ |                       | $1.95 \times 10^{-3}$ | Robitaille et al. (2007)         |
| 1.25                        | $6.40 \times 10^{-4}$  |                       | $1.26 \times 10^{-2}$ |                       | Kenyon & Hartmann (1995)         |
| 1.63                        |                        | $3.50 \times 10^{-3}$ |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)            |
| 1.63                        | $8.25 \times 10^{-3}$  |                       |                       |                       | Park & Kenyon (2002)             |
| 1.65                        | $6.97 \times 10^{-3}$  |                       | $2.56 \times 10^{-2}$ |                       | Kenyon & Hartmann (1995)         |
| 1.65                        | $1.05 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Whitney et al. (1997)            |
| 1.66                        |                        | $3.11 \times 10^{-2}$ |                       | $5.91 \times 10^{-3}$ | Robitaille et al. (2007)         |
| 2.16                        |                        | $7.54 \times 10^{-2}$ |                       | $1.42 \times 10^{-2}$ | Robitaille et al. (2007)         |
| 2.16                        |                        | $5.94 \times 10^{-4}$ |                       |                       | Tobin et al. (2008)              |
| 2.19                        | $4.09 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Park & Kenyon (2002)             |
| 2.19                        |                        |                       |                       |                       | Whitney et al. (1997)            |
| 2.19                        |                        | $9.60 \times 10^{-3}$ |                       |                       | Kenyon et al. (1993c)            |
| 2.19                        | $3.75 \times 10^{-2}$  |                       | $2.84 \times 10^{-2}$ |                       | Kenyon & Hartmann (1995)         |
| 2.20                        | $4.00 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Tamura et al. (1991)             |
| 2.20                        |                        |                       |                       |                       | Padgett et al. (1999)            |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.3** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                        |                       | Referencias              |                           |
|-----------------------------|------------------------|------------------------|-----------------------|--------------------------|---------------------------|
| 2.20                        | $2.91 \times 10^{-2}$  | $3.80 \times 10^{-3}$  |                       | Whitney et al. (1997)    |                           |
| 2.20                        | $4.00 \times 10^{-2}$  |                        |                       | Barsony & Kenyon (1992)  |                           |
| 3.60                        |                        | $1.66 \times 10^{-2}$  | $2.17 \times 10^{-2}$ | Hartmann et al. (2005)   |                           |
| 3.60                        | $2.65 \times 10^{-1}$  |                        | $9.06 \times 10^{-2}$ | Robitaille et al. (2007) |                           |
| 3.60                        |                        | $6.94 \times 10^{-3}$  |                       | Tobin et al. (2008)      |                           |
| 4.50                        |                        | $1.72 \times 10^{-2}$  | $4.96 \times 10^{-2}$ | $2.88 \times 10^{-1}$    | Hartmann et al. (2005)    |
| 4.50                        | $3.54 \times 10^{-1}$  |                        |                       | Robitaille et al. (2007) |                           |
| 4.50                        |                        | $2.28 \times 10^{-2}$  |                       | Tobin et al. (2008)      |                           |
| 4.75                        |                        |                        |                       | Kenyon et al. (1993c)    |                           |
| 5.80                        |                        | $1.06 \times 10^{-2}$  | $1.03 \times 10^{-1}$ | $5.72 \times 10^{-1}$    | Hartmann et al. (2005)    |
| 5.80                        | $4.15 \times 10^{-1}$  |                        |                       | Robitaille et al. (2007) |                           |
| 5.80                        |                        | $2.99 \times 10^{-2}$  |                       | Tobin et al. (2008)      |                           |
| 6.70                        |                        | $2.24 \times 10^{-2}$  |                       | Tobin et al. (2008)      |                           |
| 7.80                        |                        |                        |                       | Myers et al. (1987a)     |                           |
| 8.00                        |                        | $6.10 \times 10^{-2}$  | $3.16 \times 10^{-1}$ | $8.30 \times 10^{-1}$    | Hartmann et al. (2005)    |
| 8.00                        | $8.81 \times 10^{-1}$  |                        |                       | Robitaille et al. (2007) |                           |
| 8.00                        |                        | $1.88 \times 10^{-2}$  |                       | Tobin et al. (2008)      |                           |
| 12.00                       |                        |                        |                       | $9.0 \times 10^{-1}$     | Cohen & Schwartz (1987)   |
| 12.00                       |                        |                        | $1.18 \times 10^0$    |                          | Weaver & Jones (1992)     |
| 12.00                       |                        | $<2.50 \times 10^{-1}$ |                       |                          | IRAS Point Source Catalog |
| 12.00                       | $2.12 \times 10^0$     |                        |                       |                          | Clark (1991)              |
| 12.00                       | $1.66 \times 10^0$     |                        |                       |                          | Kenyon et al. (1994b)     |
| 24.00                       |                        |                        | $3.53 \times 10^0$    |                          | Robitaille et al. (2007)  |
| 25.00                       |                        |                        |                       | $3.7 \times 10^0$        | Cohen & Schwartz (1987)   |
| 25.00                       |                        |                        | $2.74 \times 10^0$    |                          | Weaver & Jones (1992)     |
| 25.00                       |                        | $7.00 \times 10^{-1}$  |                       |                          | Benson & Meyers (1989)    |
| 25.00                       |                        | $7.40 \times 10^{-1}$  |                       |                          | IRAS Point Source Catalog |
| 25.00                       | $2.17 \times 10^{+1}$  |                        |                       |                          | Clark (1991)              |
| 25.00                       |                        | $6.94 \times 10^{-1}$  |                       |                          | Kenyon et al. (1993c)     |
| 25.00                       | $1.89 \times 10^{+1}$  |                        |                       |                          | Kenyon et al. (1994b)     |
| 60.00                       |                        |                        |                       | $<3.66 \times 10^{+1}$   | IRAS Faint Source Catalog |
| 60.00                       |                        |                        | $7.97 \times 10^0$    |                          | Weaver & Jones (1992)     |
| 60.00                       |                        | $1.80 \times 10^{+1}$  |                       |                          | Benson & Meyers (1989)    |
| 60.00                       |                        | $1.78 \times 10^{+1}$  |                       |                          | IRAS Point Source Catalog |
| 60.00                       | $5.00 \times 10^{+1}$  |                        | $6.64 \times 10^0$    |                          | Clark (1991)              |
| 60.00                       |                        | $1.74 \times 10^{+1}$  |                       |                          | Kenyon et al. (1993c)     |
| 60.00                       | $4.18 \times 10^{+1}$  |                        |                       |                          | Kenyon et al. (1994b)     |

Continúa en la siguiente página

§4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas

**Tabla 4.3** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                        | Referencias                      |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|------------------------|----------------------------------|
| 100.00                      |                        |                       |                       | $<4.76 \times 10^{+1}$ | IRAS Faint Source Catalog        |
| 100.00                      | $4.30 \times 10^{+1}$  |                       | $9.43 \times 10^0$    |                        | Clark (1991)                     |
| 100.00                      | $4.44 \times 10^{+1}$  |                       |                       |                        | Kenyon et al. (1994b)            |
| 100.00                      |                        |                       | $7.11 \times 10^{+1}$ |                        | Weaver & Jones (1992)            |
| 100.00                      |                        | $7.20 \times 10^{+1}$ |                       |                        | Benson & Meyers (1989)           |
| 100.00                      |                        | $7.13 \times 10^{+1}$ |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)            |
| 160.00                      |                        | $6.88 \times 10^{+1}$ |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)            |
| 350.00                      |                        | $1.20 \times 10^{+1}$ |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)            |
| 350.00                      |                        |                       |                       | $<5.17 \times 10^0$    | Andrews & Willians (2005)        |
| 450.00                      | $1.30 \times 10^0$     | $2.85 \times 10^0$    | $5.22 \times 10^{-1}$ | $<3.95 \times 10^0$    | Andrews & Willians (2005)        |
| 450.00                      |                        | $3.21 \times 10^0$    |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)            |
| 800.00                      | $6.34 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                        | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |
| 800.00                      |                        | $4.97 \times 10^{-1}$ |                       |                        | Kenyon et al. (1993c)            |
| 850.00                      | $1.21 \times 10^0$     |                       |                       |                        | Young et al. (2003)              |
| 850.00                      | $2.75 \times 10^{-1}$  | $8.95 \times 10^{-1}$ | $3.50 \times 10^{-2}$ | $<1.10 \times 10^0$    | Andrews & Willians (2005)        |
| 1100.00                     | $1.88 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                        | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |
| 1300.00                     | $1.10 \times 10^{-1}$  |                       | $1.20 \times 10^{-2}$ | $<7.00 \times 10^{-1}$ | Andrews & Willians (2005)        |
| 1300.00                     |                        | $3.50 \times 10^{-1}$ |                       |                        | Sarceno et al. (1996)            |
| 1300.00                     | $3.40 \times 10^{-1}$  | $3.75 \times 10^{-1}$ |                       |                        | Motte & André (2001)             |

Nota: el símbolo  $<$  indica límite superior.

### 4.3. Análisis

Como punto de partida para el análisis de cada fuente, se utilizó la herramienta de modelado de las SEDs desarrollada por Robitaille et al. (2007). Esta herramienta (conocida como "The SED fitting tool") consiste en la comparación de la SED observada con un conjunto de SEDs computadas o teóricas, generadas en este caso mediante el código de Whitney et al. (2003a). El procedimiento empleado selecciona el mejor modelo para una dada distribución espectral de energía o SED, en base a un criterio de minimización de residuos ( $\chi^2$ ), aplicado en una grilla de modelos de objetos estelares jóvenes (Robitaille

et al. 2006)<sup>5</sup>. La grilla consiste de 20000 modelos con simetría azimutal de transporte radiativo (Whitney et al. 2003a) de objetos estelares jóvenes. Cada uno de ellos están calculados, a su vez, para 10 ángulos de visión diferentes, lo que hace un total de 200000 modelos de SEDs, en el rango de longitudes de onda de 0.36–1000  $\mu\text{m}$ .

Como se mencionó en el Capítulo 2, los 15 parámetros del modelo de transporte radiativo pueden dividirse en tres grupos: parámetros de la fuente central: masa estelar ( $M_*$ ), radio ( $R_*$ ) y temperatura ( $T_*$ ); parámetros de la envoltante: tasa de acreción de la envoltante ( $\dot{M}$ ), radio externo de la envoltante ( $R_{max}$ ), densidad dentro de la cavidad ( $\rho_{cav}$ ), ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ , medido desde el eje de rotación hacia el radio externo de la envoltante); parámetros del disco: masa del disco ( $M_{disco}$ ), radios interno ( $R_{min}$ ) y externo del disco (o radio centrífugo,  $R_c$ ), tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ ), escala de altura "fiducial" del disco ( $z_{01}$ ), exponente de la densidad radial del disco (A), y exponente de la escala de altura del disco (B). El decimoquinto parámetro es la densidad ambiente que rodea a la estrella joven ( $\rho_{amb}$ ). En este análisis, se adoptan los rangos "típicos" para la densidad de la cavidad ( $\rho_{cav}$ ) y densidad ambiente como en Robitaille et al. (2006). Específicamente, se adopta  $1 \times 10^{-22} - 8 \times 10^{-20} \text{ g cm}^{-3}$  para  $\rho_{cav}$  y  $1.67 \times 10^{-22} - 6.68 \times 10^{-22} \text{ g cm}^{-3}$  para  $\rho_{amb}$ . La escala de altura "fiducial" ( $z_{01}$ ) se varió entre 0.01 y 0.03 en el modelado. Finalmente, se incluye el parámetro decimosexto del modelado, que es el ángulo de inclinación respecto a la dirección de visión del observador ( $i$ ).

Los parámetros indicados en el párrafo anterior afectan la forma de la SED de manera diferente, dependiendo de la fase evolutiva y el rango de longitudes de onda de la fuente. Recíprocamente, la forma de una dada SED puede ser utilizada para restringir los valores posibles de un dado parámetro. Durante la etapa de la envoltante en colapso (objetos de clase I), los parámetros que mejor pueden determinarse mediante el modelado de las respectivas SEDs son los relacionados con la envoltante, es decir, la tasa acreción de masa de la envoltante y su masa, mientras que para los parámetros relacionados con el disco, sólo pueden obtenerse cotas menos precisas o rangos más grandes para

---

<sup>5</sup>La grilla y el programa están disponibles en <http://www.astro.wisc.edu>

los posibles valores. En otras palabras, los parámetros del disco no pueden acotarse con tanta precisión como los parámetros de la envoltente. De manera análoga, durante la etapa siguiente (objetos de clase II), donde predomina la contribución del disco, los parámetros mejor determinados son justamente los que se relacionan con el mismo.

La ventaja del modelado de SEDs a partir de una grilla con respecto a un único mejor modelo, consiste en que es posible determinar cuáles de los parámetros pueden ser acotados con precisión y cuáles no. Por ejemplo, si para cierto parámetro se obtiene un rango grande de modelos, entonces, ese parámetro no estará bien determinado. El rango de longitudes de onda de los flujos empleados para determinar un determinado modelo es, sin duda, un elemento de mucho peso que influye significativamente en la determinación tanto del estado evolutivo como de la masa del disco/envoltente del objeto en cuestión (Akeson et al. 2002; Eisner et al. 2005; Robitaille et al. 2007).

Como se discutirá en las secciones siguientes, varios de los parámetros del modelo quedan notablemente mejor acotados cuando se dispone de imágenes de alta resolución para incluir en el modelado de cada fuente. Por ejemplo, la imagen obtenida con el instrumento NICMOS del telescopio HST para la fuente IRAS 04302+2247 (Figura 4.4, panel inferior izquierdo), muestra un disco más grande en comparación con IRAS 04248+2612 (ver Figura 4.3, panel central izquierdo).

En el modelado de la SED o de las imágenes se presentan algunos casos de degeneración entre parámetros. Por ejemplo, en la determinación de los parámetros del disco, la degeneración principal está dada entre el parámetro de escala de altura "fiducial"  $z_{01}$  y el exponente de "flaring"  $B$ . Un modelo con un valor grande de  $z_{01}$  y uno pequeño de  $B$ , producirá una imagen similar a otro modelo con valores opuestos de estos dos parámetros; es decir,  $z_{01}$  pequeño y  $B$  grande. Sin embargo, afortunadamente en este caso, la SED resulta más sensible que las imágenes a los cambios de  $z_{01}$ , debido a la contribución del flujo proveniente de las paredes más internas del disco.

Para la envoltente, la degeneración se produce entre el radio centrífugo  $R_c$  y la tasa de acreción de masa, ya que si se incrementa el valor de alguno mientras que se disminuye el valor del otro, se obtiene una profundidad óptica

similar y, por lo tanto, una SED similar. En ese caso, imágenes de resolución elevada pueden ayudar a romper esta degeneración, determinando en forma más precisa el valor de  $R_c$ . El ángulo de inclinación y la luminosidad conforman otro ejemplo de degeneración entre parámetros, ya que las fuentes con discos vistos de canto tienden a ser más débiles. Como en el caso anterior, las imágenes de alta resolución pueden ayudar superar esta degeneración. Estos ejemplos muestran cómo la combinación de imágenes y SEDs mejora la determinación de parámetros.

La grilla de objetos estelares jóvenes de Robitaille et al. (2006) cubre un amplio rango de etapas evolutivas y masas: desde las protoestrellas embebidas hasta los objetos de clase III con un disco ópticamente fino y masas estelares de  $0.1 M_{\odot}$  a  $50 M_{\odot}$ . Las temperaturas y radios estelares fueron determinados a partir de las trayectorias evolutivas de Pre-Secuencia Principal de Bernasconi & Meader (1996). Para la cavidad bipolar de la envoltura, Robitaille et al. (2006) adoptan la forma "curva" y computan diferentes modelos que corresponden a un incremento en el valor del ángulo de apertura de la cavidad hasta  $60^{\circ}$ . De la misma forma, el resto de los parámetros de la grilla abarcan ampliamente todos los valores físicos de las estrellas jóvenes, derivados de la teoría y de las observaciones.

Para el modelado de las imágenes HST/NICMOS y/o Spitzer/IRAC del grupo de objetos seleccionados, se utilizó el código Whitney et al. (2003b)<sup>6</sup>. Como punto de partida, se utilizó el conjunto de valores de los parámetros que corresponde al mejor modelado de la SED derivado de los modelos de Robitaille et al. (2006). Esta serie de valores iniciales está basada en las mejores aproximaciones de la SED, sin incluir el espectro Spitzer/IRS, ya que la grilla de Robitaille et al. (2006) sólo admiten valores de flujos en longitudes de ondas específicas. Luego, se hicieron series de imágenes modeladas utilizando el código de Whitney et al. (2003b) en forma sucesiva, de manera de refinar los parámetros para reproducir mejor tanto las imágenes como las SEDs observadas. En este proceso de refinado también se incluyen los espectros Spitzer en el infrarrojo medio, obtenidos recientemente por Furlan et al. (2008).

El proceso de reproducción de las imágenes ("fitting"), en todos los casos,

---

<sup>6</sup>También disponible en <http://caravan.astro.wisc.edu/protostars/>.

se hizo visualmente. Cabe señalar que la mejor aproximación entre las imágenes reales y las modeladas probablemente corresponda al valor mínimo de  $\chi^2$ . Esta manera de comparar "a ojo" los datos observados con los modelados ha sido aplicado recientemente por Furlan et al. (2008) y Tobin et al. (2008) para obtener los mejores modelos de SEDs de objetos analizados por esos autores.

Para la mayoría de los objetos de la muestra analizada (ver Tabla 4.1), el modelado combinado SED+imagen, permite el uso de toda la información disponible para restringir mejor los parámetros físicos y geométricos del sistema protoestrella+envolvente+disco y derivar una configuración confiable para cada protoestrella. Sin embargo, para uno de los objetos (IRAS 04361+2546), los valores correspondientes a la serie de parámetros derivados del análisis SED+imagen, difiere de aquéllos obtenidos del mejor modelo del espectro en el infrarrojo medio. Además, para la fuente DG Tau B, se derivan dos modelos. El primero reproduce las imágenes NICMOS y la SED (incluyendo el espectro IRS), pero falla en el modelado de la SED y, en particular en el espectro IRS, en el rango de 13–36  $\mu\text{m}$ . El segundo modelo ignora las imágenes NICMOS y aproxima la SED incluyendo el espectro completo (5 a 36  $\mu\text{m}$ ), pero falla en el modelado de los flujos a longitudes de onda menores a 3  $\mu\text{m}$ .

El análisis de las SEDs tiene la ventaja, como se mencionó previamente, del amplio rango de longitudes de onda que cubren, incluyendo la región del submilimétrico, de la cual pueden determinarse la masa del disco y de la envolvente. Las imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano, por otro lado, restringen el valor del ángulo de inclinación, el tamaño del disco, la forma de la cavidad, el ángulo de apertura de la misma y la etapa evolutiva. Los datos en el infrarrojo medio y, en particular, el espectro en esas longitudes de onda, son útiles para restringir los parámetros asociados al disco, como la escala de altura del disco, el parámetro de "flaring" y la tasa de acreción de masa del disco. Además, las fuentes de clase I muestran usualmente absorciones en el infrarrojo medio debido a la presencia de hielo de agua ("water ice") y silicatos (ver, por ejemplo, Pontoppidan et al. 2003; Watson et al. 2004; Furlan et al. 2008). El modelado de esos rasgos espectrales puede ayudar a determinar mejor la serie o el conjunto de parámetros físicos y geométricos de cada protoestrella.

En la Tabla 4.4 se muestra el procedimiento aplicado para modelar tanto la SED (incluyendo el espectro en el infrarrojo medio) como la imagen para la fuente IRAS 04248+2612. Inicialmente se utilizó la grilla de Robitaille et al. (2006) para el modelado de la SED. Cabe aclarar que de la aplicación de la grilla de Robitaille et al. (2006), sólo se pretende obtener un punto de partida, es decir, un conjunto de valores iniciales para los parámetros que minimice los residuos entre la SED observada y aquella proporcionada por la grilla (menor  $\chi^2$ ). Este modelo inicial es refinado posteriormente. Si se estimasen los parámetros de un dado objeto solamente a partir del modelado de la SED, entonces sería necesario considerar todo el conjunto de modelos que produjeran aproximaciones aceptables a la SED observada y no solamente aquél que proporcione el valor mínimo en  $\chi^2$ .

En el caso concreto de IRAS 04248+2612, de la aplicación de la grilla de Robitaille et al. (2006), se consideran inicialmente dos de las mejores aproximaciones, denotadas modelos 1 & 2 en la Tabla 4.4. El modelo 3 de esa misma tabla corresponde al mejor modelo encontrado para ese objeto a partir del modelado conjunto de la SED y de las imágenes. En el panel superior de la Figura 4.1, se muestra la imagen NICMOS observada y la SED, incluyendo el espectro en el infrarrojo medio (Furlan et al. 2008), de IRAS 04248+2612. Esta fuente se encuentra prácticamente de canto y posee un disco pequeño con "flare" (o disco curvado) que proyecta una sombra en el plano medio del disco (Stark et al. 2006). En los paneles centrales se muestran dos modelos de SEDs derivados de la grilla de Robitaille et al. (2006), con sus imágenes correspondientes obtenidas a partir del código de Whitney et al. (2003b) (modelos 1 & 2 en la Tabla 4.4). Esos modelos iniciales de SED claramente dan una determinación errónea del valor de la inclinación (segundo panel) o del tamaño del disco (tercer panel). Utilizando el código de Whitney et al. (2003b), se variaron el ángulo de inclinación y el tamaño del disco para reproducir simultáneamente tanto las imágenes como la SED.

**Tabla 4.4:** Diferentes modelos para la fuente IRAS 04248+2612

| Parámetro  | modelo 1 <sup>a</sup> | modelo 2 <sup>b</sup> | modelo 3 <sup>c</sup> |
|--|-----------------------|-----------------------|-----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )  | 0.11                  | 0.22                  | 0.07                  |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )  | 2.56                  | 2.33                  | 0.9                   |
| $T_*$ (K)  | 2768                  | 3131                  | 2845                  |
| $\dot{M}(10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1})$ [tasa de acreción de masa de la envoltente]  | 19.00                 | 11.00                 | 4.39                  |
| $R_c$ (UA) [radio centrífugo]  | 31.1                  | 109.0                 | 60.0                  |
| $R_{min}$ ( $R_*$ ) [radio interno del disco]  | 36.1                  | 54.2                  | 3.7                   |
| $R_{max}$ (UA) [radio externo de la envoltente]  | 1426                  | 2122                  | 9000                  |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )  | 0.001                 | 0.005                 | 0.010                 |
| $\dot{M}_{disco}(10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1})$ [tasa de acreción de masa del disco] | 0.003                 | 14.000                | 1.000                 |
| $z_{01}$ [escala de altura "fiducial"]   | 0.033                 | 0.014                 | 0.010                 |
| A [exponente radial de la densidad del disco]  | 2.120                 | 2.135                 | 2.280                 |
| B [exponente de la escala de altura del disco]   | 1.120                 | 1.135                 | 1.280                 |
| $\theta(^{\circ})$ [ángulo de apertura de la cavidad <sup>(d)</sup> ]                    | 13.6                  | 14.5                  | 16.0                  |
| $i(^{\circ})$ [inclinación]  | 18.2                  | 69.5                  | 65.0                  |

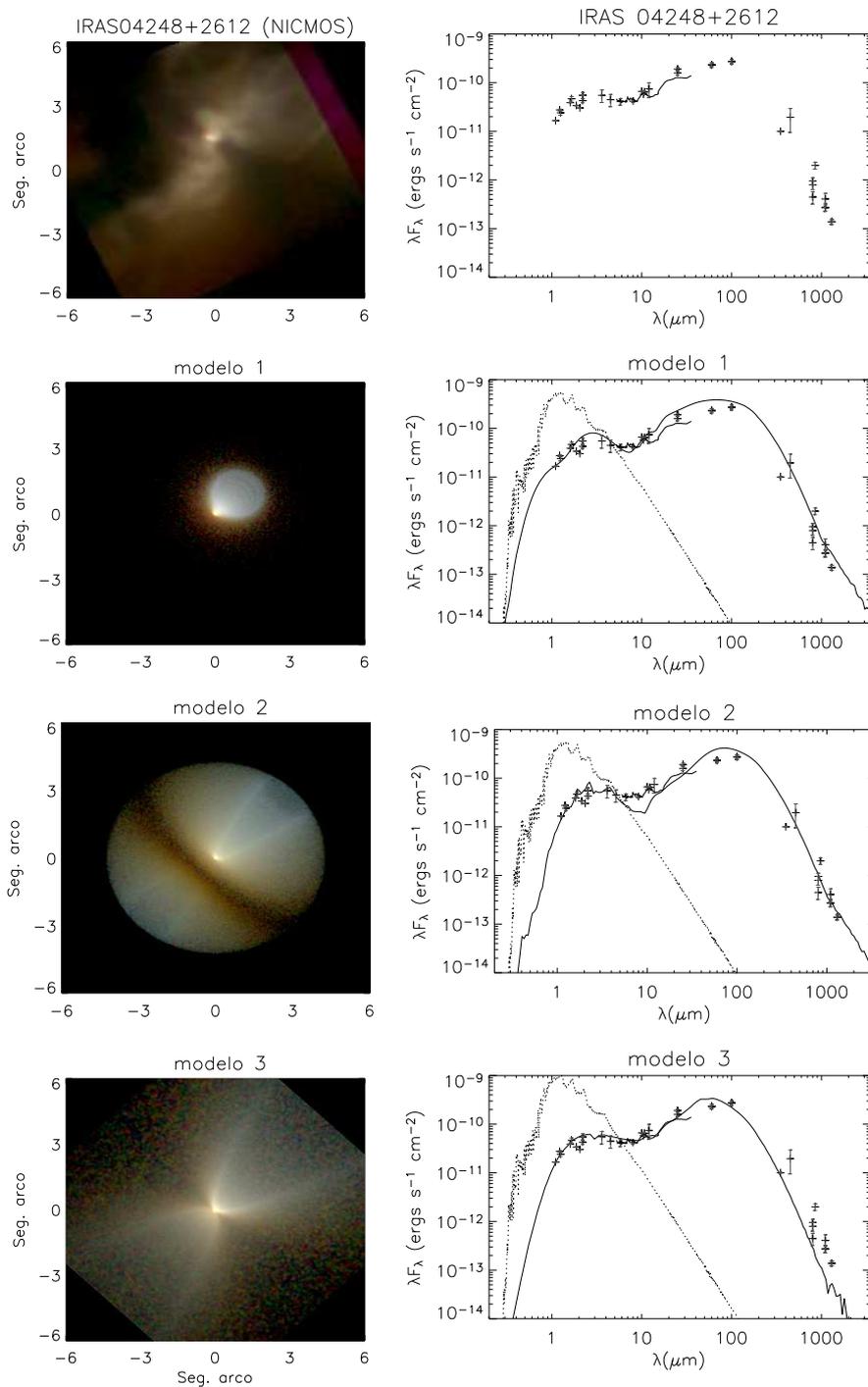
(<sup>a</sup>) Primer modelo utilizando la grilla de Robitaille et al. (2006), con  $\chi^2 \sim 168$ .

(<sup>b</sup>) Segundo modelo utilizando la grilla de Robitaille et al. (2006), con  $\chi^2 \sim 214$ .

(<sup>c</sup>) Modelo combinado SED+imagen.

(<sup>d</sup>) Medido desde el eje de rotación.

## §4. Análisis combinado de imágenes y distribuciones espectrales de energía de protoestrellas



**Fig. 4.1:** En esta figura se ilustra el procedimiento aplicado para derivar el mejor modelo combinado (SED incluyendo el espectro Spitzer/IRS+imagen) para la fuente IRAS 04248+2612. En el panel superior se muestra la imagen NICMOS observada (en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda), y la SED, incluyendo el espectro Spitzer IRS (Furlan et al. 2008). Los paneles segundo y tercero (modelos 1& 2) corresponde al primer y segundo modelo de la SED utilizando la grilla Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.4). En el lado izquierdo se muestra el modelo resultante de la imagen, calculado usando el código de Whitney et al. (2003b). Finalmente en el panel inferior, modelo 3, se muestra el mejor modelo combinado de SED+imagen. Las líneas de puntos indican el modelo de Kurucz utilizado, para la fotosfera estelar.

La variación del ángulo de inclinación requiere ajustar la luminosidad de la fuente (ya que una fuente que se observa con el disco visto de canto tendrá menos flujo que una fuente con un disco visto de frente, Whitney et al. 2003a). El radio estelar para cada fuente se estima a partir de la luminosidad y de la temperatura estelar (tomada de determinaciones espectroscópicas o fijada en valores "típicos", como se explica más adelante). La luminosidad y la temperatura estelar, en combinación con las trayectorias evolutivas de pre-secuencia principal de Siess et al. (2000), permiten estimar la masa de la estrella central. Para todas las fuentes de la muestra se asume una metalicidad solar y una edad "típica" de  $\sim 10^5$  años, correspondiente a la etapa de clase I. Para refinar la temperatura y la luminosidad, se utilizó el código de transporte radiativo. De esta manera, se busca un modelo común que brinde una buena aproximación tanto para la SED (incluyendo el espectro en el infrarrojo medio) como para la imagen, como se muestra en el panel inferior de la Figura 4.1. En la Tabla 4.4 se lista ese modelo como modelo 3.

En la Tabla 4.5 se muestra el resultado inicial obtenido con los modelos de Robitaille et al. (2006) para todas las fuentes de la muestra (ver Tabla 4.1). En la Tabla 4.6 se listan los modelos combinados finales (SED+imagen), y en las Figuras 4.2 a la 4.13 se muestran los correspondientes modelos. En la Tabla 4.6 se incluyen dos parámetros adicionales: la masa de la envoltura ( $M_{env}$ ) y la luminosidad total ( $L_{tot}$ ). En general, los modelos de las SEDs en las Figuras 4.2 a la 4.13 corresponden a una apertura de 35". Las excepciones son las fuentes IRAS 04016+2610, con una apertura de 60", y IRAS 04368+2557 con dos aperturas, 8" y 26". Estos casos se discuten más adelante (Sección 4.4). Las imágenes observadas y modeladas se muestran en tres colores falsos y corresponden a una combinación de los mismos. Las imágenes HST/NICMOS en los filtros F110W, F160W y F205W, se grafican en azul, verde y rojo, respectivamente. De la misma forma, las imágenes Spitzer/IRAC en las bandas [3.6], [4.5] y [8.0], se muestran en azul, verde y rojo. Las imágenes modeladas reproducen tanto la escalas de pixel como el campo de visión de las imágenes observadas.

**Tabla 4.5:** Resultados iniciales derivados de la grilla de Robitaille et al. (2006)

| Fuente          | $M_*$<br>( $M_\odot$ ) | $R_*$<br>( $R_\odot$ ) | $T_*$<br>(K) | $\dot{M}$<br>( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ ) | $R_c$<br>(UA) | $R_{min}$<br>( $R_*$ ) | $R_{max}$<br>(AU) | $M_{env}$<br>( $M_\odot$ ) | $M_{disco}$<br>( $M_\odot$ ) | $\dot{M}_{disco}$<br>( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | A     | B     | $\theta$<br>( $^\circ$ ) | $i$<br>( $^\circ$ ) | $L_{tot}$<br>( $L_\odot$ ) |
|-----------------|------------------------|------------------------|--------------|--|---------------|------------------------|-------------------|----------------------------|------------------------------|--|-------|-------|--------------------------|---------------------|----------------------------|
| IRAS 04016+2610 | 0.44                   | 5.84                   | 3615         | 4.80   | 47.8          | 1.0                    | 2530              | 0.07                       | 0.004                        | 12.00  | 2.082 | 1.082 | 3.1                      | 63.2                | 5.47                       |
| IRAS 04248+2612 | 0.22                   | 2.33                   | 3131         | 11.00  | 109.0         | 54.2                   | 2122              | 0.15                       | 0.005                        | 14.00  | 2.135 | 1.135 | 14.5                     | 69.5                | 0.47                       |
| IRAS 04302+2247 | 0.19                   | 2.85                   | 3024         | 28.00  | 57.9          | 98.6                   | 5786              | 0.31                       | 0.001                        | 0.44   | 2.136 | 1.136 | 32.5                     | 31.8                | 0.62                       |
| IRAS 04325+2402 | 0.41                   | 3.17                   | 3617         | 2.90   | 68.9          | 159.4                  | 4190              | 0.72                       | 0.001                        | 0.062  | 2.178 | 1.178 | 32.9                     | 69.5                | 1.54                       |
| IRAS 04361+2547 | 0.21                   | 4.89                   | 3092         | 5.60   | 7.6           | 1.0                    | 2368              | 0.10                       | 0.001                        | 11.00  | 2.037 | 1.037 | 8.5                      | 18.2                | 2.09                       |
| IRAS 04368+2557 | 0.13                   | 4.05                   | 2741         | 37.00  | 9.5           | 136.2                  | 2977              | 1.26                       | 0.001                        | 4.50   | 2.209 | 1.209 | 7.1                      | 18.2                | 0.87                       |
| Coku Tau 1      | 1.27                   | 4.15                   | 4380         | 0.69   | 105.5         | 23.8                   | 6180              | 0.02                       | 0.032                        | 25.00  | 2.009 | 1.002 | 39.9                     | 87.1                | 7.60                       |
| DG Tau B        | 0.13                   | 4.56                   | 2706         | 1.00   | 2.3           | 1.0                    | 1569              | 0.11                       | 0.003                        | 11.00  | 2.029 | 1.029 | 3.9                      | 49.5                | 1.81                       |

**Tabla 4.6:** Resultados derivados de análisis combinado SED\*image

| Fuente                       | $M_*$<br>( $M_\odot$ ) | $R_*$<br>( $R_\odot$ ) | $T_*$<br>(K)        | $\dot{M}$<br>( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ ) | $R_c$<br>(UA) | $R_{min}$<br>( $R_*$ ) | $R_{max}$<br>(AU) | $M_{env}$<br>( $M_\odot$ ) | $M_{disco}$<br>( $M_\odot$ ) | $\dot{M}_{disco}$<br>( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | A     | B     | $\theta$<br>( $^\circ$ ) | $i$<br>( $^\circ$ ) | $L_{tot}$<br>( $L_\odot$ ) |
|------------------------------|------------------------|------------------------|---------------------|--|---------------|------------------------|-------------------|----------------------------|------------------------------|--|-------|-------|--------------------------|---------------------|----------------------------|
| IRAS 04016+2610              | 2.50                   | 2.10                   | 4580 <sup>(*)</sup> | 5.00   | 120.0         | 10.0                   | 5000              | 0.06                       | 0.010                        | 1.000  | 2.300 | 1.300 | 20.0                     | 50.0                | 4.51                       |
| IRAS 04248+2612              | 0.07                   | 0.90                   | 2845 <sup>(*)</sup> | 4.40   | 60.0          | 11.7                   | 9000              | 0.10                       | 0.010                        | 1.000  | 2.280 | 1.280 | 16.0                     | 65.0                | 1.05                       |
| IRAS 04302+2247              | 0.50                   | 2.85                   | 3800                | 9.00   | 500.0         | 20.0                   | 1870              | 0.12                       | 0.070                        | 0.0054   | 2.220 | 1.220 | 6.0                      | 83.0                | 1.52                       |
| IRAS 04325+2402              | 0.41                   | 3.17                   | 3150                | 2.90   | 68.9          | 661.1                  | 3500              | 0.12                       | 0.0001                       | 0.0062   | 2.180 | 1.180 | 20.0                     | 55.0                | 1.21                       |
| IRAS 04361+2547 <sup>1</sup> | 0.80                   | 3.10                   | 4100                | 1.30   | 40.0          | 2.0                    | 3600              | 0.02                       | 0.001                        | 11.000   | 2.040 | 1.040 | 8.4                      | 18.2                | 2.51                       |
| IRAS 04361+2547 <sup>2</sup> | 0.35                   | 3.80                   | 4100                | 4.20   | 50.0          | 50.0                   | 3600              | 0.02                       | 0.001                        | 11.000   | 2.200 | 1.200 | 10.0                     | 70.0                | 3.67                       |
| IRAS 04368+2557              | 0.70                   | 3.00                   | 4000                | 30.00  | 250.0         | 7.0                    | 5000              | 0.82                       | 0.060                        | 30.000   | 2.250 | 1.250 | 30.0                     | 80.0                | 3.98                       |
| Coku Tau 1                   | 0.70                   | 3.50                   | 4000 <sup>(*)</sup> | 0.14   | 30.0          | 28.8                   | 3600              | 0.003                      | 0.003                        | 2.400  | 2.176 | 1.176 | 20.0                     | 81.3                | 1.91                       |
| DG Tau B <sup>3</sup>        | 0.70                   | 2.50                   | 4000                | 8.00   | 300.0         | 14.4                   | 1157              | 0.03                       | 0.100                        | 50.000   | 2.210 | 1.210 | 11.0                     | 70.0                | 2.10                       |
| DG Tau B <sup>4</sup>        | 0.80                   | 2.70                   | 4100                | 3.80   | 100.0         | 12.2                   | 1157              | 0.03                       | 0.060                        | 80.000   | 2.050 | 1.050 | 4.0                      | 70.0                | 4.00                       |

Los símbolos de los parámetros modelados se encuentran indicados en la Tabla 4.4.

(\*) Valor de la temperatura obtenido de White & Hillenbrand (2004).

<sup>(1)</sup> IRAS 04361+2547, modelo a: Parámetros derivados del modelado de la SED(sin el espectro IRS)+imagen (ver Figura 4.8).

<sup>(2)</sup> IRAS 04361+2547, modelo b: Parámetros derivados del modelado de la SED(excluyendo los flujos IRAC )+espectro Spitzer/IRS + imagen (ver Figura 4.9).

<sup>(3)</sup> DG Tau B, modelo a: Parámetros derivados del modelado de la imagen NICMOS+SED, excluyendo la región 12–36  $\mu\text{m}$  (ver Figura 4.12).

<sup>(4)</sup> DG Tau B, modelo b: Parámetros derivados del modelado de la SED, incluyendo el espectro IRS, pero ignorando la imagen NICMOS (ver Figura 4.13).

#### 4.4. Análisis individual

En esta sección se presenta y discute el análisis y los resultados para cada fuente.

##### 4.4.1. *IRAS 04016+2610*<sup>7</sup>

Esta fuente, también conocida como L1489 IRS, es un objeto de clase I asociado con un flujo molecular (Hogerheijde et al. 1998). Sin embargo, Hogerheijde & Sandell (2000) sugirieron que IRAS 04016+2610 se encuentra en una etapa de transición entre clase I y clase II. Gómez et al. (1997) encontraron un patrón de nudos ("knots") ópticos alrededor de IRAS 04016+2610 que sugiere cavidades múltiples en la envolvente. Lucas & Roche (1997) interpretaron la morfología de sus imágenes polarimétricas en el infrarrojo cercano como el resultado de la dispersión de la luz estelar en una envolvente con cavidades bipolares ortogonales. Wood et al. (2001) analizaron imágenes tomadas con el HST en las bandas I y en F160W y F205W de NICMOS, y atribuyeron la forma compleja que ellas evidencian al efecto de la dispersión de la luz estelar a dos cavidades que conforman la envolvente.

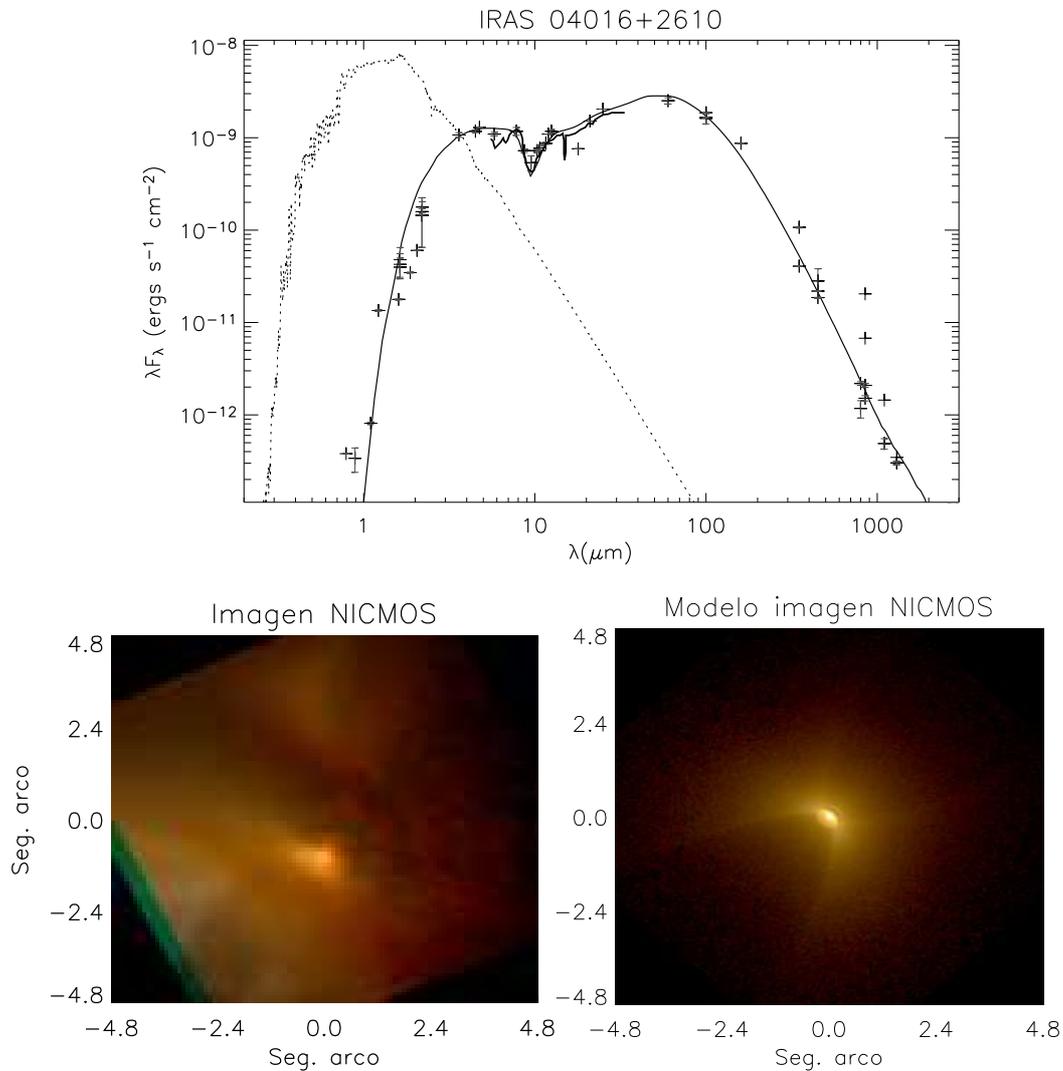
La SED de este objeto, que se muestra en la Figura 4.2, evidencia la presencia de un rasgo muy marcado en absorción en 10  $\mu\text{m}$ . El espectro Spitzer/IRS en 5 – 36  $\mu\text{m}$  de esta fuente, delinea claramente este rasgo espectral (Furlan et al. 2008). Los flujos en la región del submilimétrico y del milimétrico no se encuentran uniformemente distribuidos como en longitudes de onda del infrarrojo cercano, lo cual introduce una complicación extra en el momento de modelar la SED. Sin embargo, la escasez de datos en las regiones del submilimétrico y del milimétrico es común en todas las SEDs de los objetos de la muestra. Por el contrario, los espectros Spitzer/IRS definen bien la región del infrarrojo medio en las SEDs.

En las imágenes NICMOS observadas por Padgett et al. (1999), IRAS 04016+2610 tiene una apariencia de fuente puntual asociada con una nebulosa de refle-

---

<sup>7</sup>En esta sección se reiteran algunos de los trabajos previos ya mencionados en la sección 3.4.1 del Capítulo 3, con el propósito de recordar todos los antecedentes del objeto. En el Apéndice 2 se discuten y comparan los dos modelos obtenidos para este objeto.

xión. Estos autores notaron que la nebulosa de reflexión se encuentra atravesada por una franja oscura que se extiende alrededor de 600 AU con orientación Este-Oeste.



**Fig. 4.2:** Modelo combinado (SED+imagen, ver Tabla 4.6) para la fuente 04016+2610. En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED para una apertura de  $60''$  (línea continua), el espectro Spitzer en  $5\text{--}36\ \mu\text{m}$ , y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior-izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho corresponde al mejor modelo (SED+imagen) para la imagen.

Como una primera aproximación, se utilizó la grilla de modelos de Robitaille et al. (2006) y se fijó la temperatura estelar ( $T_* = 4580\ \text{K}$ ) al valor determinado a partir de espectros en el óptico por White & Hillenbrand (2004).

Los parámetros correspondientes se muestran en la Tabla 4.5. Robitaille et al. (2007) analizan esta fuente con el método de grilla dejando la temperatura como un parámetro libre. Estos autores derivan un rango de soluciones que comprende el modelo de la Tabla 4.5. Sin embargo, puede notarse una diferencia en el ángulo de inclinación ( $63.2^\circ$  vs  $18\text{--}41^\circ$ ).

Una vez establecida una primera aproximación con la grilla de Robitaille et al. (2006), se llevó a cabo el modelado combinando la SED (incluyendo el espectro Spitzer/IRS) y la imagen NICMOS. Se utilizó la imagen NICMOS para restringir el ángulo de inclinación y se variaron el resto de los parámetros para refinar la solución inicial dada por la grilla de modelos de Robitaille et al. (2006). En la Tabla 4.6 se lista el conjunto de parámetros finales. Este resultado sugiere que este objeto es una fuente de clase I, en acuerdo con Kenyon & Hartmann (1995) y Duchene et al. (2004). Para este modelo, se consideró la orientación y la apariencia de las imágenes NICMOS, en las que se observa sólo una cavidad, sugiriendo un valor intermedio para el ángulo de inclinación ( $i \sim 50^\circ$ ). El resultado obtenido en este trabajo coincide con el obtenido por Stark et al. (2006), quienes también modelaron las imágenes HST/NICMOS.

Puede notarse que el mejor resultado obtenido en la Tabla 4.6, reproduce bien la absorción en  $10 \mu\text{m}$ , el espectro Spitzer/IRS en  $5 - 36 \mu\text{m}$  y la imagen HST (ver Figura 4.2). Las mediciones de los flujos alrededor de  $2$  y  $100 \mu\text{m}$  muestran una dispersión relativamente grande y, por lo tanto, reciben un peso significativamente menor cuando se trata de modelar la SED. La dispersión en la región del infrarrojo cercano en la SED es probablemente debida a la variabilidad de esta fuente (Park & Kenyon 2002). El modelo en la Tabla 4.6 no reproduce el flujo observado en  $17.9 \mu\text{m}$  (ver Tabla 4.3). Eisner et al. (2005) sugirieron que este valor del flujo puede estar afectado por condiciones pobres de "seeing" durante la observación. El modelo graficado de la SED en la Figura 4.2 corresponde a una apertura de  $\sim 60''$ . Alrededor de  $850 \mu\text{m}$ , el modelo sobreestima el flujo obtenido con una apertura de  $\sim 40''$  (Young et al. 2003) y subestima el flujo medido con una apertura de  $\sim 120''$ . La aproximación alrededor de  $850 \mu\text{m}$  no es satisfactoria, debido claramente a un efecto del tamaño de las aperturas. Robitaille et al. (2007) modelaron la SED

y encontraron las mismas discrepancias con respecto a la SED observada.

En la Tabla 4.7 se resumen los diferentes modelos de la literatura para IRAS 04016+2610. En esta tabla se incluyen también los resultados del modelado con la grilla presentado en la Tabla 4.5 y del modelado combinado (SED+imagen), presentado en la Tabla 4.6, con el propósito de comparar dichos resultados. Al incluir las imágenes NICMOS en el modelado, los modelos producen diferentes valores para algunos de los parámetros con respecto a la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.7), por ejemplo para el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ :  $20^\circ$  vs  $3.1^\circ$ ). Para el radio interno del disco y la inclinación con respecto a la visual, las dos aproximaciones producen valores similares ( $R_{min}$ :  $10.0 R_*$  vs  $1.0 R_*$ ;  $i$ :  $50^\circ$  vs  $63.2^\circ$ ).

Hogerheijde et al. (1998) observaron un flujo molecular en  $^{12}\text{CO}$  3–2 asociado con esta fuente y derivaron una inclinación de  $i = 60^\circ$ , en acuerdo con los resultados obtenidos en este trabajo ( $i = 50^\circ$ ). Padgett et al. (1999) estimaron, a partir de imágenes HST/NICMOS, el ángulo de apertura de la cavidad (medida desde el eje de rotación) en  $\theta = 52.5^\circ$  a  $1 \mu\text{m}$  y  $\theta = 80.0^\circ$  a  $2 \mu\text{m}$ . A partir del análisis combinado se derivó un ángulo de apertura  $\theta = 20.0^\circ$ , menor en comparación con el determinado por Padgett et al. (1999). Parte de esta discrepancia es debida a que el ángulo de apertura está definido para un radio externo de la envolvente de 5000 UA, el cual es más grande que el radio externo donde Padgett et al. (1999) midieron el ángulo de apertura de la cavidad por ellos determinado. Puede notarse también que esta fuente tiene probablemente una geometría tridimensional (ver Wood et al. 2001), de modo que la forma de la cavidad utilizada es una aproximación implementada en un modelo con simetría azimutal.

A partir de observaciones submilimétricas Andrews & Willians (2005) obtuvieron una masa del disco  $M_{\text{disco}} = 0.02 M_\odot$ . Ohashi et al. (1996), por otro lado, derivaron un límite superior para la masa del disco de  $M_{\text{disco}} < 0.022 M_\odot$ , usando observaciones en el continuo en 3 mm así como también en la línea CS. Los resultados obtenidos se encuentran en acuerdo con esas determinaciones ( $M_{\text{disco}} = 0.01 M_\odot$ ). White & Hillenbrand (2004), a partir de espectros ópticos de alta resolución, derivan una tasa de acreción de masa de  $\dot{M}_{acc} = 7.1 \times 10^{-8} M_\odot \text{año}^{-1}$ . En este trabajo, se obtuvo una tasa de acreción

**Tabla 4.7:** Diferentes modelos para la fuente IRAS 04016+2610

| Parámetros  | Modelo<br>grilla | Modelo<br>combinado | Kenyon<br><i>et al.</i> (1993b) | Eisner<br><i>et al.</i> (2005) | Stark<br><i>et al.</i> (2006) | Brinch<br><i>et al.</i> (2007a) | Brinch<br><i>et al.</i> (2007b) | Gramajo<br><i>et al.</i> (2007) | Furlan<br><i>et al.</i> (2008) |
|---|------------------|---------------------|---------------------------------|--------------------------------|-------------------------------|---------------------------------|---------------------------------|---------------------------------|--------------------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.44             | 2.50                |                                 | 0.50                           | 0.50                          | $\sim 1.35$                     |                                 |                                 |                                |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 5.84             | 2.10                |                                 | 2.00                           | 2.50                          |                                 |                                 |                                 | 2.00                           |
| $T_*$ (K)   | 3615             | 4580                |                                 | 4000                           | 3800                          |                                 |                                 |                                 |                                |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 4.8              | 5.0                 | 4.5                             | 6.0                            |                               | 4.3                             |                                 | 5.0                             |                                |
| $R_c$ (UA)  | 47.8             | 120.0               | 40.0                            | 100.0                          | 300.0                         |                                 | 200.0                           | 100.0-300.0                     | 100.0                          |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 1.0              | 10.0                |                                 |                                | 3.0                           |                                 |                                 |                                 |                                |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 2530             | 5000                |                                 | 2000                           | 5000                          |                                 |                                 |                                 |                                |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.07             | 0.06                |                                 | 0.05                           |                               | 0.01                            |                                 |                                 |                                |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.004            | 0.010               |                                 | 0.01                           | 0.01                          |                                 | 0.004                           |                                 |                                |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | 12.0             | 1.0                 |                                 |                                |                               |                                 |                                 |                                 |                                |
| A   | 2.082            | 2.300               |                                 |                                | 2.250                         |                                 |                                 |                                 |                                |
| B   | 1.082            | 1.300               |                                 |                                | 1.250                         |                                 |                                 |                                 |                                |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 3.1              | 20.0                | 31.0                            |                                | 25.0                          |                                 |                                 | 5.0-10.0                        | 5.0                            |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 63.2             | 50.0                | 60.0                            | 37.0                           | 65.0                          | 74.0                            | 40.0                            | 45.0-50.0                       | 40.0                           |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 5.47             | 4.51                |                                 |                                |                               |                                 |                                 | 4.5                             |                                |

de masa del disco de ( $\dot{M}_{disco} = 1 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{año}^{-1}$ ), del mismo orden que White & Hillenbrand (2004).

Eisner et al. (2005) analizaron imágenes en 1.3 mm (Owens Valley Radio Observatory) y 0.9  $\mu\text{m}$  (Keck), como así también la SED en el rango de 8–13  $\mu\text{m}$ , aplicando un código Monte Carlo de transporte radiativo (Wolf & Henning 2000; Wolf et al. 2003). Estos autores probaron cuatro diferentes modelos, a saber: ("a") modelo de la envolvente rotante en colapso, ("b") modelo del disco con "flare" (disco curvado), ("c") modelo de disco+envolvente, y ("d") modelo de disco+extinción. Para comparar con los resultados aquí obtenidos se eligió el modelo "c", debido a que éste incluye tanto el disco como la envolvente. Los parámetros del modelado correspondientes al modelo "c" de Eisner et al. (2005) se encuentran listados en la Tabla 4.7. Brinch et al. (2007a) describieron la estructura y dinámica (campo de velocidad) de la envolvente de IRAS 04016+2610, a partir de observaciones en 850  $\mu\text{m}$  y observaciones de 24 transiciones moleculares (12 especies). Brinch et al. (2007b) se enfocaron en el disco protoplanetario de esta fuente, observando la línea de  $\text{HCO}^+$   $J = 3-2$ . Del segundo trabajo, estos autores sugirieron que el disco no se encuentra alineado con la envolvente. En la Tabla 4.7 se resumen los parámetros derivados en los dos trabajos.

Gramajo et al. (2007) utilizaron el código de 2D de Whitney & Hartmann (1993), con las modificaciones introducidas por Whitney & Wolff (2002), para modelar las imágenes K y L de la fuente IRAS 04016+2610, como se mostró en el capítulo anterior (ver Tabla 4.7). Furlan et al. (2008) modelaron la SED (incluyendo el espectro Spitzer) utilizando dos diferentes modelos para el núcleo en colapso, el de Terebey et al. (1984) con una nube con simetría esférica (Kenyon et al. 1993c) y el modelo "sheet-collapse" (colapso laminar o longitudinal) (Hartmann et al. 1994, 1996). En la Tabla 4.7 se listan los parámetros de su mejor modelo de "sheet-collapse". Este modelo corresponde a  $\rho_1 = 4.5 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ , que es la densidad que la envolvente tendría a un radio de 1 UA para el límite  $R_c = 0$ , proporcional a la tasa de acreción de masa de la envolvente e inversamente proporcional a la raíz cuadrada de la masa de la estrella central. Sin embargo, estos autores también notaron que con  $\rho = 3.5 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ , es posible obtener una buena aproximación de la SED

con  $i = 30\text{--}50^\circ$  y  $R_c = 70$  UA.

El valor obtenido para el ángulo de inclinación del análisis combinado realizado, se encuentra en acuerdo con determinaciones previas ( $50^\circ$  vs  $\sim 41^\circ$ , ver Tabla 4.7). El modelo final propuesto reproduce bien la absorción en  $10\ \mu\text{m}$ . La masa estelar, interpolada en las trayectorias evolutivas de Siess et al. (2000), que corresponde a una temperatura  $T_*$  medida por White & Hillenbrand (2004) y a la luminosidad que depende de la SED<sup>8</sup>,  $M_* \sim 2.5 M_\odot$ , es mayor que la derivada por Brinch et al. (2007a). Un valor menor de la masa estelar no permitiría reproducir una fuente central similar a la que se observa en la imagen NICMOS. El valor determinado de  $M_{\text{disco}} = 0.01 M_\odot$  está en buen acuerdo con Eisner et al. (2005), pero difiere con el valor obtenido por Brinch et al. (2007b,  $M_{\text{disco}} = 0.004 M_\odot$ ). Sin embargo, el modelo de Brinch et al. (2007b) es bastante diferente al modelo de Whitney et al. (2003b). En particular, Brinch et al. (2007b) adoptan un disco plano con el eje de momento angular no alineado con respecto al eje de la envoltura. En este trabajo, la SED modelada que corresponde a  $M_{\text{disco}} = 0.004 M_\odot$  no reproduce la región de  $10\ \mu\text{m}$ . El radio centrífugo,  $R_c$ , difiere del determinado por Kenyon et al. (1993c, 120 UA vs 40 UA) pero coincide con otros autores (ver Tabla 4.7). La masa de la envoltura  $M_{\text{env}}$  obtenida está en un mejor acuerdo con la determinada por Eisner et al. (2005) que con la derivada por Brinch et al. (2007b) (ver Tabla 4.7). Para el resto de los parámetros, se encuentra un buen acuerdo con los valores publicados previamente, en particular para  $\dot{M}$ .

Como se mencionó anteriormente, esta fuente ha sido clasificada previamente como un objeto en transición entre las clases I y II (Hogerheijde & Sandell 2000; Park & Kenyon 2002). Sin embargo, la mayoría de los trabajos anteriores (ver, por ejemplo, Lada & Wilking 1984; Myers et al. 1987a; Kenyon & Hartmann 1995; Hogerheijde et al. 1998) asocian este objeto a una fuente de clase I. Los parámetros que se derivan del modelo combinado son los típicos de objetos de clase I (i.e.,  $\dot{M}$ ,  $R_c$ ,  $\dot{M}_{\text{disco}}$ ,  $M_{\text{disco}}$ ,  $\theta$ , ver por ejemplo, Whitney et al. 2003b). Puede notarse que el valor del ángulo de inclinación de la fuente IRAS 04016+2610 es de aproximadamente  $50^\circ$ , este resultado estaría

---

<sup>8</sup>El valor de la luminosidad adoptado debe coincidir con aquél derivado de la SED. Por lo tanto, comúnmente se dice que la luminosidad escala con la SED.

sugiriendo que objetos con discos visto menos de canto podrían haber sido previamente clasificados de manera incorrecta como objetos de transición<sup>9</sup>.

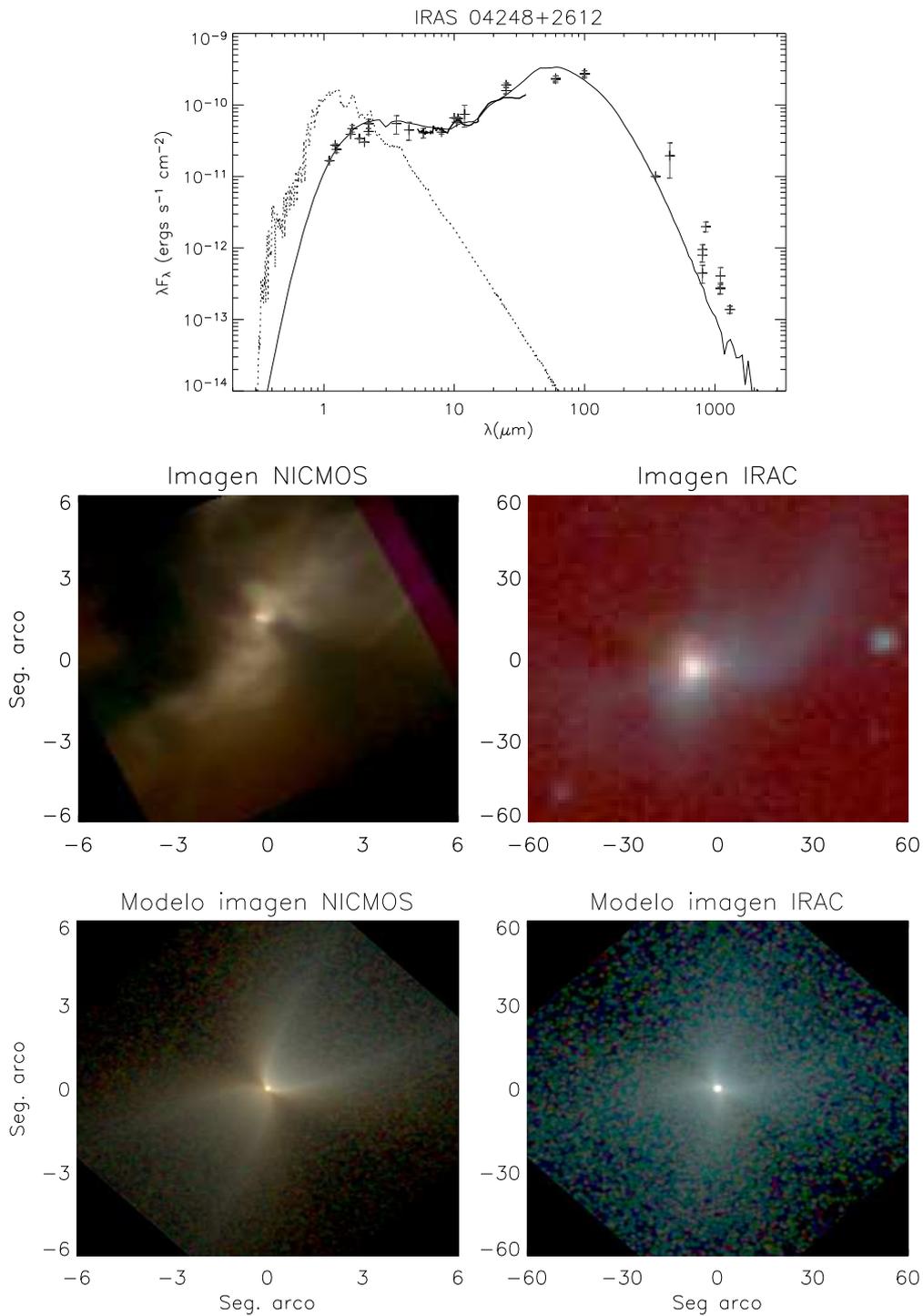
#### 4.4.2. IRAS 04248+2612

Esta fuente, también conocida como HH31 IRS, es la protoestrella de clase I de menor masa de Taurus ( $M_* \sim 0.07M_{\odot}$ , White & Hillenbrand 2004). Este objeto está asociado a un flujo bipolar molecular (Moriarty-Schiaven et al. 1992; Gómez et al. 1997) y conforma un sistema triple. Las componentes A y B tienen brillos comparables y se encuentran separadas por  $0.16''$  (Padgett et al. 1999); la tercer componente (C) se encuentra localizada a  $4.55''$  del par AB (Duchene et al. 2004). En este análisis, se trata al sistema binario cercano como una fuente simple. Dado que la fuente central ilumina una envoltente de grandes dimensiones y a un disco con un agujero interno también grande, esta simplificación no debería afectar a los parámetros derivados para la envoltente y el disco.

La SED construida a partir de los flujos compilados de la literatura no cubre bien el rasgo ("feature") del silicato alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . Afortunadamente, el espectro Spitzer/IRS 5–36  $\mu\text{m}$  obtenido por Furlan et al. (2008) incluye esta región y muestra una pequeña emisión alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . Los flujos en el infrarrojo lejano y en el rango submilimétrico son escasos, por lo que la SED no se encuentra bien definida en esa región. Las imágenes obtenidas por los dos telescopios, HST/NICMOS y Spitzer/IRAC, están disponibles para esta fuente. La imagen NICMOS muestra una nebulosa de reflexión, bipolar, larga y curvada, mientras que las imágenes IRAC muestran una estructura elongada no simétrica. De la misma manera que para el análisis realizado para la fuente IRAS 04016+2610, en el análisis para la protoestrella IRAS 04248+2612, se fija la temperatura ( $T_* = 2845 \text{ K}$ ), de acuerdo al valor derivado por White & Hillenbrand (2004) y se lleva a cabo el modelado combinado de la SED y las imágenes. En la Tabla 4.5 se listan los mejores modelos

---

<sup>9</sup>Whitney et al. (2003a) notaron que si el ángulo de inclinación es cercano a los  $90^\circ$  (disco visto de canto) el valor de la luminosidad real puede ser un factor 2–4 veces mayor que el determinado observacionalmente de la integración de la SED.



**Fig. 4.3:** Modelo combinado (SED+imagen, ver Tabla 4.6) para la fuente IRAS 04248+2612. En el panel superior se muestran el mejor modelo combinado de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m, y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel central izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, y en el panel central derecho la imagen Spitzer/IRAC, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. En los paneles inferiores derecho e izquierdo se muestran las imágenes modeladas en las bandas de NICMOS e IRAC correspondientes al mejor modelo combinado (SED+imagen).

derivados de la grilla de Robitaille et al. (2006), mientras que en la Tabla 4.6 y en la Figura 4.3 se muestra el mejor modelo combinado.

El mejor modelo combinado obtenido para esta fuente reproduce bien las imágenes HST y Spitzer. Dicho modelo aproxima también el espectro en el infrarrojo medio y reproduce los flujos, con excepción de la región del milimétrico, donde el modelo subestima su valor (ver también Furlan et al. 2008). Para modelar la región de la SED en el milimétrico, es necesario incrementar  $R_c$ ,  $\theta$ , y  $\dot{M}$ , lo cual no brinda una buena aproximación de la SED en la región del infrarrojo. Además, los modelos de la imagen que resultan, no reproducen la forma de las imágenes NICMOS+IRAC. Los flujos observados en la región del milimétrico pueden estar asociados o contaminados por la emisión del polvo que yace fuera de la zona en colapso que no pertenece al sistema protoestrella+disco+envolvente, si no más bien corresponde a la nube circundante (Jayawardhana et al. 2001; Furlan et al. 2008). El campo de radiación interestelar podría ser la fuente del calentamiento externo de esa región de la nube. Modelos recientes que incluyen este efecto muestran un incremento en la radiación a longitudes de onda largas (Whitney, B. A. et al. 2010).

En la Tabla 4.8 se comparan el mejor modelo derivado de la grilla (ver Tabla 4.5), el modelo combinado (ver Tabla 4.6) y los diferentes modelos de la literatura para la fuente IRAS 04248+2612. La incorporación de las imágenes NICMOS en el modelado (ver Tabla 4.8) permite restringir mejor el valor del ángulo de inclinación ( $i$ :  $65.0^\circ$  vs  $69.5^\circ$ ) y del ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ :  $16.0^\circ$  vs  $14.5^\circ$ ). El modelado de las imágenes IRAC introduce modificaciones en varios parámetros, a saber: la masa del disco ( $M_{disco}$ :  $0.010 M_\odot$  vs  $0.005 M_\odot$ ), la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ :  $1.0 \times 10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$  vs  $1.4 \times 10^{-7} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ), el exponente radial de densidad del disco (A: 2.280 vs 2.135), el exponente de escala de altura del disco (B: 1.280 vs 1.135), el radio centrífugo ( $R_c$ : 60 UA vs 109 UA) y el radio interno del disco ( $R_{min}$ :  $11.7 R_*$  vs  $54.2 R_*$ ).

Padgett et al. (1999) estimaron el valor del ángulo de apertura  $\theta = 30.0^\circ$  (medido desde el eje de rotación). En este trabajo, se deriva un ángulo de apertura  $\theta = 16.0^\circ$ , el cual se encuentra en acuerdo razonable considerado

**Tabla 4.8:** Diferentes modelos para la fuente IRAS 04248+2612

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo combinado | Kenyon et al. (1993c) | Lucas & Roche (1997) | Stark et al. (2006) | Furlan et al. (2008) |
|---|---------------|------------------|-----------------------|----------------------|---------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.22          | 0.07             |                       |                      | 0.50                |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 2.33          | 0.90             |                       |                      | 2.50                | 2.00                 |
| $T_*$ (K)   | 3131          | 2845             |                       |                      | 3800                |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 11.0          | 4.4              |                       |                      | 1.0                 |                      |
| $R_c$ (UA)  | 109           | 60               | 70                    |                      | 50                  | 30                   |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 54.2          | 11.7             |                       |                      | 5373.6              |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 2122          | 9000             |                       |                      | 5000                |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.15          | 0.10             |                       |                      |                     |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.005         | 0.010            |                       |                      | 0.01                |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | 14.0          | 1.0              |                       |                      |                     |                      |
| A   | 2.135         | 2.280            |                       |                      | 2.250               |                      |
| B   | 1.135         | 1.280            |                       |                      | 1.250               |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 14.5          | 16.0             |                       | 15.0                 | 20.0                | 15.0                 |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 69.5          | 65.0             | 30.0                  | 78.0                 | 76.0                | 70.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 0.47          | 1.05             |                       |                      | 0.37                | 0.40                 |

que, para una cavidad curva como la usada. Este ángulo se mide en el radio externo de la envolvente, el cual es de 9000 UA. Andrews & Willians (2005) y Ohashi et al. (1996) derivaron  $M_{\text{disco}} = 0.005 M_{\odot}$  y  $M_{\text{disco}} < 0.034 M_{\odot}$ , respectivamente. De este trabajo se obtiene  $M_{\text{disco}} = 0.01 M_{\odot}$ , el cual está dentro del rango de las determinaciones previas. A partir de las imágenes HST/NICMOS, Stark et al. (2006) sugirieron que la inclinación de esta fuente es cercana a la de un sistema visto de canto. Del análisis combinado realizado a IRAS 04248+2612, se derivó para el ángulo de inclinación un valor menor ( $i = 65.0^{\circ}$ ). White & Hillenbrand (2004) derivaron un valor de la tasa de acreción de masa del disco un orden de magnitud menor que el obtenido del modelo combinado ( $\dot{M}_{\text{acc}} = 1.0 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  vs  $\dot{M}_{\text{disco}} = 1.0 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ).

Kenyon et al. (1993c) modelaron la SED de la fuente IRAS 04248+2612 utilizando un código de transporte radiativo 1.5D. Lucas & Roche (1997) analizaron imágenes de baja resolución en el infrarrojo cercano utilizando un modelo de dispersión de la radiación. Stark et al. (2006) modelaron las imágenes HST/NICMOS para IRAS 04248+2612. El mejor modelo de Furlan et al. (2008) aproxima mejor la región de longitudes de onda corta que la región del infrarrojo lejano y milimétrico de la SED. En la Tabla 4.8 se resumen los parámetros derivados por los modelados previos.

En la Tabla 4.8 se observa un buen acuerdo entre el modelo combinado (SED+imagen) y aquéllos provenientes de la literatura, en particular con respecto a  $M_{\text{disco}}$ ,  $\theta$  y  $\dot{M}$ . Para  $R_c$  se obtiene un valor de 60 UA (con  $\rho_1 = 1.0 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ ), aproximadamente similar al de Furlan et al. (2008),  $R_c = 30$  UA y en acuerdo con los derivados por los otros autores (ver Tabla 4.8). Cabe mencionar que el modelo correspondiente a  $R_c < 60$  UA produce una imagen menos extendida, la cual no refleja la imagen observada que se muestra en el panel izquierdo de la Figura 4.3. El valor de la inclinación obtenido ( $i = 65.0^{\circ}$ ) está en acuerdo con las determinaciones previas, pero difiere con la estimación de Kenyon et al. (1993c,  $i = 30.0^{\circ}$ ). Además, el valor de  $R_{\text{min}}$  ( $= 11.7 R_*$ ) difiere significativamente del valor derivado por Stark et al. (2006),  $R_{\text{min}} = 5373.6 R_*$ . Para los parámetros estelares, se obtuvo  $R_* = 0.9 R_{\odot}$  y  $M_* = 0.07 M_{\odot}$ . Esto representa una estimación en exceso (o un límite superior) de la masa de la estrella de mayor masa del par central, ya que en el modelo

se asume una única fuente. La masa de la fuente central pertenece al rango de las masas de las enanas marrones. Sin embargo, ésta puede continuar creciendo hasta que la etapa principal de acreción finalice.

#### **4.4.3. IRAS 04302+2247**

Esta fuente de clase I se encuentra casi de canto en el plano del cielo y exhibe una nebulosa bipolar de luz dispersada con aproximadamente el mismo brillo en los lóbulos Este y Oeste. Bontemps et al. (1996) detectaron un flujo molecular bipolar asociado con IRAS 04302+2247. Para este objeto se modelan la SED, incluyendo el espectro Spitzer, y las imágenes NICMOS.

En la SED puede observarse un rasgo de absorción profundo en  $10 \mu\text{m}$ , característica que también muestra el espectro Spitzer. Whitney et al. (2003a) mostraron que tal absorción en  $10 \mu\text{m}$  puede ser el resultado de un disco visto de canto que extingue todo el flujo estelar proveniente de la protoestrella y el flujo en el infrarrojo medio originado en la parte interna y caliente del disco. Luego, la SED consiste de dos componentes: la contribución proveniente de la luz dispersada de la estrella más la parte interna del disco que posee un máximo en  $2 \mu\text{m}$  y la contribución térmica originada por la radiación del polvo más frío, ubicado en la parte menos oscurecida tanto del disco como de la envolvente. La imagen NICMOS muestra una nebulosa atravesada por una banda opaca que se extiende unas 900 UA de Norte a Sur. En esta imagen no se observa la fuente central.

En la Tabla 4.4 se listan los resultados del mejor modelo derivado de la grilla de Robitaille et al. (2006). En un primer intento de modelar esta fuente, se modeló la SED, incluyendo el espectro, pero ignorando los flujos de la imagen NICMOS (modelo a, columna izquierda en la Tabla 4.9, y Figura 4.4). Este modelo no reproduce las imágenes HST. En la imagen modelada, la banda central (el disco) no es tan ancha como en los datos observacionales del NICMOS. Los parámetros correspondientes a este modelo son, en general, diferentes a los obtenidos a partir del análisis utilizando la grilla. Para obtener una mejor aproximación de la imagen NICMOS, se necesita un disco más de canto, como así también un valor mayor de los exponentes A (densidad radial del disco) y B (escala de altura del disco), o sea un disco grueso con una

mayor concavidad. En la Figura 4.5 y en la columna central de la Tabla 4.9 (modelo b), se muestra el modelo que reproduce mejor la imagen NICMOS, pero que produce una aproximación pobre de la SED y del espectro IRS.

**Tabla 4.9:** *Diferentes modelos para la fuente IRAS 04302+2247*

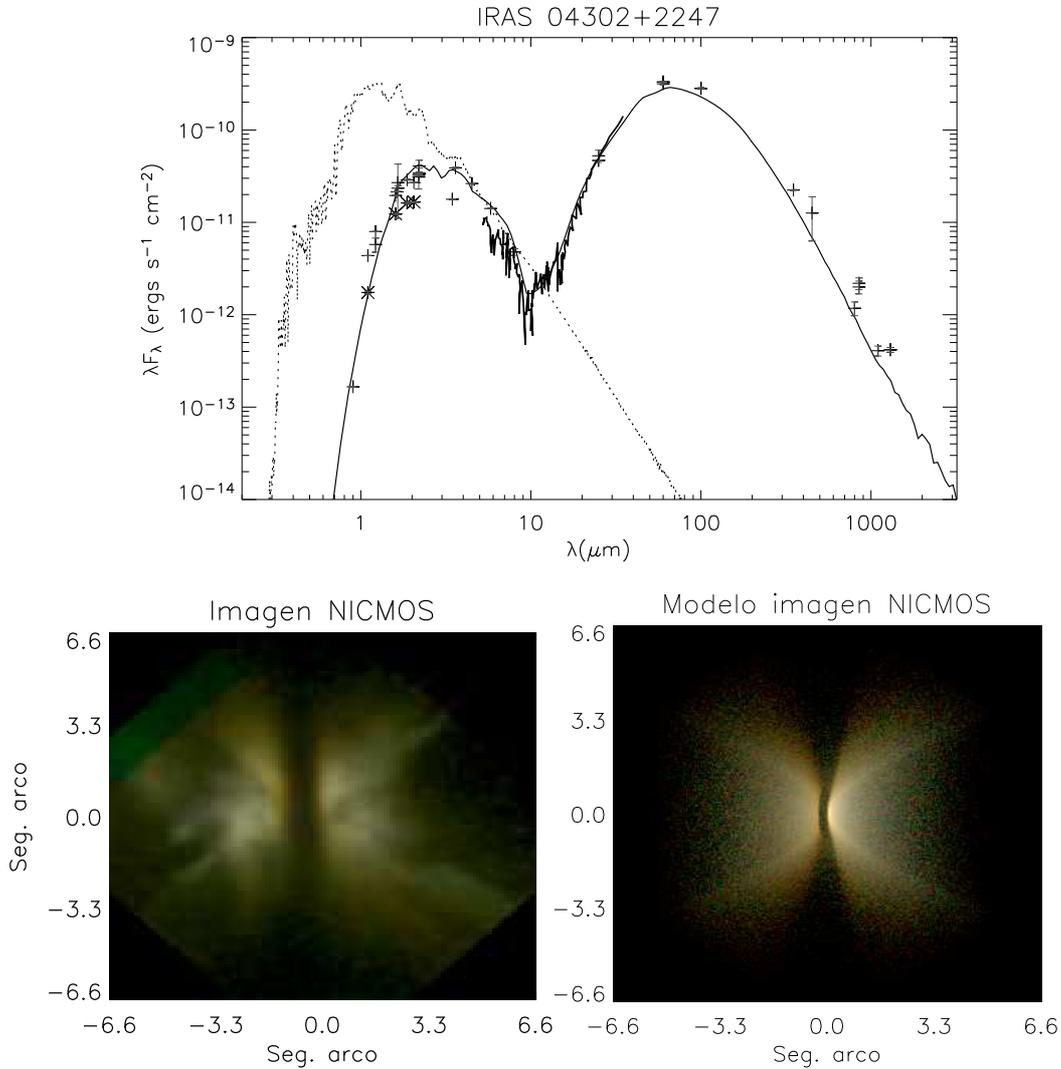
| Parámetro   | Modelo a <sup>1</sup> | Modelo b <sup>2</sup> | Modelo c <sup>3</sup> |
|---|-----------------------|-----------------------|-----------------------|
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_{\odot}$ /año) [tasa de acreción de masa de la envolvente]  | 1.0                   | 1.7                   | 9.0                   |
| $R_c$ (UA) [radio centrífugo]   | 250                   | 500                   | 500                   |
| $R_{min}$ ( $R_*$ ) [radio interno del disco]                                     | 60                    | 40                    | 20                    |
| $R_{max}$ (UA) [radio externo de la envolvente]                                   | 1870                  | 1870                  | 1870                  |
| $M_{disco}$ ( $M_{\odot}$ )   | 0.07                  | 0.30                  | 0.07                  |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-9}M_{\odot}$ /año) [tasa de acreción de masa del disco] | 4.40                  | 1.00                  | 0.54                  |
| A [exponente radial de la densidad del disco]                                     | 2.14                  | 2.18                  | 2.22                  |
| B [exponente de la escala de altura del disco]                                    | 1.14                  | 1.18                  | 1.22                  |
| $\theta$ ( $^{\circ}$ ) [ángulo de apertura de la cavidad <sup>(*)</sup> ]        | 33                    | 33                    | 6                     |
| $i$ ( $^{\circ}$ ) [inclinación]  | 80                    | 83                    | 83                    |
| $\rho_{cav}$ ( $g\ cm^{-3}$ ) [densidad de la cavidad]                            | $2.6 \times 10^{-21}$ | $2.6 \times 10^{-21}$ | $1.5 \times 10^{-16}$ |

<sup>(1)</sup> Modelo de la SED, incluyendo el espectro IRS, pero ignorando los flujos NICMOS (ver Figura 4.4).

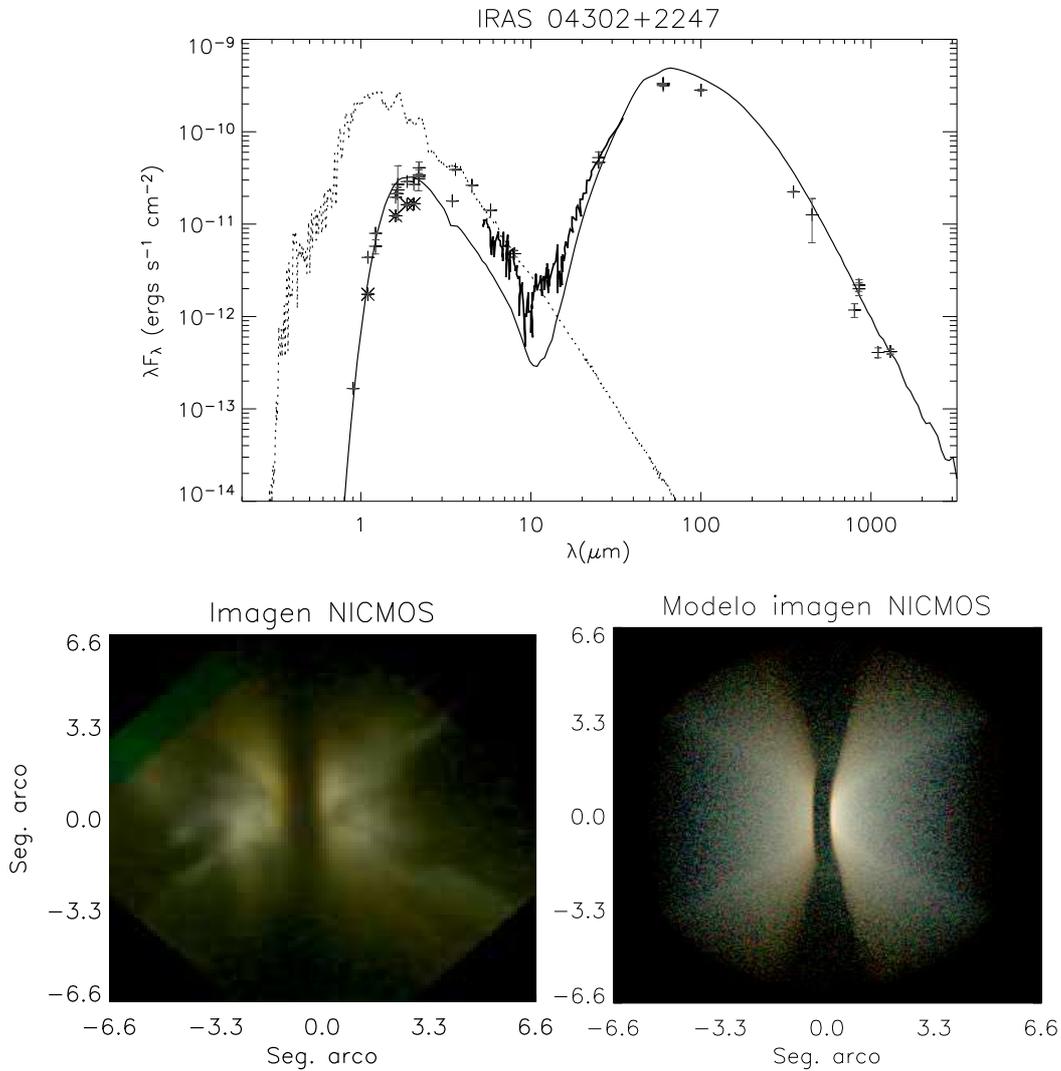
<sup>(2)</sup> Modelo de la imagen NICMOS (ver Figura 4.5). En este caso se ignora tanto la SED como el espectro IRS.

<sup>(3)</sup> Modelo combinado para la SED(+espectro IRS) y la imagen NICMOS (ver Figura 4.6).

(\*) Medido desde el eje de rotación.



**Fig. 4.4:** Modelo de la SED para la fuente IRAS 04302+2247, en donde se incluye el espectro IRS pero se ignora los flujos NICMOS (modelo a en la Tabla 4.9, columna izquierda). En el panel superior se muestra el modelo de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m y los flujos observados, en donde los asteriscos corresponden a los flujos NICMOS (Padgett et al. 1999) y las cruces a los datos publicados por otros autores (ver Tabla 4.3). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la correspondiente imagen modelada.

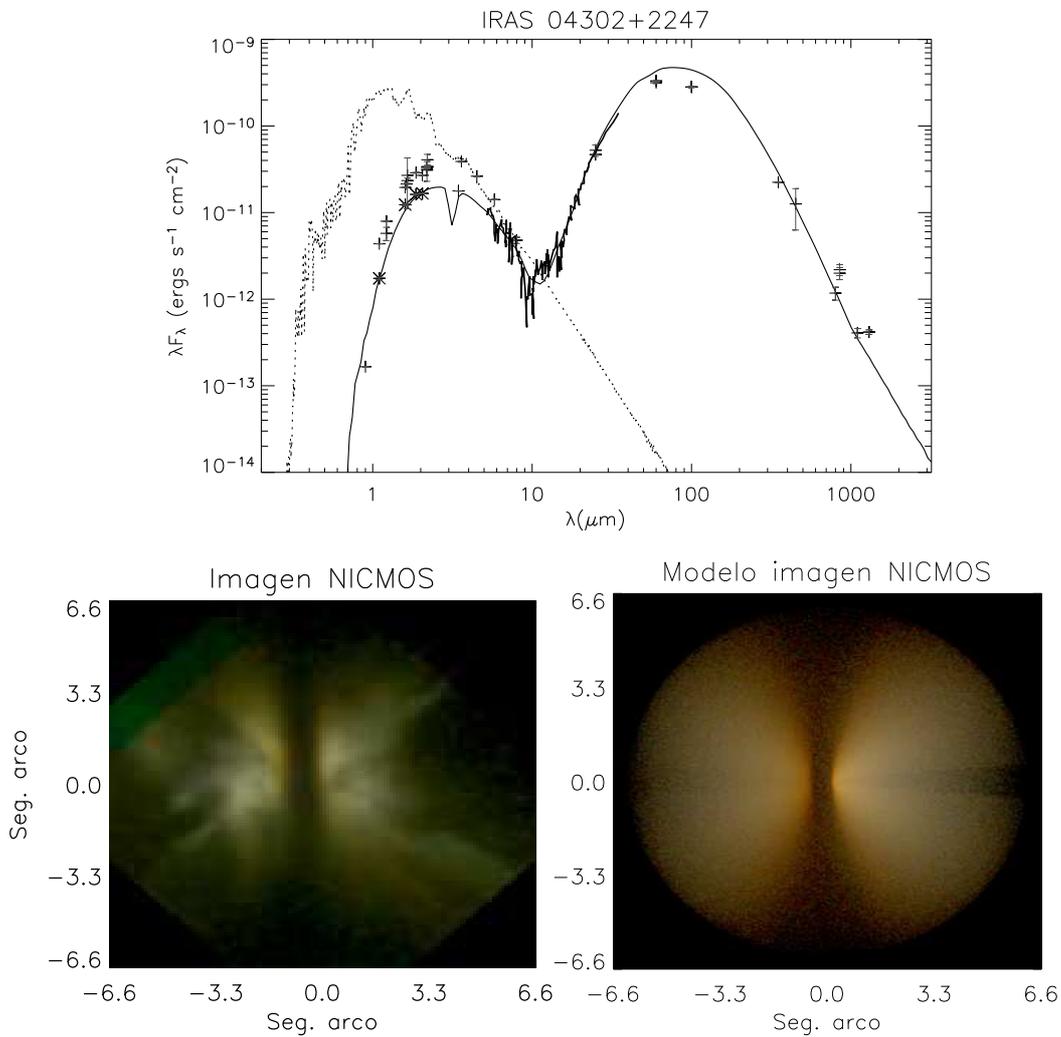


**Fig. 4.5:** Mejor modelo de la imagen HST/NICMOS para la fuente IRAS 04302+2247 (modelo b en la Tabla 4.9, columna central). En este caso se ignora tanto la SED como el espectro IRS para el análisis. En el panel superior se muestra el modelo de la SED, que corresponde al mejor modelo de la imagen NICMOS, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m y los flujos observados. Los asteriscos corresponden a los flujos NICMOS (Padgett et al. 1999) y las cruces a los datos publicados por otros autores (ver Tabla 4.3). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior-izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la mejor imagen modelada.

En ese modelo, los parámetros que corresponden al disco difieren significativamente de los obtenidos previamente (es decir, el modelo "a" de la SED que incluye el espectro IRS pero ignora los flujos NICMOS, mostrado en la columna izquierda de la Tabla 4.9 y en la Figura 4.4). Luego, se buscó un modelo combinado que ofreciera un compromiso aceptable entre la aproximación de la SED y de la imagen.

Inicialmente, se consideraron las diferencias entre los valores de los parámetros en las columnas central e izquierda de la Tabla 4.9 y su influencia en las imágenes y la SED, respectivamente. Por ejemplo, si se incrementa el valor del ángulo de inclinación de  $80^\circ$  a  $83^\circ$ , se obtiene alrededor de  $10 \mu\text{m}$  una SED modelada con una caída más profunda que en el espectro Spitzer. De la misma forma una SED modelada con valores más grandes de A y B, subestima los flujos observados en la región del infrarrojo cercano y medio del espectro. Por el contrario, si se adopta el valor del ángulo de inclinación correspondiente al mejor modelo de la SED (modelo "a" en la Tabla 4.9, columna izquierda y Figura 4.4), la imagen resultante no se parece a la imagen HST. En la imagen HST, puede observarse claramente que se necesita un disco grande, visto de canto, y en el modelo obtenido de la SED se observa que se necesita una mayor cantidad de luz más dispersada en el infrarrojo cercano. Por ello, se eligió incrementar la densidad en las cavidades del flujo molecular para proporcionar más luz dispersada (modelo "b", columna central de la Tabla 4.9 y Figura 4.5). Ese parámetro también afecta la forma de la SED en el rango de  $10\text{--}100 \mu\text{m}$ , por lo que se necesitó modificar otros parámetros, como:  $\dot{M}_{\text{disco}}$ ,  $R_{\text{min}}$ ,  $M_{\text{disco}}$ ,  $R_c$ ,  $\dot{M}$ , y A y B. En particular, A y B son importantes, ya que tienen valores mayores que los típicos de los objetos de clase I (Whitney et al. 2003a).

El mejor modelo combinado (modelo "c"), que se muestra en la Tabla 4.9 (columna derecha) y en la Figura 4.6, reproduce mejor el espectro en el infrarrojo medio y los flujos de Padgett et al. (1999) en el infrarrojo cercano (asteriscos en las Figuras 4.4, 4.5, y 4.6). Los otros datos en el infrarrojo cercano fueron tomados con una apertura "beam" más grande, por lo que se espera que tengan un valor de flujo mayor (Whitney et al. 1997). En general, el modelo combinado (modelo "c", columna derecha en la Tabla 4.9, Figura 4.6)



**Fig. 4.6:** Modelo combinado de la SED (incluyendo el espectro IRS) y de la imagen NICMOS (modelo c en la Tabla 4.9, columna derecha) para la fuente IRAS 04302+2247. En el panel superior se muestra el modelo de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m y los flujos observados, en donde los asteriscos corresponden a los flujos NICMOS (Padgett et al. 1999) y las cruces a los datos publicados por otros autores (ver Tabla 4.3). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con el HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la correspondiente imagen modelada.

es similar al modelo "b" (mejor aproximación de la imagen HST, ver columna central en la Tabla 4.9, Figura 4.5) y reproduce satisfactoriamente la banda central oscura que se observa en la imagen HST.

En la Tabla 4.10 se listan el modelo resultante del análisis con la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5), el modelo combinado (ver Tabla 4.6 o modelo "c" en la columna derecha de la Tabla 4.9) y los diferentes modelos de la literatura. La incorporación al análisis de las imágenes NICMOS en los modelos (ver Tabla 4.10) ayuda a una mejor determinación del valor para el ángulo de inclinación ( $i$ :  $83.0^\circ$  vs  $31.8^\circ$ ).

Padgett et al. (1999), a partir de imágenes de HST/NICMOS, derivaron un ángulo de apertura de la cavidad de  $\theta = 30.0^\circ$  (medido desde el eje de rotación). Andrews & Willians (2005) estimaron  $M_{\text{disco}} = 0.03 M_{\odot}$ , usando datos en el rango submilimétrico, mientras que Wolf et al. (2008) obtuvieron  $M_{\text{disco}} = 0.07 M_{\odot}$  a partir de datos en  $850 \mu\text{m}$ . El modelo combinado arrojó un valor del ángulo de apertura de la cavidad, bastante pequeño ( $\theta = 6.0^\circ$ ) en comparación con el obtenido por Padgett et al. (1999). Sin embargo, tanto los modelos "a" y "b" en la Tabla 4.9 (columnas izquierda y central, respectivamente), como el modelo derivado de la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5), dieron un ángulo de apertura de la cavidad consistente con Padgett et al. (1999). Las estimaciones de la masa del disco ( $M_{\text{disco}} = 0.07 M_{\odot}$ ) están también en acuerdo con determinaciones previas.

Varios grupos de investigación han modelado esta fuente. Lucas & Roche (1997) notaron que la forma de la nebulosa se asemeja a la de las alas de una mariposa y, por ello, la llamaron "la estrella alas de mariposa (*the butterfly star*)". Estos autores concibieron la morfología cuadrupolar de IRAS 04302+2247 como producida por una envolvente en acreción vista de canto y un flujo molecular bipolar perpendicular a la franja oscura. Whitney et al. (1997) modelaron imágenes en el infrarrojo cercano de baja resolución, utilizando el código de transporte radiativo Monte Carlo en 2D, basado en el modelo de Terebey et al. (1984). Stark et al. (2006) modelaron las imágenes HST y Furlan et al. (2008) la SED (para  $\rho_1 = 3.0 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ ). En la Tabla 4.10 se listan los parámetros correspondientes a los modelos de la literatura.

Para IRAS 04302+2247 se derivó un valor de  $M_{\text{disco}}$  grande ( $0.07 M_{\odot}$ , ver

**Tabla 4.10:** *Diferentes modelos para la fuente IRAS 04302+2247*

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo combinado | Lucas & Roche (1997) | Whitney et al. (1997) | Stark et al. (2006) | Furlan et al. (2008) |
|---|---------------|------------------|----------------------|-----------------------|---------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.19          | 0.50             |                      | 0.50                  |                     |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 2.85          | 2.85             |                      | 2.00                  | 2.50                | 2.00                 |
| $T_*$ (K)   | 3024          | 3800             |                      |                       | 3800                |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 28.0          | 9.0              |                      | 2.0                   |                     |                      |
| $R_c$ (UA)  | 57.9          | 500.0            |                      | 10.0                  | 300.0               | 300.0                |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 98.6          | 20.0             |                      |                       | 3.0                 |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 5786          | 1870             |                      |                       | 5000                |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.31          | 0.12             |                      |                       |                     |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.001         | 0.070            |                      |                       | 0.070               |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-9}M_\odot/\text{año}$ ) | 4.40          | 0.54             |                      |                       |                     |                      |
| A   | 2.136         | 2.220            |                      |                       | 2.250               |                      |
| B   | 1.136         | 1.220            |                      |                       | 1.250               |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 32.5          | 6.0              | 75.0                 | 26.0                  | 25.0                | 22.0                 |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 31.8          | 83.0             | 90.0                 | 78.0-90.0             | 85.0                | 89.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 0.62          | 1.52             |                      |                       |                     | 1.00                 |

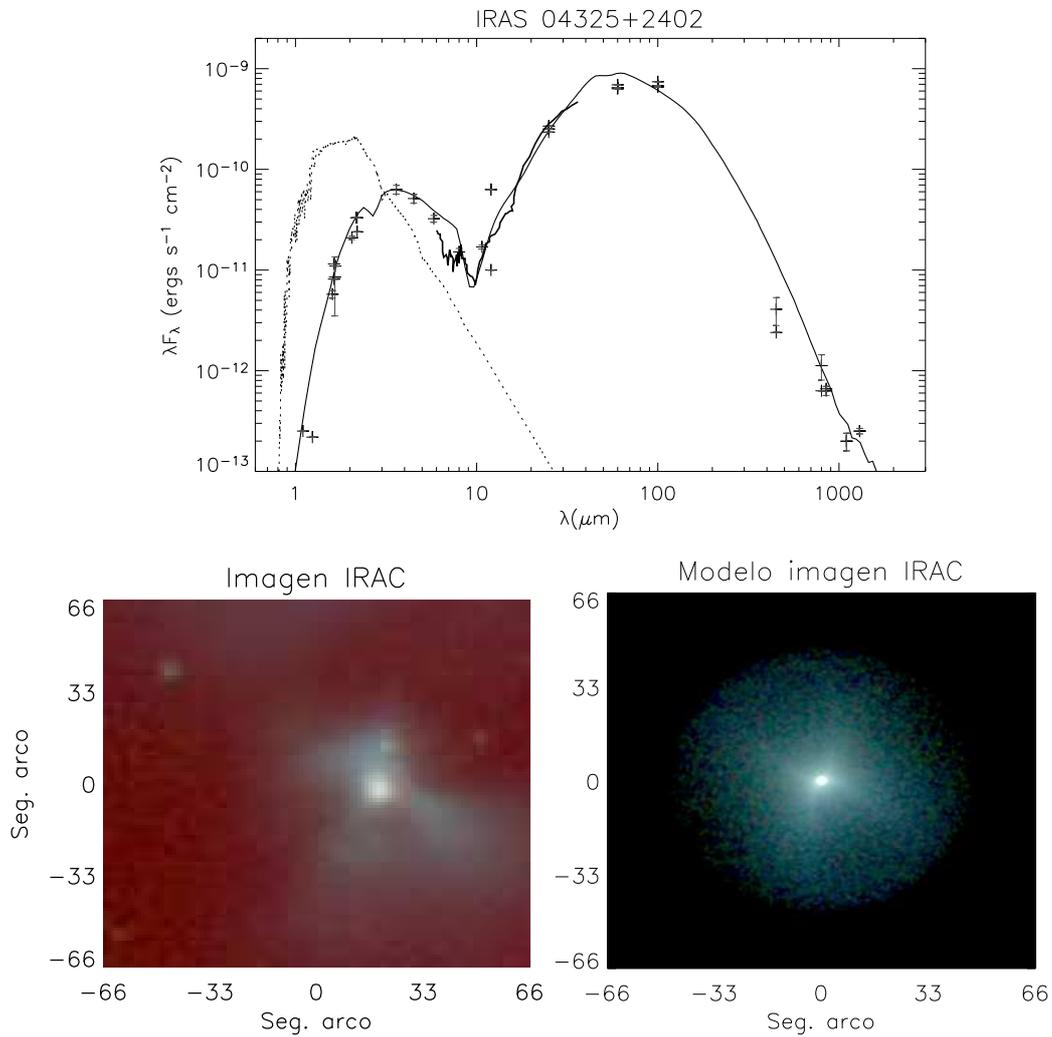
Tabla 4.6) en acuerdo con la estimación realizada por Stark et al. (2006) (ver Tabla 4.10). La tasa de acreción de masa del disco para este objeto se encuentra entre los parámetros determinados más pobremente para toda la muestra analizada, debido a que el ángulo de inclinación bloquea la radiación de la región interna del disco y el flujo en el infrarrojo medio. Como se mencionó anteriormente, el objeto central no aparece en las imágenes HST. El modelo obtenido predice una estrella central de baja masa ( $M_* = 0.5 M_\odot$ ), con un radio de  $2.85 R_\odot$  y una temperatura de 3800 K.

Los resultados obtenidos, en general, se encuentran en acuerdo con trabajos previos (ver Tabla 4.10). En particular, se ha encontrado un buen acuerdo para  $i$ ,  $A$ ,  $B$  y  $M_{disco}$ . Sin embargo, el ángulo de apertura de la cavidad derivado ( $\theta = 6.0^\circ$ ) resulta menor que en otras determinaciones ( $\theta = 22.0\text{--}75.0^\circ$ ). Además, el radio centrífugo  $R_c$ , está en acuerdo con lo determinado por Stark et al. (2006) y Furlan et al. (2008), pero difiere con el valor derivado por Whitney et al. (1997). Sin embargo, el resultado obtenido por Whitney et al. ( $R_c = 10$  UA, 1997) está basado en imágenes de baja resolución en el infrarrojo cercano, los cuales no resuelven el disco de tamaño grande observado. Con  $R_c < 200$  UA, la SED modelada no reproduce bien las regiones del infrarrojo cercano y del submilimétrico. Además, la imagen modelada presenta una extensión menor que las imágenes observadas.

#### **4.4.4. IRAS 04325+2402**

Esta fuente, también conocida como L1535 IRS, presenta una nebulosa bipolar de luz dispersada, de morfología compleja, asociada con un flujo molecular bipolar (Moriarty-Schiaven et al. 1992; Hogerheijde et al. 1998). Las observaciones HST/NICMOS resuelven este objeto como un sistema binario central (A/B), más una tercera compañera (C), con una evolvente y un disco de polvo visto casi de canto (Hartmann et al. 1999). Estos autores sugieren que posiblemente el sistema tiene múltiples centros de caída libre del material ("infall"), discos y cavidades no alineadas.

La SED y el espectro Spitzer en  $5\text{--}36 \mu\text{m}$  muestran una caída alrededor de  $10 \mu\text{m}$ , similar a la de la fuente IRAS 04302+2247, y sugiere que podría tratarse de una fuente vista de canto Whitney et al. (2003a). La SED también



**Fig. 4.7:** Mejor modelo combinado (SED+imagen, ver Tabla 4.6) para la fuente IRAS 04325+2402. En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m, y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett (et al. 2005) con el Spitzer/IRAC, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la imagen correspondiente al mejor modelo combinado (SED+imagen).

muestra un pico secundario alrededor de  $100 \mu\text{m}$ . La imagen IRAC de IRAS 04325+2405 muestra una nebulosa bipolar de reflexión con el lóbulo Sur-Este más extendido que el otro, con forma de "U". En esa imagen, pueden distinguirse las tres componentes estelares mencionadas anteriormente, aunque para este análisis, se ha considerado este objeto como una estrella simple. El modelo obtenido, a partir de la aplicación de la grilla de Robitaille et al. (2006), se presenta en la Tabla 4.5. El modelo combinado (SED+imagen) se muestra en la Tabla 4.6 y en la Figura 4.7.

Se obtuvo un modelado satisfactorio para la SED en el infrarrojo cercano. En la Tabla 4.3 se listan dos valores del flujo en  $12 \mu\text{m}$ : un límite superior (obtenido del "IRAS Point Source Catalog") y la medición publicada por Clark (1991). El mejor modelado se encuentra entre esos dos valores. Sin embargo, dado que en este caso se dispone del espectro IRS, los valores, a veces inciertos de los flujos IRAS, son menos relevantes. El modelo obtenido se encuentra cercano al espectro IRS.

El modelo derivado no reproduce perfectamente la forma de la SED en el rango de  $5$  a  $36 \mu\text{m}$ . Furlan et al. (2008) notaron que el espectro tiene una forma peculiar en esa región, quizás debido a la binaridad de la fuente central. Finalmente, los flujos observados en el rango submilimétrico tienen una dispersión relativamente grande y el modelo obtenido no parece reproducir el flujo en  $450 \mu\text{m}$ . Sin embargo, el flujo observado corresponde a una apertura relativamente pequeña ( $\sim 9''$ ). El modelo de la SED correspondiente a una apertura de  $9''$  aproxima este punto.

La Tabla 4.11 resume los diferentes modelos para la fuente IRAS 04325+2402, incluyendo el modelo de la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5), el modelo combinado (ver Tabla 4.6) y los modelos previamente publicados (Kenyon et al. 1993b; Whitney et al. 1997; Furlan et al. 2008). Al incluir las imágenes IRAC en el modelado de IRAS 04325+2402 (ver Tabla 4.11), se obtienen diferentes valores en comparación con los de la grilla de Robitaille et al. (2006) para la masa del disco ( $M_{\text{disco}}$ :  $0.0001 M_{\odot}$  vs  $0.001 M_{\odot}$ ) y el radio interno del disco ( $R_{\text{min}}$ :  $661.1 R_{*}$  vs  $159.4 R_{*}$ ). Además,  $\dot{M}_{\text{disco}}$ , A (exponente radial de la densidad del disco) y B (exponente de la escala de altura del disco) no cambian al introducir en el modelado la imagen IRAC.

**Tabla 4.11:** Diferentes modelos para la fuente IRAS 04325+2402

| Parámetros   | Modelo grilla | Modelo combinado | Kenyon et al. (1993c) | Whitney et al. (1997) | Furlan et al. (2008) |
|--|---------------|------------------|-----------------------|-----------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                | 0.41          | 0.41             |                       |                       |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                | 3.17          | 3.17             |                       | 2.00                  | 2.00                 |
| $T_*$ (K)  | 3617          | 3150             |                       |                       |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )          | 2.9           | 2.9              |                       | 5.0                   |                      |
| $R_c$ (UA)   | 68.9          | 68.9             | 300.0                 | 50.0                  | $\sim 100.0$         |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                                | 159.4         | 661.1            |                       |                       |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                     | 4190          | 3500             |                       |                       |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                            | 0.72          | 0.12             |                       |                       |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                          | 0.001         | 0.0001           |                       |                       |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-10}M_\odot/\text{año}$ ) | 6.2           | 6.2              |                       |                       |                      |
| A  | 2.178         | 2.180            |                       |                       |                      |
| B  | 1.178         | 1.180            |                       |                       |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                              | 32.9          | 20.0             |                       | 11.0                  | 15.0                 |
| $i$ ( $^\circ$ )                                   | 69.5          | 55.0             | 60.0                  | 72.0-90.0             | 80.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                            | 1.54          | 1.21             |                       |                       | 0.90                 |

Hogerheijde et al. (1998), a partir de la observación del flujo molecular en  $^{12}\text{CO}$  3–2 asociado a esta fuente, estimaron un ángulo de inclinación  $i = 60^\circ$ . Andrews & Willians (2005) y Ohashi et al. (1996) derivaron  $M_{\text{disco}} = 0.008 M_{\odot}$  y  $M_{\text{disco}} < 0.021 M_{\odot}$ , respectivamente. Las determinaciones aquí presentadas tanto del ángulo de inclinación ( $i = 55.0^\circ$ ) como de la masa del disco ( $M_{\text{disco}} = 0.001 M_{\odot}$ ), están en buen acuerdo con las estimaciones previas mencionadas.

El ángulo de inclinación derivado es compatible con los valores determinados por Hogerheijde et al. (1998) y Kenyon et al. (1993b), pero difiere de los valores obtenidos por Furlan et al. (2008) que corresponden a  $\rho_1 = 3.0 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ , (ver Tabla 4.11). Un modelo de la SED con  $i \sim 80^\circ$ , como el obtenido por Furlan et al. (2008) (ver Tabla 4.11), no reproduce bien la región del infrarrojo lejano. Sin embargo, el valor obtenido para  $R_c$  ( $\sim 70 \text{ UA}$ ), concuerda con el obtenido por Whitney et al. (1997) y Furlan et al. (2008) y difiere con el obtenido por Kenyon et al. (1993b) a partir de imágenes de baja resolución en el infrarrojo cercano. Para valores de  $R_c > 100 \text{ UA}$ , el modelo de la SED muestra una absorción más profunda alrededor de  $10 \mu\text{m}$  y la imagen modelada resulta más extendida que la observada. Finalmente, los valores derivados para  $\theta$  y  $\dot{M}$  se encuentran en acuerdo con aquéllos obtenidos por otros autores (ver Tabla 4.11).

#### 4.4.5. IRAS 04361+2547<sup>10</sup>

Esta fuente, también conocida como TMR 1, es un objeto de clase I asociado a un flujo molecular bipolar (Terebey et al. 1990; Bontemps et al. 1996; Hogerheijde et al. 1998) y rodeada por una envoltura opaca en colapso (Kenyon et al. 1993b; Terebey et al. 1990). Este objeto es un sistema binario cercano. Terebey et al. (2000) encontraron que la compañera se encuentra separada por  $\sim 0.31''$ .

La dispersión que se observa en la SED en la región del infrarrojo cercano es debida, probablemente, a la variabilidad de la fuente central (Park & Kenyon 2002). La SED muestra una contribución importante en las regiones del

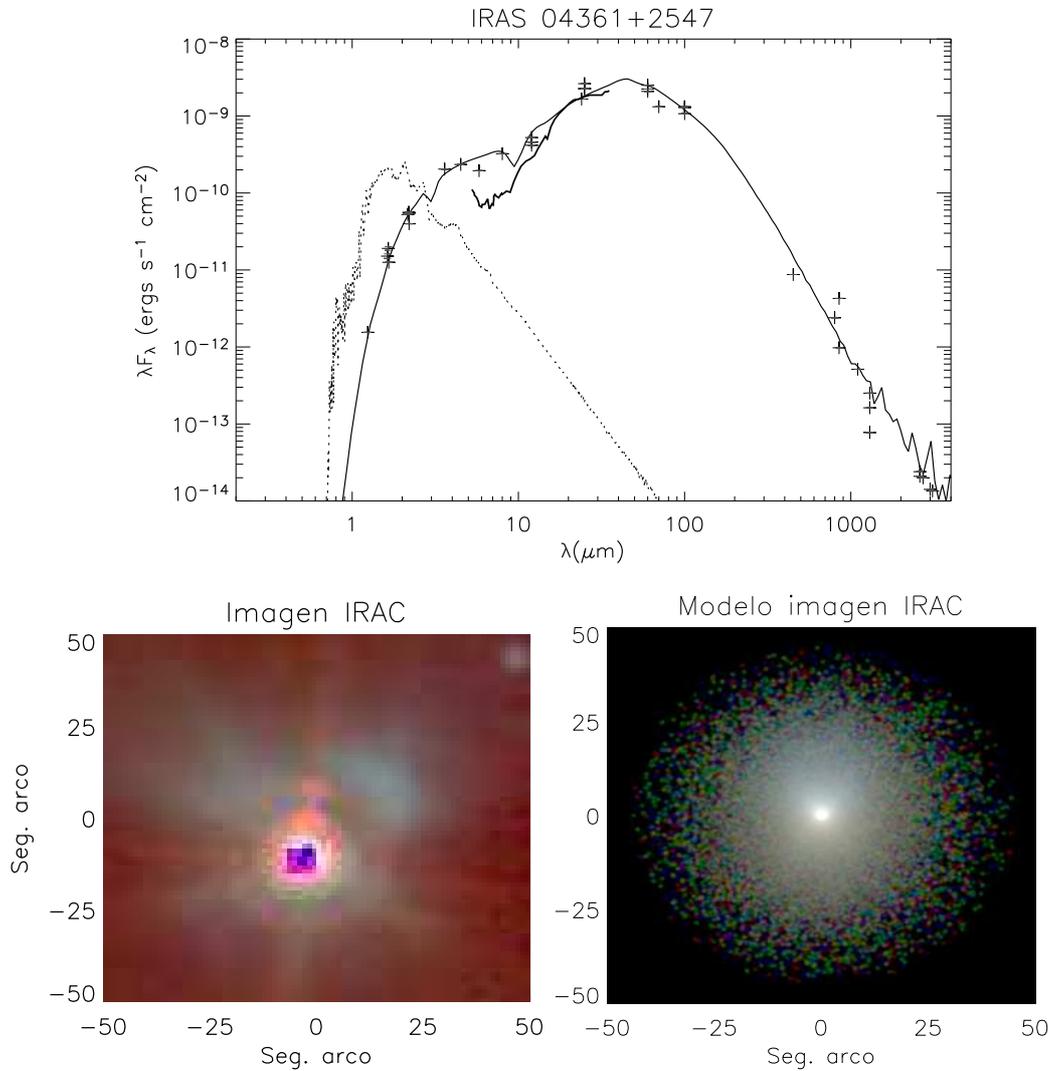
---

<sup>10</sup>En esta sección se reiteran algunos de los trabajos previos ya mencionados en la sección 3.4.5 del Capítulo 3, con el propósito de recordar todos los antecedentes del objeto. En el Apéndice 2 se discuten y comparan los dos modelos obtenidos para este objeto.

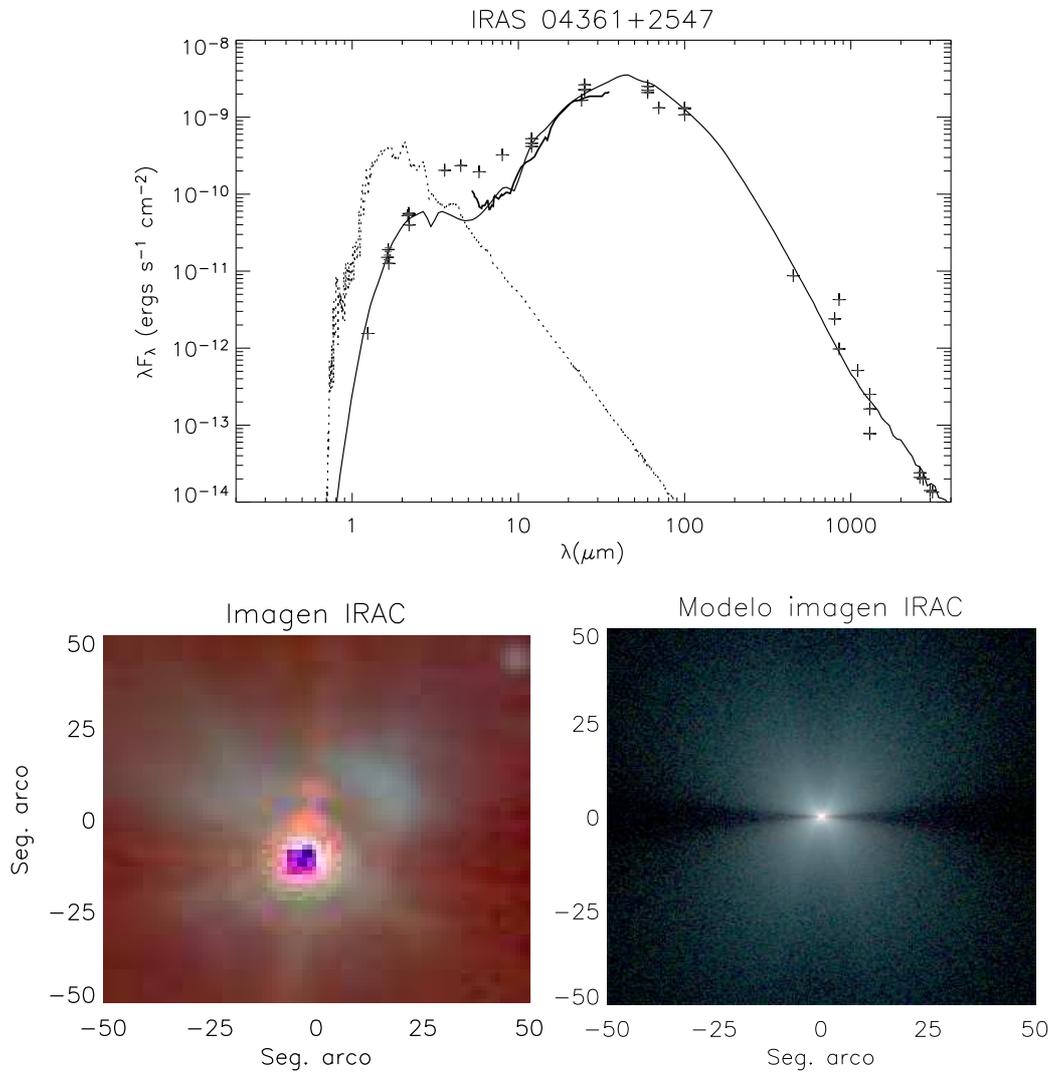
infrarrojo cercano y medio con un pico alrededor de  $100 \mu\text{m}$ , mientras que en el rango milimétrico los flujos tienen una dispersión significativa. El espectro Spitzer parece mostrar la combinación de una componente de absorción y una de emisión alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . Sin embargo, los flujos en  $5\text{--}36 \mu\text{m}$  del telescopio Spitzer no son consistentes con los compilados de la literatura. Las imágenes IRAC de IRAS 04361+2547 muestran una fuente central brillante con una nebulosa bipolar débilmente extendida en la dirección Norte-Sur. El lóbulo del Norte se encuentra dominado por la contribución del filtro [3.6] (en azul). Como en los objetos previamente analizados, se modela esta fuente como una estrella simple.

En la Tabla 4.5 se lista el mejor resultado utilizando la grilla de Robitaille et al. (2006). Para el análisis combinado, ya que la SED (definida por los flujos observados en filtros de banda ancha) y el espectro Spitzer/IRS no coinciden, se presentan dos modelos: uno para la SED, sin el espectro IRS y con la imagen IRAC (modelo a en la Tabla 4.6 y Figura 4.8), y otro para el espectro Spitzer, con todos los flujos salvo los de IRAC e incluyendo la imagen IRAC (modelo b en la Tabla 4.6 y Figura 4.9). La imagen IRAC parece estar parcialmente saturada (ver Figuras 4.8 y 4.9). Debido a ello, esos flujos pueden estar subestimados. En la Tabla 4.6 se lista el modelo final combinado (SED+imagen) y el modelo final del espectro Spitzer. En las Figuras 4.8 y 4.9 se muestran la SED y la imagen modeladas. La región de rango milimétrico en la SED observada presenta una dispersión considerable. Debido a ello, se adoptó un modelo que reproduce los valores promedio de los flujos observados.

En la Tabla 4.12 se resumen los diferentes modelos de la literatura para IRAS 04361+2547 y, además, se incluye el modelo de la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5) y los modelos combinados (ver Tabla 4.6). En particular, en la Tabla 4.12 se listan los parámetros de los modelos de Kenyon et al. (1993b), Whitney et al. (1997) y Gramajo et al. (2007, derivado para imágenes en la banda L), y Furlan et al. (2008,  $\rho_1 = 2.4 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ ). La imagen IRAC introduce modificaciones en algunos de los parámetros en los dos modelos, a y b (ver Tabla 4.12), como el radio centrífugo ( $R_c$ : 40-50 UA



**Fig. 4.8:** Modelo combinado SED+imagen sin incluir el espectro IRS para la fuente IRAS 04361+2547 (modelo "a" en la Tabla 4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$ , y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por (Padgett et al. 2005) con el Spitzer/IRAC, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la imagen modelada correspondiente al mejor modelo combinado (SED+imagen).



**Fig. 4.9:** Modelo combinado para la fuente IRAS 04361+2547, en el cual se incluye el espectro IRS, todos los flujos compilados de la literatura salvo los flujos IRAC, y la imagen IRAC (modelo b en la Tabla tab4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu$ m, y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por (Padgett et al. 2005) con el Spitzer/IRAC, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la imagen correspondiente al mejor modelo combinado (SED+imagen).

vs 7.6 UA), y el radio interno del disco ( $R_{min}$ : 2.0  $R_*$  -modelo "a"- , 50.0  $R_*$  -modelo "b"- vs 1.0  $R_*$ ). El ángulo de inclinación fue modificado sólo para el modelo "b" ( $i$ : 70° vs 18.2°), mientras que el exponente de densidad radial del disco y el exponente de escala de altura del disco se modifican para el modelo "a" (A: 2.20 vs  $\sim$  2.04, B: 1.2 vs  $\sim$  1.04). Al incluir la imagen IRAC en el modelado (ver Tabla 4.12), no se observan cambios en la masa del disco ( $M_{disco}$ ) ni en la tasa de acreción de masa ( $\dot{M}_{disco}$ ).

Hogerheijde et al. (1998), del análisis del flujo molecular bipolar en  $^{12}\text{CO}$  3–2, estimaron  $i = 60^\circ$ . Andrews & Willians (2005) y Ohashi et al. (1996) derivaron  $M_{disco} = 0.01 M_\odot$  y  $M_{disco} = 0.032 M_\odot$ , respectivamente. A partir del análisis realizado en este trabajo, se derivan dos valores diferentes para el ángulo de inclinación, uno para el modelo "a" ( $i = 18.2$ , ver Tabla 4.6) y otro para el modelo "b" ( $i = 70.0$ , ver Tabla 4.6). El último modelo, concuerda con la estimación de Hogerheijde et al. (1998). En el caso de la masa del disco, tanto el modelo "a" como el modelo "b" dan el mismo valor ( $M_{disco} = 0.001 M_\odot$ , ver Tabla 4.6), un orden de magnitud menor que las estimaciones en los rangos submilimétrico y milimétrico. Las estimaciones en el rango submilimétrico/milimétrico son, probablemente, más precisas.

Los dos modelos (SED, sin el espectro IRS, + imagen IRAC; y espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$  + todos los flujos, excluyendo los flujos IRAC + imagen IRAC) muestran una absorción débil en 10  $\mu\text{m}$ . Sin embargo, los parámetros estelares correspondientes al mejor modelo combinado (SED+imágenes) y el mejor modelado del espectro difieren. Para  $L_{tot}$  se obtienen valores de 2.51  $L_\odot$  y 3.67  $L_\odot$ , para el modelo SED+imagen y para el modelo del espectro, respectivamente. En el caso de  $M_*$ , se derivan valores de 0.80  $M_\odot$  y 0.35  $M_\odot$ , respectivamente.

Mientras que las diferencias en  $\dot{M}_{disco}$ ,  $R_c$  y  $\theta$  no son significativas para estos modelos, el ángulo de inclinación difiere en  $\sim 50^\circ$  entre ambos. El ángulo de inclinación correspondiente al modelo de la SED, sin el espectro IRS, y la imagen IRAC, es menor que en los trabajos previos (18.2° vs 30–90°). El modelo que reproduce el espectro Spitzer tiene un ángulo de inclinación mayor (70°). Por lo tanto, se encuentra en mejor acuerdo con los resultados previos. Además, el segundo modelo reproduce la nebulosa bipolar que rodea a

**Tabla 4.12:** *Diferentes modelos para la fuente IRAS 04361+2547*

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo<br>combinado a <sup>1</sup> | Modelo<br>combinado b <sup>1</sup> | Kenyon et al.<br>(1993c) | Whitney et al.<br>(1997) | Gramajo et al.<br>(2007) | Furlan et al.<br>(2008) |
|---|---------------|------------------------------------|------------------------------------|--------------------------|--------------------------|--------------------------|-------------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.21          | 0.80                               | 0.35                               |                          |                          |                          |                         |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 4.89          | 3.10                               | 3.80                               |                          | 2.00                     |                          | 2.00                    |
| $T_*$ (K)   | 3092          | 4100                               | 4100                               |                          |                          |                          |                         |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 5.6           | 1.3                                | 4.2                                |                          | 5.0                      | 2-5.0                    |                         |
| $R_c$ (UA)  | 7.6           | 40.0                               | 50.0                               | 10.0                     | 50.0                     | 30.0-50.0                | 100.0                   |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 1.0           | 2.0                                | 50.0                               |                          |                          |                          |                         |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 2368          | 3600                               | 3600                               |                          |                          |                          |                         |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.10          | 0.02                               | 0.02                               |                          |                          |                          |                         |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.001         | 0.001                              | 0.001                              |                          |                          |                          |                         |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-7}M_\odot/\text{año}$ ) | 1.1           | 1.1                                | 1.1                                |                          |                          |                          |                         |
| A   | 2.037         | 2.200                              | 2.040                              |                          |                          |                          |                         |
| B   | 1.037         | 1.200                              | 1.040                              |                          |                          |                          |                         |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 8.5           | 8.4                                | 10.0                               |                          | 11.0                     | 15.0                     | 15.0                    |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 18.2          | 18.2                               | 70.0                               | 30.0                     | 72.0-90.0                | 72.0-75.0                | 80.0                    |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 2.09          | 2.51                               | 3.67                               |                          |                          |                          | 4.00                    |

<sup>(1)</sup> Modelo a: Corresponde a la SED, sin el espectro IRS, y la imagen (ver Figura 4.8).

<sup>(2)</sup> Modelo b: Reproduce en espectro Spitzer y todos los flujos compilados de la literatura (ver Tabla 4.3) salvo los flujos IRAC y la imagen (ver Figura 4.9).

la fuente central.

El resultado obtenido sugiere la presencia de un disco chico ( $M_{\text{disco}} \sim 0.001 M_{\odot}$ ) con una tasa de acreción de masa significativa ( $\dot{M}_{\text{disco}} = 1.1 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ). La tasa de acreción de masa de la envolvente ( $\dot{M}$ ) y el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ) están en acuerdo con determinaciones previas (ver Tabla 4.12). El radio centrífugo,  $R_c$ , derivado de este análisis (40 y 50 UA, para los modelos "a" y "b", respectivamente), concuerda con los modelos previos, con excepción de la estimación realizada por Furlan et al. (2008,  $R_c = 100$  UA, ver Tabla 4.12).

#### **4.4.6. IRAS 04368+2557**

Esta fuente, también conocida como L1527, es un objeto de clase 0/I (André et al. 2000; Motte & André 2001), asociado a un flujo molecular bipolar (Bontemps et al. 1996; Hogerheijde et al. 1998). Esta fuente IRAS es un sistema binario con una separación de  $\sim 0.17''$  (Loinard et al. 2002). Una tercera componente más débil se encuentra a una distancia de  $20''$  (Fuller et al. 1996; Hogerheijde et al. 1998).

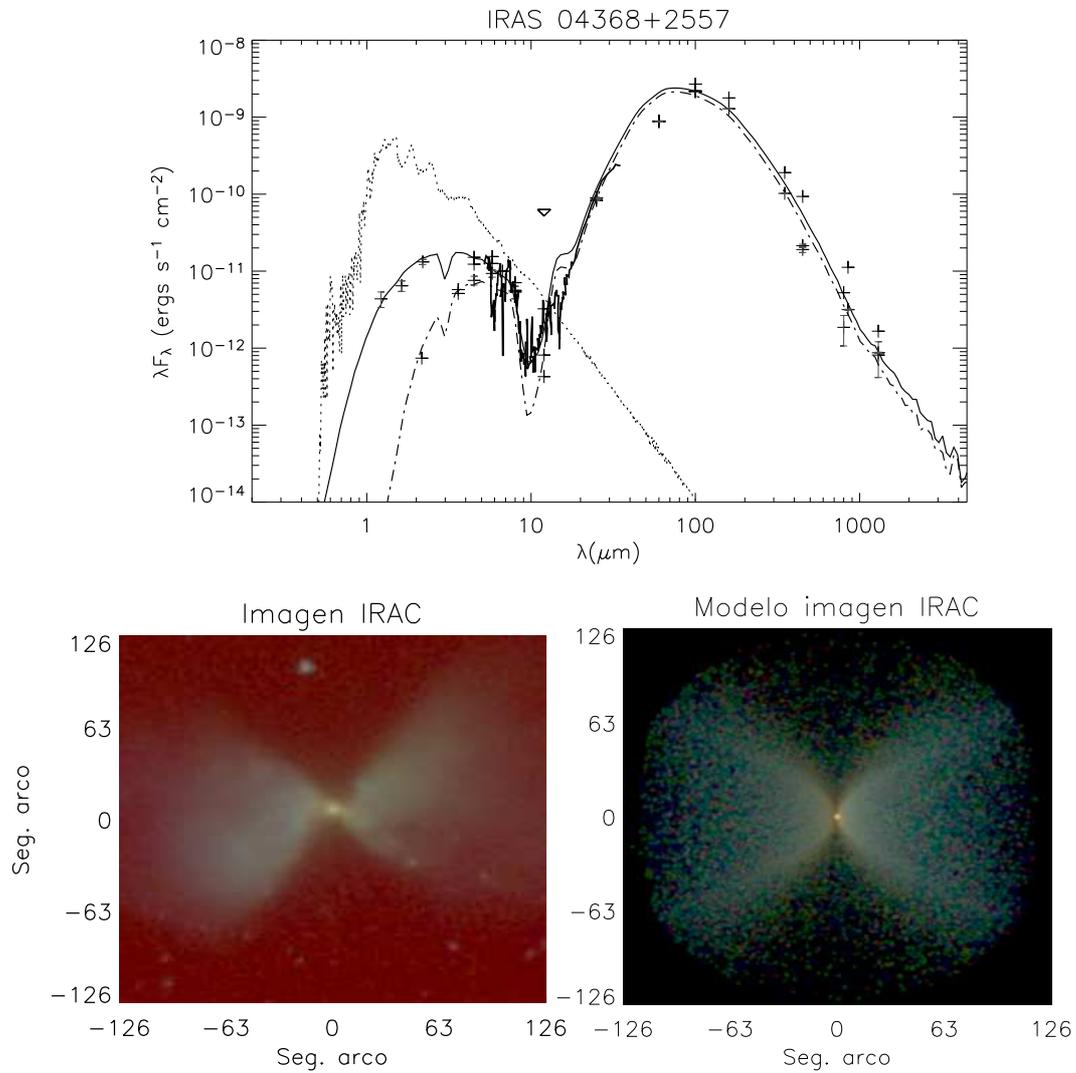
La SED y el espectro Spitzer tienen una caída profunda alrededor de  $10 \mu\text{m}$ , como se observa en la fuente IRAS 04302+2247, probablemente debida al oscurecimiento de la estrella y de la parte interna del disco que resulta de la orientación de canto del mismo (Whitney et al. 2003a). La SED muestra un pico alrededor de  $100 \mu\text{m}$  (ver Figura 4.10). El flujo alrededor de  $10 \mu\text{m}$  es sólo un límite superior y no se lo ha tenido en cuenta en el modelado (ver Tabla 4.3). Los flujos en el infrarrojo cercano y medio tomados de la literatura (ver Tabla 4.3), han sido medidos utilizando diferentes aperturas. Las imágenes IRAC para IRAS 04368+2557 muestran una fuente central asociada con una nebulosa de reflexión bipolar elongada. Como para otras fuentes, se analiza este objeto como una estrella simple y se muestran en la Tabla 4.5 el mejor modelado de la SED con la grilla de Robitaille et al. (2006) y en la Tabla 4.6 y Figura 4.10 el mejor modelo combinado (SED+imagen).

Algunos de los datos en el infrarrojo cercano han sido obtenidos para dos aperturas diferentes ( $26''$  y  $8''$ ). En la Figura 4.10 se grafica el mismo modelo pero para las dos aperturas. El mejor modelado obtenido para esta fuente

reproduce bien tanto la SED como el espectro en las dos aperturas. Sin embargo, ese modelo sobre estima el flujo observado en  $60 \mu\text{m}$  (ver Tabla 4.3). Se realizaron varias pruebas intentando aproximar ese punto. Por ejemplo, con  $\theta = 24^\circ$ , se encontró un modelo que reproduce bien la región entre  $60 \mu\text{m}$  y el milimétrico, pero no aproxima los flujos observados en la parte de la SED del infrarrojo cercano y medio. Por otro lado, con  $\dot{M} = 6 \times 10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , puede reproducirse la región del infrarrojo cercano y medio, así como también el flujo en  $60 \mu\text{m}$ , pero este modelo subestima la contribución del espectro Spitzer y los flujos en el rango milimétrico.

El modelo correspondiente a la imagen muestra una fuente central tenue rodeada por una banda oscura, relativamente delgada (el disco), en comparación con la imagen IRAC (ver Figura 4.10). Recientemente, Tobin et al. (2008) encontraron la misma peculiaridad en la imagen por ellos modelada para esta fuente. Estos autores modificaron la geometría interna de la envolvente introduciendo una "cavidad doble" (o sea, dos cavidades para el flujo molecular: una cavidad angosta cercana a la fuente central y una cavidad más abierta desplazada con respecto a la posición de la fuente central). Ellos adoptaron una cavidad curva descrita por la expresión  $z = C(x^2 + y^2)^{b/2}$ , en donde  $C$  es una constante dada por la relación entre el ángulo de apertura de la cavidad y el radio de la envolvente. El exponente  $b$  está relacionado con la forma de la cavidad;  $b_{in}$  corresponde a la cavidad interna y  $b_{out}$  a la cavidad externa. Los valores adoptados fueron:  $b_{in} = 1.5$  y  $b_{out} = 1.9$ . Esta modificación, introducida en el código de Whitney et al. (2003a), permitió a estos autores obtener una imagen modelada con una fuente puntual aparentemente más brillante, debida a la luz dispersada en la cavidad interna, y una banda central oscura y débil entre las cavidades, producida por la sombra de la cavidad interna sobre la cavidad externa.

En la Tabla 4.13 se comparan el modelo de la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5), el modelo combinado (ver Tabla 4.6) y los modelos de la literatura (Kenyon et al. 1993b; Tobin et al. 2008; Furlan et al. 2008). El modelado de las imágenes IRAC (ver Tabla 4.13) permite restringir mejor el ángulo de inclinación ( $i$ :  $80^\circ$  vs  $18.2^\circ$ ) y el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ :  $30^\circ$  vs  $7.1^\circ$ ). Otros parámetros, como la masa del disco ( $M_{disco}$ :  $0.06 M_\odot$  vs



**Fig. 4.10:** Modelo combinado (SED+imagen) para la fuente IRAS 04368+2557 (Tabla 4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante para la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$ , y los flujos observados. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En este caso se grafican el modelo correspondiente a dos tamaños de aperturas: 26'' (línea continua) y 8'' (línea a trazos). En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por (Padgett et al. 2005) con Spitzer/IRAC, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la imagen correspondiente al mejor modelo combinado (SED+imagen).

**Tabla 4.13:** *Diferentes modelos para la fuente IRAS 04368+2557*

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo combinado | Kenyon et al. (1993c) | Tobin et al. (2008) | Furlan et al. (2008) |
|---|---------------|------------------|-----------------------|---------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.13          | 0.70             |                       | 0.50                |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 4.05          | 3.00             |                       | 2.09                | 2.00                 |
| $T_*$ (K)   | 2741          | 4000             |                       | 4000                |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-5}M_\odot/\text{año}$ )         | 3.7           | 3.0              |                       | 1.0                 |                      |
| $R_c$ (UA)  | 9.5           | 250.0            | 300.0                 | 75.0                | 200.0                |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 136.2         | 7.0              |                       |                     |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 2977          | 5000             |                       | 15000               |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 1.26          | 0.82             |                       |                     |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.001         | 0.060            |                       | 0.1                 |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | 4.5           | 30.0             |                       | 30.0                |                      |
| A   | 2.250         | 2.300            |                       | 2.125               |                      |
| B   | 1.220         | 1.300            |                       | 1.125               |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 7.1           | 30.0             |                       |                     | 27.0                 |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 18.2          | 80.0             | 60.0-90.0             | 85.0                | 89.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 0.87          | 3.98             |                       |                     | 1.80                 |

0.001  $M_{\odot}$ ) y la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ :  $3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  vs  $4.5 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ), también sufrieron modificaciones al incluir la imagen IRAC en el modelado.

Hogerheijde et al. (1998) estimaron  $i = 75^{\circ}$  a partir del flujo molecular en  $^{12}\text{CO}$  3–2. Andrews & Williams (2005), utilizando datos en el milimétrico, derivaron  $M_{disco} = 0.04 M_{\odot}$ . Los valores del ángulo de inclinación ( $i = 80.0^{\circ}$ ) y de la masa del disco ( $M_{disco} = 0.06 M_{\odot}$ ) aquí derivados (ver Tabla 4.6) están en acuerdo con dichas determinaciones.

El modelo de Tobin et al. (2008) corresponde al modelo de "cavidad doble", con ángulos de aperturas de  $15^{\circ}$  ( $\theta_{in}$ ) y  $20^{\circ}$  ( $\theta_{out}$ ). Los parámetros derivados por Tobin et al. (2008) corresponden a  $\rho_1 = 4 \times 10^{-14} \text{ g cm}^{-3}$ . En el modelo combinado (SED+imagen) se utiliza una aproximación con una "cavidad simple" y, de ello, se han derivado los parámetros que se muestran en la Tabla 4.6. En general, se encuentra un acuerdo razonable con Tobin et al. (2008) para los parámetros que no tienen dependencia con la geometría de la configuración protoestelar adoptada (como ocurre para los parámetros estelares,  $\dot{M}$ ,  $\dot{M}_{disco}$ ,  $M_{disco}$ ,  $i$ ). Sin embargo, no sorprende encontrar diferencia con los parámetros asociados directamente con la morfología de la cavidad (como:  $\theta$ ,  $R_{max}$ ,  $R_{min}$ ,  $R_c$ ). En particular, para este modelo con una cavidad simple se derivan  $\theta = 30^{\circ}$  y  $b = 1.5$ . Además, cabe mencionar que Furlan et al. (2008) obtuvieron una luminosidad total ( $L = 1.8 L_{\odot}$ ), menor que la aquí determinada ( $L = 3.98 L_{\odot}$ ).

En general, los resultados obtenidos concuerdan con modelados previos basados en una geometría de "cavidad simple". En particular, se ha encontrado un buen acuerdo para los parámetros  $i$ ,  $\theta$ ,  $\dot{M}$  y  $R_c$  (ver Tabla 4.13).

#### 4.4.7. CoKu Tau 1

Esta fuente se encuentra ubicada en la nube L1495. Strom & Strom (1994) obtuvieron para este objeto un tipo espectral M2e. La fuente central es una binaria con una separación de  $\sim 0.24''$  (Padgett et al. 1999).

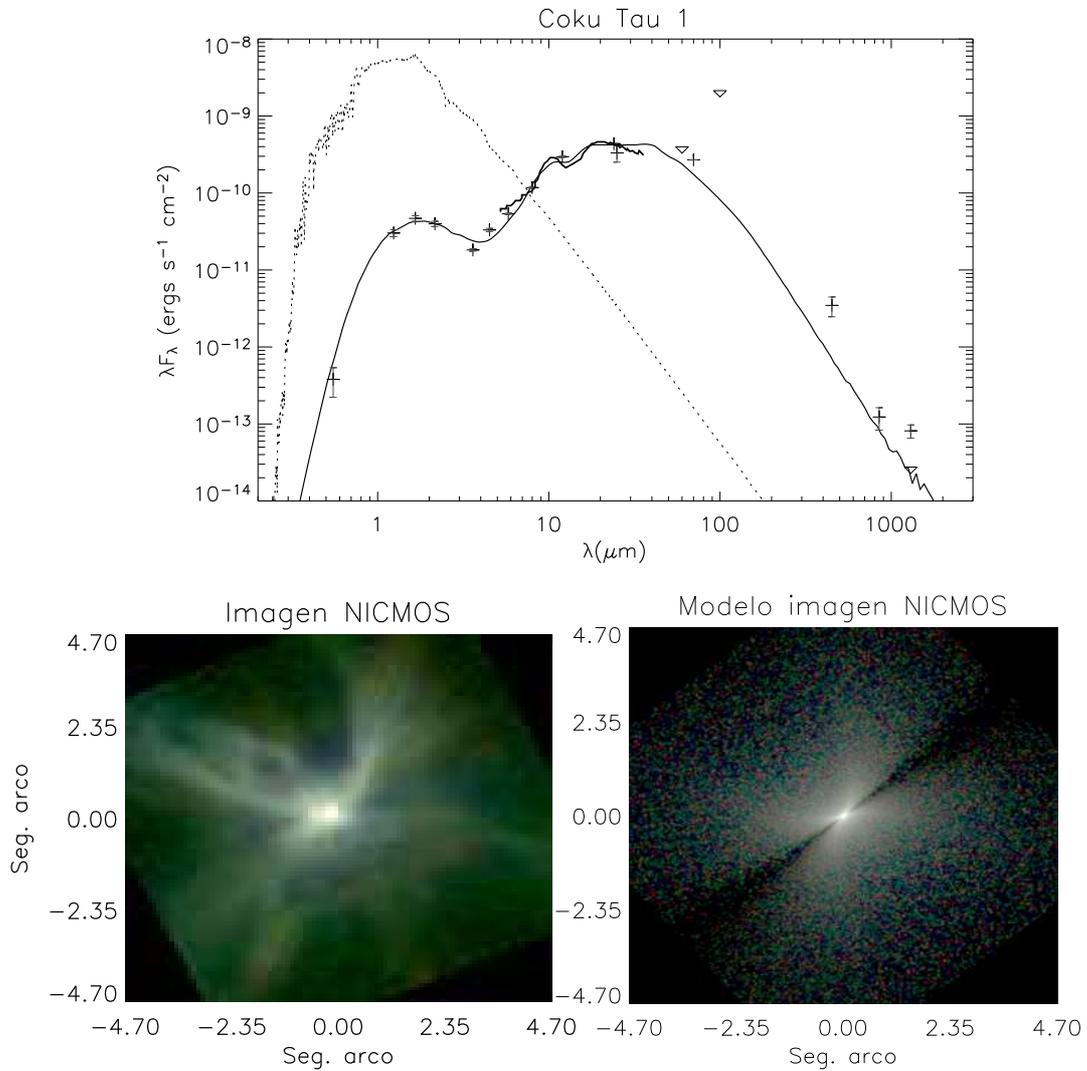
La SED de este objeto cubre el rango espectral 0.55–1300  $\mu\text{m}$ , con un pico alrededor de 70  $\mu\text{m}$  y un decremento suave entre 2 y 4  $\mu\text{m}$ . El espectro Spitzer muestra una emisión alrededor de 10  $\mu\text{m}$ . Furlan et al. (2008) sugirieron

que la forma de esta emisión es generada principalmente por la envoltura mientras que el disco sólo contribuye con una absorción débil. Las imágenes NICMOS revelan un sistema binario débil para la estrella central, asociado a cuatro nebulosas de reflexión con apariencia de filamentos que se curvan parabólicamente lejos de la fuente central. Este objeto ha sido analizado como una fuente simple, y en la Tabla 4.5 se muestra el mejor modelado derivado de la utilización de la grilla de Robitaille et al. (2006), mientras que en la Tabla 4.6 y Figura 4.11 se presenta el modelo combinado (SED+imagen). En este análisis, se adoptó la temperatura estelar ( $T_* = 4000$  K) determinada previamente por White & Hillenbrand (2004). El modelo combinado obtenido en esta sección reproduce bien la forma general de la SED, el espectro en el infrarrojo medio y la imagen NICMOS. Sin embargo, subestima los flujos para longitudes mayores a  $100 \mu\text{m}$ . Esto sugiere que la parte de la SED en longitudes de onda largas puede estar afectada por la emisión del polvo de la nube circundante (Jayawardhana et al. 2001) o por una fuente de iluminación externa que calienta la envoltura.

En la Tabla 4.14 se listan los parámetros derivados por Stark et al. (2006) y Furlan et al. (2008), los que corresponden a  $\rho_1 = 5 \times 10^{-15} \text{ g cm}^{-3}$ . En la Tabla 4.14, se incluye también el modelado derivado del análisis con la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5) y el modelo combinado (ver Tabla 4.6). Al incluir en el análisis la imagen HST/NICMOS (ver Tabla 4.14), se modifican parámetros como la inclinación con respecto a la línea de visión ( $i$ :  $81.3^\circ$  vs  $87.1^\circ$ ), el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ :  $20^\circ$  vs  $39.9^\circ$ ) y el radio interno del disco ( $R_{min}$ :  $28.8 R_*$  vs  $23.8 R_*$ ).

Padgett et al. (1999) sugirieron que el ángulo de inclinación ( $i$ ) era cercano a  $90^\circ$  y determinaron un ángulo de apertura de la cavidad de  $\theta = 46.0^\circ$  (medido desde el eje de rotación), a partir de imágenes HST/NICMOS. Andrews & Willians (2005), a partir de datos en el submilimétrico, derivaron  $M_{disco} = 0.002 M_\odot$ . Del análisis realizado en este trabajo resultan  $i = 81.3$ ,  $\theta = 20.0^\circ$ , y  $M_{disco} = 0.003 M_\odot$ . Estos resultados se encuentran en acuerdo razonable con determinaciones previas.

White & Hillenbrand (2004) determinaron una tasa de acreción de masa de  $\dot{M}_{acc} = 4.4 \times 10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , similar a la tasa de acreción de masa del disco



**Fig. 4.11:** Modelo combinado (SED+imagen) para la fuente Coku Tau 1 (Tabla 4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante para la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$ , y los flujos observados, en donde los triángulos invertidos corresponden a límites superiores (ver Tabla 4.3). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por (Padgett et al. 1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El panel inferior derecho muestra la imagen correspondiente al mejor modelo combinado (SED+imagen).

**Tabla 4.14:** Diferentes modelos para la fuente Coku Tau 1

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo combinado | Stark et al. (2006) | Furlan et al. (2008) |
|---|---------------|------------------|---------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 1.27          | 0.70             | 0.50                |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 4.15          | 3.50             | 2.50                | 2.00                 |
| $T_*$ (K)   | 4380          | 4000             | 3800                |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-7}M_\odot/\text{año}$ )         | 6.9           | 1.4              | 2.0                 |                      |
| $R_c$ (UA)  | 105.5         | 30.0             | 50.0                | 40.0                 |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 23.8          | 28.8             | 3.0                 |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 6180          | 3600             | 5000                |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.02          | 0.003            |                     |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.032         | 0.003            |                     |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8}M_\odot/\text{año}$ ) | 27.0          | 2.4              |                     |                      |
| A   | 2.009         | 2.176            | 2.250               |                      |
| B   | 1.009         | 1.176            | 1.250               |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 39.9          | 20.0             | 20.0                | 5.0                  |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 87.1          | 81.3             | 64.0                | 80.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 7.60          | 1.91             |                     | 1.10                 |

obtenida en el análisis combinado,  $\dot{M}_{disco} = 2.4 \times 10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ . El valor obtenido para el radio centrífugo,  $R_c$ , está también en acuerdo con determinaciones previas (ver Tabla 4.14). Por el contrario, el valor determinado para  $R_{min}$  (= 28.8  $R_*$ ) difiere del obtenido por Stark et al. ( $R_{min} = 3.0 R_*$ , 2006). Esos autores sugieren que esta fuente se encuentra cercana al final de la fase embebida o etapa de clase I.

A partir del análisis combinado (SED+images) se obtiene una tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ ) y de la envolvente ( $\dot{M}$ ) similar a la esperada para los objetos de clase I (Whitney et al. 2003b). Sin embargo, tanto la masa del disco ( $M_{disco}$ ) como la de la envolvente ( $M_{env}$ ) son relativamente menores que la de los objetos de clase I. Se derivaron una tasa de acreción de masa ( $\dot{M}$ ), un ángulo de apertura ( $\theta$ ) y un radio centrífugo ( $R_c$ ) con valores en el rango de los obtenidos por Stark et al. (2006). Sin embargo, el ángulo de inclinación es mayor ( $i \sim 81^\circ$ ) que el derivado por esos autores ( $i = 64^\circ$ ), pero coincide con el valor obtenido por Furlan et al. ( $i = 80^\circ$ , 2008), sugiriendo que este objeto es una fuente vista casi de canto. Modelos de las SEDs con valores  $i \sim 65^\circ$  no aproximan los flujos en la región del infrarrojo. El ángulo de apertura de

la cavidad obtenido ( $\theta = 20^\circ$ ) coincide con el valor derivado por Stark et al. ( $\theta = 20^\circ$ , 2006), pero no con el determinado por Furlan et al. ( $\theta = 5^\circ$ , 2008). Si para modelar esta fuente se reduce el valor del ángulo de apertura ( $\theta$ ), entonces no es posible reproducir la forma de la SED observada de la región del infrarrojo cercano y medio y, además, la forma de la cavidad en la imagen modelada no se asemeja a la observada.

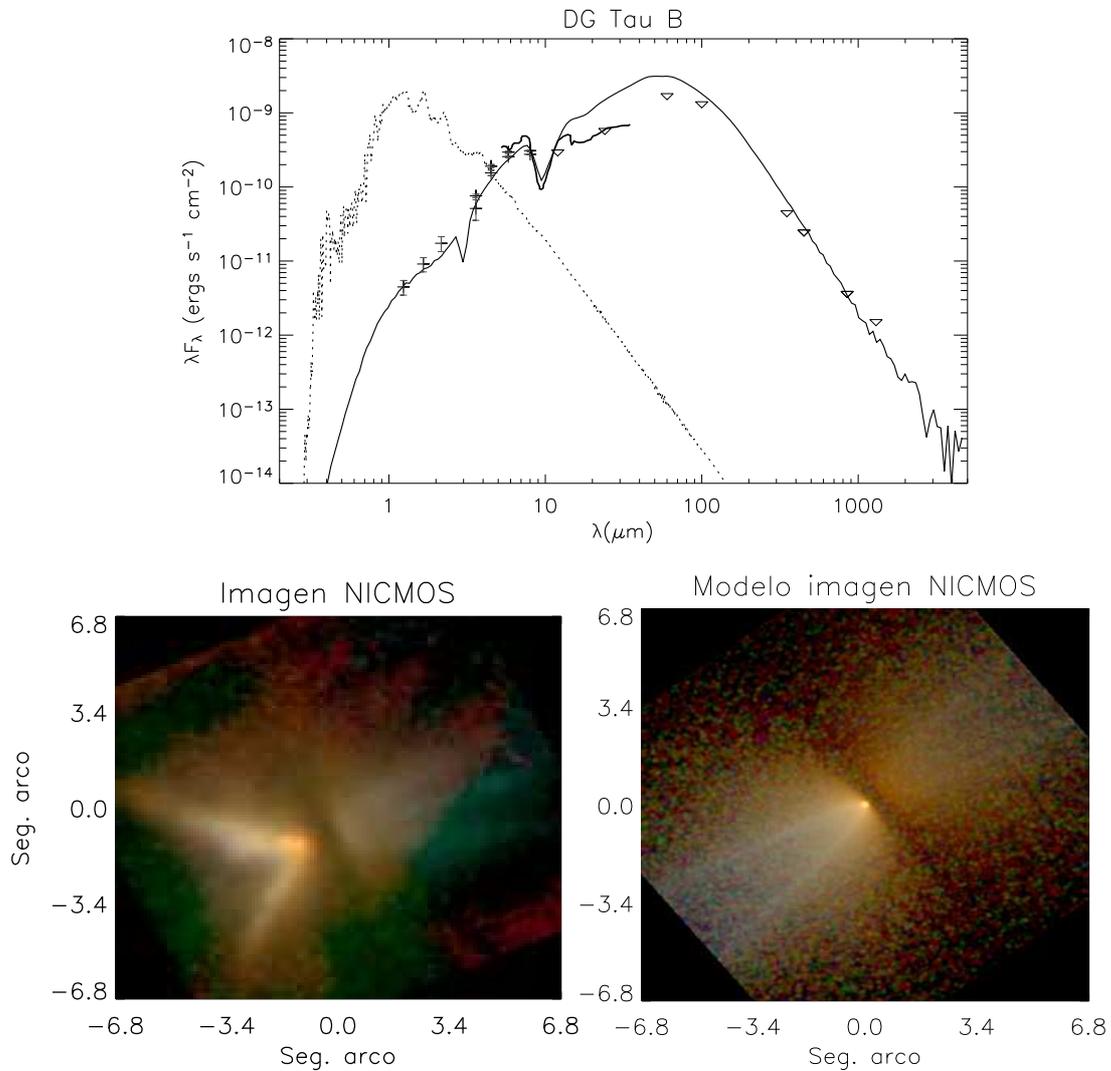
#### **4.4.8. DG Tau B**

Esta fuente se encuentra localizada a  $1'$  de CoKu Tau 1. La estrella central no es visible ópticamente, tiene una nebulosa bipolar infrarroja (Stapelfeldt et al. 1997) y se encuentra asociada con un "jet" observable tanto en el óptico como en radio (Mundt & Fried 1983; Mitchell et al. 1997). Hartmann et al. (2005) clasificaron este objeto como una estrella en transición entre las clases I y II.

El espectro Spitzer muestra una absorción profunda en  $10 \mu\text{m}$ . Los flujos para longitudes de onda mayores que  $36 \mu\text{m}$  son sólo límites superiores, como se indica en las Figuras 4.12 y 4.13 y en la Tabla 4.3. Los flujos IRAS no son confiables debido a la posible contaminación de la fuente DG Tau (localizada a  $1'$  de DG Tau B). Los flujos en las regiones de los rangos submilimétrico y milimétrico publicados por Andrews & Willians (2005), probablemente pertenecen a la fuente DG Tau. Sin embargo, éstos resultan útiles para el modelado presentado para este objeto, ya que proporcionan un límite superior o cota máxima. Las imágenes NICMOS de la fuente DG Tau B muestran una nebulosa bipolar de reflexión con el lóbulo Este con forma de "V" y el lóbulo Oeste más tenue. Aunque esta nebulosa es atravesada por una línea oscura, la fuente central es visible, probablemente debido a la orientación favorable de la estrella con respecto a la línea de la visual.

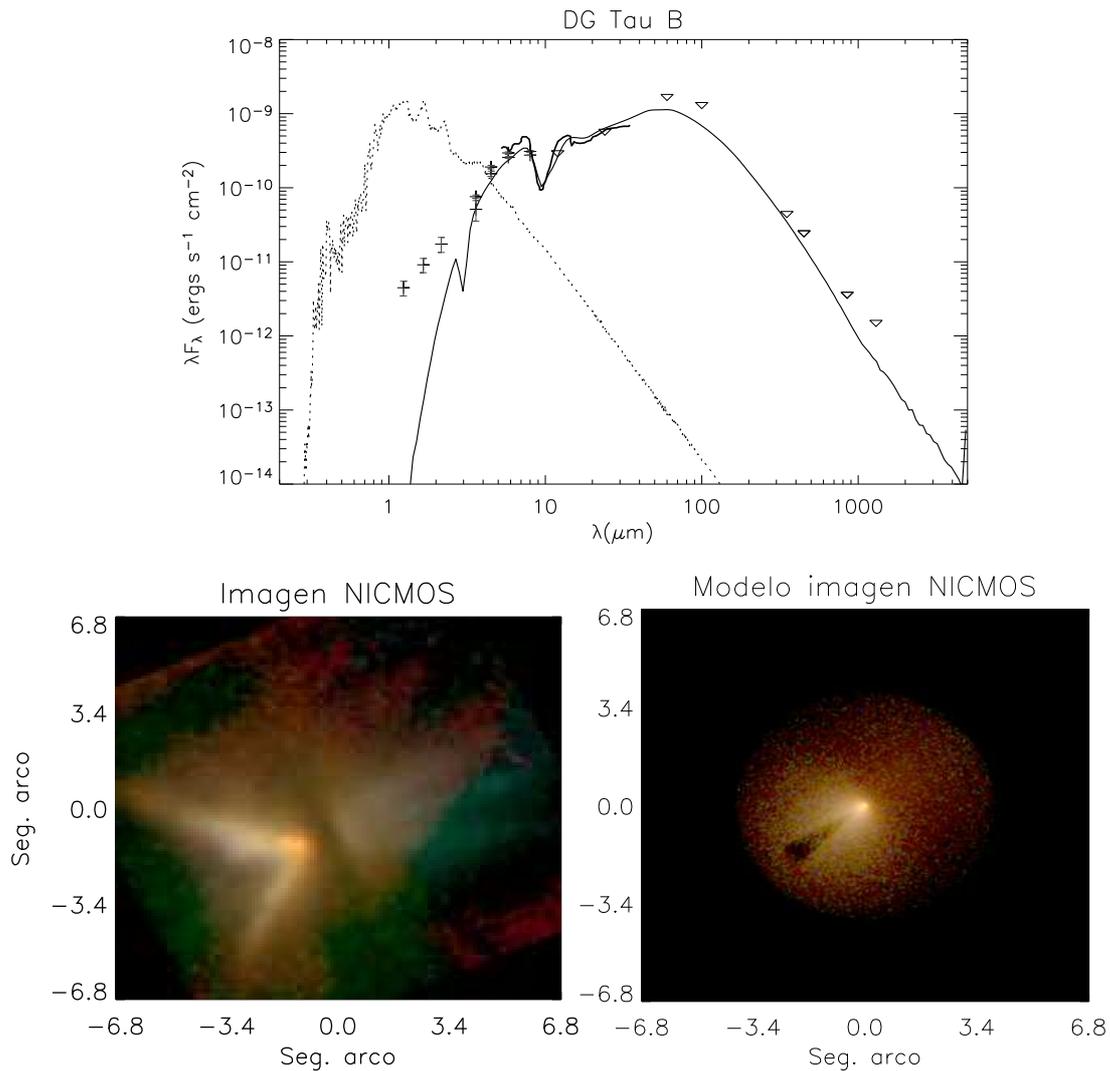
Como con el resto de las fuentes, en la Tabla 4.5 se lista el modelo de la SED inicial derivado de la grilla de Robitaille et al. (2006). En la Tabla 4.6 y en las Figuras 4.12 y 4.13 se muestran los dos modelos obtenidos para esta fuente. El primer modelo reproduce la imagen NICMOS, pero falla en aproximar la SED y, en particular, el espectro IRS, en el rango de  $13\text{--}36 \mu\text{m}$  (modelo a, Tabla 4.6, Figura 4.12). El segundo modelo reproduce bien todo el

rango que cubre el espectro IRS (5 to 36  $\mu\text{m}$ ), pero ignora la imagen NICMOS. Este modelo, sin embargo, falla en modelar los flujos para longitudes de onda menores que 3  $\mu\text{m}$  (modelo b, Tabla 4.6, Figura 4.13).



**Fig. 4.12:** Modelo combinado de la SED+ imagen NICMOS, excluyendo los flujos en la región entre 12–36  $\mu\text{m}$ , para la fuente DG Tau B (modelo a en la Tabla 4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$ , y los flujos observados, en donde los triángulos invertidos corresponden a límites superiores (ver Tabla 4.3). Este modelo no logra reproducir la SED entre 12 y 36  $\mu\text{m}$ . En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. En el panel inferior derecho se muestra la imagen modelada.

Para comenzar el análisis de este objeto se consideraron dos tipos de cavidades: cuva (o forma poligonal) y tipo "streamline" (o cónica, en escala gran-



**Fig. 4.13:** Modelo de la SED incluyendo el espectro Spitzer para la fuente DG Tau B, ignorando la imagen NICMOS (modelo b en la Tabla 4.6). En el panel superior se muestran el modelo resultante de la SED, el espectro Spitzer en 5–36  $\mu\text{m}$ , y los flujos observados, en donde los triángulos invertidos corresponden a límites superiores (ver Tabla 4.3). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar. Este modelo no logra reproducir los flujos en el infrarrojo cercano, alrededor de 3  $\mu\text{m}$ . En el panel inferior izquierdo se muestra la imagen observada por Padgett et al. (1999) con HST/NICMOS, en donde el Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda. En el panel inferior derecho se muestra la imagen modelada.

de). Para el resto de los objetos, se eligió la cavidad curva y, con ella, fue posible encontrar un buen modelado para la SED y las imágenes. En el caso de DG Tau B, se adoptó la cavidad "streamline" debido a la forma de "V" que se observa en el lóbulo Este. El cambio mencionado forzó a modificar el conjunto de parámetros iniciales para el análisis combinado (SED+imagen, SED

sin la imagen NICMOS) obtenidos a partir de la grilla de modelos de Robitaille et al. (2006). Esto se debe a que esta grilla considera solamente la forma curva en el modelado de la cavidad. La diferencia principal se encuentra en el valor de la tasa de acreción de masa de la envolvente, para la cual se necesita un valor menor si se utiliza la cavidad "streamline", dado que este tipo de cavidad remueve menos masa de la región interior de la envolvente (Whitney et al. 2003a).

El modelo "a" (Tabla 4.6, Figura 4.12) reproduce bien la SED observada (con la excepción de la región entre 12–100  $\mu\text{m}$ ) y la imagen NICMOS. Además, el modelo de la imagen reproduce bien la forma y la banda oscura de la imagen HST (ver Figura 4.12). Por otra parte, el modelo "b" (Tabla 4.6, Figura 4.13), reproduce la SED para longitudes de onda mayores que 3  $\mu\text{m}$ , pero aproxima pobremente la imagen NICMOS (ver Figura 4.13). Puede notarse que tanto los modelos "a" como "b" reproducen bien la absorción en 10  $\mu\text{m}$  (ver Figuras 4.12 y 4.13).

Los modelos "a" y "b" (ver Tabla 4.6 y Figuras 4.12 y 4.13) difieren en las propiedades de la fuente central. En particular, se han derivado valores de  $L_{tot}$  de 2.1  $L_{\odot}$  y 4  $L_{\odot}$  (para los modelos "a" y "b" respectivamente). Además, el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), la densidad radial del disco ( $A$ ) y el exponente de escala de altura del disco ( $B$ ) son diferentes. Por otra parte, se obtienen los mismos valores para el ángulo de inclinación ( $i$ ), el radio externo de la envolvente ( $R_{max}$ ) y la masa de la envolvente ( $M_{env}$ ). En este capítulo se derivó una masa del disco ( $M_{disco}$ ) de 0.10 y 0.06  $M_{\odot}$  (modelos "a" y "b", respectivamente, en la Tabla 4.6), una tasa de acreción de masa del disco de  $\dot{M}_{disco} = 5 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y  $8 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  (modelos "a" y "b", respectivamente, en la Tabla 4.6) y una tasa de acreción de masa de la envolvente de  $\dot{M} = 8.0 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y  $3.8 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  (modelos "a" y "b", respectivamente, en la Tabla 4.6). Todas estas determinaciones son consistentes con los parámetros "típicos" de fuentes de clase I (Whitney et al. 2003a), a pesar de la clasificación inicial de la SED como clase I/II (Hartmann et al. 2005). También, puede notarse que  $M_{disco}$  y  $\dot{M}_{disco}$  se encuentran entre los valores más altos de la muestra.

En la Tabla 4.15 se listan los diferentes modelos de la literatura (Stark et

al. 2006; Furlan et al. 2008) para la fuente DG Tau B, así como también el modelo de la grilla de Robitaille et al. (2006) (ver Tabla 4.5) y los modelos combinados (ver Tabla 4.6). El modelado de las imágenes HST/NICMOS (modelo "a", ver Tabla 4.15 y Figura 4.12), introduce modificaciones en el ángulo de inclinación ( $i$ :  $70^\circ$  vs  $49.5^\circ$ ), en el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ :  $11^\circ$  vs  $3.9^\circ$ ) y en el radio interno del disco ( $R_{min}$ :  $14.4 R_*$  vs  $1.0 R_*$ ).

Padgett et al. (1999), a partir de las imágenes HST/NICMOS, sugirieron un valor de  $i \sim 90^\circ$  y derivaron diferentes ángulos de apertura para los lóbulos Este y Oeste de la cavidad,  $\theta = 41.5^\circ$  y  $\theta = 22.5^\circ$  (medidos desde el eje de rotación), respectivamente (ver panel izquierdo en la Figura 4.13). En este capítulo se deriva  $i = 70^\circ$  para ambos modelos "a" y "b" (ver Tabla 4.6), los cuales coinciden razonablemente con la estimación realizada por Padgett et al. (1999). Sin embargo, se obtienen valores diferentes para el ángulo de apertura de la cavidad entre modelos "a" y "b" ( $\theta = 11.0^\circ$  y  $\theta = 4.0^\circ$ , respectivamente). En ambos casos, el resultado es menor que el derivado por Padgett et al. (1999).

Como se esperaba, los resultados del modelo "a", en general, concuerdan con los parámetros derivados por Stark et al. (2006) y, los del modelo "b", con los determinados por Furlan et al. (2008) (ver Tabla 4.15). Stark et al. (2006) analizan las imágenes HST/NICMOS, mientras que Furlan et al. (2008) modelan SEDs, incluyendo espectros IRS/Spitzer. Nótese que Furlan et al. (2008) no obtienen una buena aproximación del espectro IRS para longitudes mayores a  $20 \mu\text{m}$ . En el modelado combinado se obtuvo un valor mayor de la inclinación ( $70^\circ$  vs  $55^\circ$ ), así como también un valor mayor en  $R_c$  (300–100 vs 60) que el derivado por Furlan et al. (2008). El valor del ángulo de inclinación, obtenido en este trabajo, debería ser más confiable ya que se basa en las imágenes NICMOS. Si se adopta  $R_c < 100 \text{ UA}$  y una inclinación con un valor alrededor de lo propuesto por Furlan et al. (2008), el modelo de la SED parece tener una absorción más profunda en  $10 \mu\text{m}$  que la observada y el modelo de la imagen resulta más extendido que la imagen observada. Finalmente, los parámetros estelares ( $M_*$ ,  $R_*$  y  $T_*$ ) y la tasa de acreción de la envoltura ( $\dot{M}$ ) coinciden con aquéllos adoptados o derivados por otros autores.

**Tabla 4.15:** *Diferentes modelos para la fuente DG Tau B*

| Parámetros  | Modelo grilla | Modelo combinado a <sup>1</sup> | Modelo combinado b <sup>1</sup> | Stark et al. (2006) | Furlan et al. (2008) |
|---|---------------|---------------------------------|---------------------------------|---------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.13          | 0.70                            | 0.80                            | 0.50                |                      |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 4.56          | 2.50                            | 2.70                            | 2.50                | 2.00                 |
| $T_*$ (K)   | 2706          | 4000                            | 4100                            | 3800                |                      |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 1.0           | 8.0                             | 3.8                             | 5.0                 |                      |
| $R_c$ (UA)  | 2.3           | 300.0                           | 100.0                           | 300.0               | 60.0                 |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 1.0           | 14.4                            | 12.2                            | 3.0                 |                      |
| $R_{max}$ (UA)                                    | 1569          | 1157                            | 1157                            | 5000                |                      |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.11          | 0.03                            | 0.03                            |                     |                      |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.003         | 0.100                           | 0.060                           |                     |                      |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-7}M_\odot/\text{año}$ ) | 1.1           | 5.0                             | 8.0                             |                     |                      |
| A   | 2.029         | 2.210                           | 2.050                           | 2.250               |                      |
| B   | 1.029         | 1.210                           | 1.050                           | 1.250               |                      |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                             | 3.9           | 11.0                            | 4.0                             | 30.0                | 10.0                 |
| $i$ ( $^\circ$ )                                  | 49.5          | 70.0                            | 70.0                            | 73.0                | 55.0                 |
| $L_{tot}$ ( $L_\odot$ )                           | 1.81          | 2.10                            | 4.00                            |                     | 2.50                 |

<sup>(1)</sup>Modelo a: Corresponde al modelado de la imagen NICMOS+SED, excluyendo los flujos en la región entre 12–36  $\mu\text{m}$ , (ver Figura 4.12).

<sup>(2)</sup>Modelo b: Corresponde al modelado de la SED, incluyendo el espectro Spitzer, pero ignorando la imagen NICMOS (ver Figura 4.13).

#### 4.5. Discusión de los resultados obtenidos y conclusiones

En este capítulo se ha presentado el análisis combinado (SED+imagen) de ocho objetos protoestelares jóvenes, los cuales presentan distribuciones espectrales de energía (SEDs) de clase I/II, pertenecientes a la nube molecular de Taurus. Se construyeron las correspondientes SEDs utilizando flujos obtenidos de la literatura y espectros Spitzer obtenidos por Furlan et al. (2008). También se incluyeron en el modelado de estas fuentes las imágenes HST/NICMOS y/o Spitzer/IRAC de Padgett et al. (1999) y Padgett (et al. 2005). Inicialmente, se adoptaron los modelos de las SEDs, derivados de la grilla de Robitaille et al. (2006) como punto de partida. Luego, se utilizó el código de Whitney et al. (2003b) para encontrar un modelo para cada fuente que reproduzca todos los datos disponibles. De esta manera y con el objetivo de derivar parámetros físicos y geométricos confiables para cada una de las fuentes de la muestra seleccionada, se analizaron las SEDs en un amplio rango espectral ( $0.55 - 1300 \mu\text{m}$ ), incluyendo los espectros en  $5-36 \mu\text{m}$  y las imágenes de alta resolución en el infrarrojo cercano, así como también datos IRAC en el infrarrojo medio.

En la Tabla 4.16 se muestran los valores de  $\chi^2$  correspondientes a las SEDs del mejor modelo obtenido de la grilla de Robitaille et al. (2006) y de la SED del mejor modelo combinado (SED+imagen) para cada una de las fuentes. En este último caso (modelo combinado), el  $\chi^2$  es calculado sólo para la SED correspondiente, excluyendo el espectro IRS, de la manera descrita por Robitaille et al. (2006). Para las fuentes IRAS 04248+2612, IRAS 04302+2247 y DG Tau B, el valor de  $\chi^2$  para los modelos de Robitaille et al. (2006) es menor que los obtenidos del modelo combinado. Para el resto de los objetos sucede lo contrario. Para el caso del modelo combinado, ha sido posible tomar "pasos" arbitrarios para los diferentes parámetros, mientras que en la grilla de Robitaille et al. (2006) se utilizaron valores fijos. Este hecho puede explicar, al menos en parte, la causa por la cual el valor de  $\chi^2$  obtenido para el modelo combinado es, en algunos casos, menor en relación con este valor para la grilla de Robitaille et al. (2006). Cabe notar que, salvo para la fuente IRAS 04368+2557, el valor derivado de  $\chi^2$  de la grilla de Robitaille et al. (2006) y del

análisis combinado son del mismo orden. Sin embargo, el análisis combinado restringe mejor al conjunto de parámetros que reproducen los datos disponibles, incluyendo las imágenes HST de alta resolución. En otras palabras, un valor de  $\chi^2$  relativamente pequeño obtenido de la grilla de Robitaille et al. (2006), no siempre garantiza una imagen modelada que reproduzca la imagen observada.

**Tabla 4.16:** Valores del  $\chi^2$  correspondientes de la grillas de Robitaille et al. (2006) y al análisis combinado

| Fuente          | $\chi^2$                           |                                 |
|-----------------|------------------------------------|---------------------------------|
|                 | Grilla de Robitaille et al. (2006) | Análisis combinado <sup>1</sup> |
| IRAS 04016+2610 | 317                                | 112                             |
| IRAS 04248+2612 | 168                                | 181                             |
| IRAS 04302+2247 | 203                                | 218                             |
| IRAS 04325+2402 | 234                                | 107                             |
| IRAS 04361+2547 | 75                                 | 35 <sup>2</sup>                 |
| IRAS 04361+2547 |                                    | 290 <sup>3</sup>                |
| IRAS 04368+2557 | 226                                | 26                              |
| Coku Tau 1      | 294                                | 150                             |
| DG Tau B        | 206                                | 256 <sup>4</sup>                |
| DG Tau B        | 206                                | 269 <sup>5</sup>                |

<sup>(1)</sup> En ese caso, el valor de  $\chi^2$  fue calculado solamente para la SED, excluyendo el espectro IRS, en la forma descrita por Robitaille et al. (2006).

<sup>(2)</sup> IRAS 04361+2547, modelo a: Valor derivado del modelado de las SED+imagen.

<sup>(3)</sup> IRAS 04361+2547, modelo b: Valor derivado del modelado del espectro Spitzer 5–36  $\mu\text{m}$ .

<sup>(4)</sup> DG Tau B, modelo a: Valor derivado del modelado de las imágenes NICMOS+SED, excluyendo la región 12–36  $\mu\text{m}$ .

<sup>(5)</sup> DG Tau B, modelo b: Valor derivado del modelado de la SED, incluyendo el espectro IRS, pero ignorando las imágenes NICMOS.

En la Tabla 4.5 se muestran los parámetros obtenidos aplicando la aproximación de las SEDs de Robitaille et al. (2007) y en la Tabla 4.6 se muestran los correspondientes al modelo combinado (SED+imagen). En general, los valores derivados para cada parámetro en ambos modelos son significativamente diferentes. Para derivar un conjunto de parámetros consistentes para cada objeto estelar joven, es recomendable realizar análisis combinados de SED e

imágenes, en donde se utilizan todos los datos disponibles. De esta manera puede restringirse mejor el rango de valores para los parámetros físicos y geométricos de los sistemas protoestrella+disco+envolvente.

Las imágenes, en particular las de alta resolución en el infrarrojo cercano y medio, pueden brindar información del ángulo de inclinación, la extensión y la forma del disco, como así también del tamaño y la forma de la cavidad de los flujos moleculares (Stark et al. 2006). Sin embargo, esas imágenes no siempre se encuentran disponibles. En esos casos, el modelado de la SED puede ser complementado con información adicional disponible de algunos parámetros particulares, que permita fijar el valor o el rango de valores de los mismos. Por ejemplo, la detección de los flujos moleculares puede dar alguna indicación sobre la inclinación (Hogerheijde et al. 1998). Observaciones en los rangos submilimétrico y milimétrico pueden restringir la masa del disco y de la envolvente (Motte & André 2001; Shirley et al. 2000); espectros de las fuentes pueden ser usados para derivar la temperatura de la estrella central (White & Hillenbrand 2004), etc. De esta forma, el modelado de la SED puede producir un conjunto de parámetros más confiables.

La variabilidad de las fuentes centrales en el infrarrojo cercano introduce una dificultad adicional cuando se trata de modelar las SEDs. Park & Kenyon (2002) detectaron variaciones del brillo en  $\sim 0.1 - 0.5$  mag en muchas fuentes de clase I (ver también, Beck 2007). Este efecto es particularmente significativo para las fuentes IRAS 04016+2610 y IRAS 04361+2547 (ver Figuras 4.2, 4.8, y 4.9) para las cuales Park & Kenyon (2002) estimaron una variación del brillo en un 20% o más. Por esa razón, es conveniente modelar datos contemporáneos, representando un único estado de la protoestrella.

En la Tabla 4.1 se listan las luminosidades calculadas por Kenyon & Hartmann (1995) integrando las SEDs. Las luminosidades derivadas del mejor modelado (ver Tabla 4.6) son, en general, más elevadas que las luminosidades en la Tabla 4.1. Furlan et al. (2008) encontraron la misma tendencia en su muestra. Como se discute en el trabajo de Whitney et al. (2003a), la luminosidad que se obtiene de integrar la SED varía con el ángulo de inclinación con respecto a la visual. En fuentes vistas de canto (conocido como "edge-on"), el flujo integrado resulta menor que en la fuentes más cercanas a una

inclinación de  $0^\circ$  (conocido como "pole-on"). Para las fuentes vistas de canto la luminosidad verdadera es más alta que la que proporciona la SED integrada y, para fuentes con inclinaciones de alrededor de  $0^\circ$ , la luminosidad verdadera es menor que la de la SED integrada. Para ángulos de visión intermedios, la luminosidad verdadera es cercana a la de la SED integrada. Todas las fuentes modeladas en este capítulo resultaron tener ángulos de inclinación relativamente cercanos a un sistema visto de canto. La única excepción corresponde al modelo de la fuente IRAS 04361+2547 (ver Tabla 4.6 y Figura 4.8). Para todos los modelos, excepto para el de la fuente IRAS 04361+2547, se estimó una luminosidad más alta que la calculada a partir de la SED integrada por Kenyon & Hartmann (1995). De manera opuesta, para la fuente IRAS 04361+2547, como se discute en la Sección 4.4.5, se derivaron dos modelos (modelo "a", cercano al "pole-on" y modelo "b", cercano al "edge-on", Tabla 4.6, Figuras 4.8 y 4.9). Del modelo "a" resulta  $i = 18.2^\circ$  y  $L_{tot} = 2.51 L_\odot$ . Para esta fuente, la luminosidad de la SED integrada determinada por Kenyon & Hartmann (1995) es de  $2.9 L_\odot$  (ver Tabla 4.1). En ese caso, la luminosidad del modelo es menor que la luminosidad integrada.

Los valores de las masas estelares que se derivaron en este capítulo deberían ser más confiables que estimaciones previas, ya que se basan en mejores determinaciones de las luminosidades y en las temperaturas obtenidas de espectros estelares (White & Hillenbrand 2004). Sin embargo, y dado que varios de los objetos analizados son estrellas binarias (5 de 8), la masa estelar estimada en estos casos representa sólo un límite superior de la masa de la componente de mayor masa del sistema doble.

Para la fuente IRAS 04248+2612, se ha estimado el valor de la masa estelar más pequeño de toda la muestra analizada,  $\sim 0.07 M_\odot$ , en acuerdo con White & Hillenbrand (2004). Algunas de las fuentes de clase I elegidas tienen discos más masivos, tasas de acreción de masa del disco más grandes y valores de A y B mayores que los típicos de fuentes de clase II ( $0.01 M_\odot$ , 2.25,  $1.25, 2 \times 10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ , respectivamente, Whitney et al. 2003b). Estas determinaciones, como así también el valor derivado para la tasa de acreción de masa de la envoltente, son consistentes con la clase I (envoltente en colapso; Whitney et al. 2003a) asignada para todas esas fuentes.

En general, los modelos combinados están en acuerdo con análisis previamente publicados. Cuando se encontraron diferencias entre esos análisis y los parámetros derivados en este capítulo, se hicieron nuevos modelos usando los valores publicados. Sin embargo, no pudo encontrarse una buena aproximación para uno o para todos los parámetros restantes. En la mayoría de los casos, los modelados previos están basados en un análisis individual de sólo la SED, incluyendo espectros o sólo imágenes. El modelado combinado de SED e imágenes, brinda determinaciones más confiables de los parámetros físicos y geométricos del sistema protoestelar (objeto central+disco+envolvente).

**Capítulo 5**

***Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo***

### 5.1. Introducción

Las estrellas de tipo FU Orionis fueron definidas inicialmente por Herbig (1977). Como se discutió en el Capítulo 1, la característica más importante que se observa en estos objetos es el aumento de brillo entre 3 y 6 magnitudes, en la región del óptico, en un lapso de tiempo del orden de meses. Este fenómeno se conoce como "estallido (outburst)". Luego de este episodio, permanecen brillantes por años o décadas, decayendo en el lapso de unos pocos siglos hacia el brillo previo al estallido (ver por ejemplo, Hartmann & Kenyon 1996).

Las estrellas tipo FU Orionis son objetos jóvenes, tal como lo indica la presencia de la línea del litio en 6707 Å y, además de estar relacionados cinemática y espacialmente con regiones de formación estelar y con nebulosas de reflexión, se les asocian jets ópticos y flujos moleculares (Herbig 1966, 1977; Hartmann & Kenyon 1987a,b; Levreault 1988; Goodrich 1987; Reipurth 1989; Lorenzetti et al. 2001).

Como se discutió en el Capítulo 1, las estrellas de tipo FU Orionis presentan características tales como: a) variación del tipo espectral con la longitud de onda, b) variación del ancho de las líneas con la longitud de onda, c) perfiles de líneas con dos picos, d) perfiles de línea de tipo P Cygni y e) excesos infrarrojos en las SEDs, los cuales pueden ser explicados mediante la presencia de un disco de gas y polvo en rotación kepleriana alrededor del objeto central. La existencia de este disco es esencial para explicar el fenómeno FU Orionis, ya que es allí donde se produce la acumulación de material que calienta y desestabiliza la estructura del disco, dando lugar al estallido característico (Frank et al. 1992). Durante este episodio se produce un "abrillantamiento" principalmente en la región del ultravioleta y del óptico, ya que la emisión proviene de las zonas internas del disco, las más calentadas por la inestabilidad térmica. En el Capítulo 1 también se mencionó que los discos circunestelares incurren periódicamente en estas fases de inestabilidades térmicas y que durante estas etapas de "abrillantamiento", la tasa de acreción de masa del disco a la fuente o estrella central pasa de  $10^{-7}$  a  $10^{-4} M_{\odot}$ /año (Hartmann & Kenyon 1996). Estimaciones preliminares sugieren que cada estrella expe-

rimenta alrededor de 10 eventos o estallidos de tipo FU Orionis durante su etapa de formación (Hartmann 1998).

Las estrellas FU Orionis, además de una clase de objetos, corresponden, entonces, a períodos de gran actividad durante el proceso de formación de las estrellas jóvenes. Durante estos períodos, las transformaciones que sufren los discos son las que explican el fenómeno.

En este capítulo se presenta el modelado detallado de las SEDs de 19 objetos tipo FU Orionis identificados a la fecha. El objetivo principal es derivar valores precisos y confiables para los parámetros de la fuente central, el disco y la envoltura de cada uno de los objetos modelados. De esta manera, se caracterizarán las propiedades físicas del grupo de las estrellas FU Orionis y se las comparará con las de las estrellas T Tauri y las fuentes de clase I propiamente dichas, las cuales representan o corresponden a fases o períodos de menor actividad durante el proceso de formación de los objetos estelares jóvenes y, en particular, de los discos circunestelares. Además, se confrontarán los parámetros derivados de este modelo del grupo de las FU Orionis y, en especial, la tasa de acreción de masa del disco al objeto central, con aquéllos predichos teóricamente.

## 5.2. Clasificación de las estrellas FU Orionis

### La banda de CO en $2.3 \mu\text{m}$

El grupo actualmente identificado de estrellas FU Orionis está constituido por 20 objetos, 19 de los cuales poseen suficientes datos en la literatura como para construir sus respectivas SEDs y realizar el modelado de los mismos.

En los últimos años, con el advenimiento de la tecnología de observación en el infrarrojo, comenzó a detectarse el fenómeno FU Orionis en estrellas invisibles en el óptico (con absorciones  $A_V \gtrsim 10$ ), aún muy oscurecidas por la nube molecular de la cual se forman. Estas estrellas, denominadas *embebidas o incrustadas*, en general, se encuentran en una etapa evolutiva anterior a la clase II o etapa ópticamente revelada de estrella T Tauri clásica (edades  $\sim 10^6$  años), según el esquema introducido por Lada (1987). En su gran mayoría pertenecen a la clase I (edades  $\sim 10^5$  años). Esta diferencia de edades entre

las FU Orionis ópticas y las embebidas, parecería sugerir un posible vínculo evolutivo, en el cual las últimas serían las precursoras de las primeras. Sin embargo, este escenario no resulta todavía completamente claro (Hodapp et al. 1996; Tapia et al. 2006).

Actualmente, uno de los criterios más utilizados para determinar la pertenencia de una estrella al grupo de las FU Orionis, es la presencia de las bandas de CO en  $2.3 \mu\text{m}$  en absorción en los espectros de las mismas. Estas bandas se originan en las atmósferas (o capas externas) de discos circunestelares en rotación kepleriana (Calvet et al. 1991). Como ya se mencionó, la mayoría de las variables de este tipo no son observables en el óptico y, por lo tanto, se hace necesario el uso de otros criterios (además de los mencionados en la sección anterior) en la región infrarroja del espectro, como la presencia de la banda del CO en  $2.3 \mu\text{m}$  en absorción (Kenyon & Hartmann 1989; Reipurth & Aspin 1997). Así, por ejemplo, esta banda en absorción se observa claramente en RNO 1B/1C (Kenyon et al. 1993a) y en AR 6A/6B (Reipurth & Aspin 2004a), entre otras.

Existe, además, un sub-grupo de variables de tipo FU Orionis, que presentan todas las características comunes a los objetos de este tipo, con excepción de la absorción en  $2.3 \mu\text{m}$ . En estos casos la banda en CO aparece en emisión o bien no aparece (ni en absorción ni en emisión) como en los otros objetos. Como ejemplos del primer grupo podemos citar a: V346 Nor (Reipurth et al. 1997), V1331 Cyg, (Biscaya et al. 1997) y V1647 Ori (Reipurth & Aspin 2004a; Vacca et al. 2004; Acosta-Pulido et al. 2007). OO Ser (Hodapp et al. 1996), 50 N IRS 1 (Reipurth et al. 1997) e ISO-Cha 192 (Gómez & Mardones 2003; Persi et al. 2007) son estrellas que carecen de la banda del CO en sus espectros infrarrojos. Este conjunto de objetos son considerados candidatos aún no confirmados del grupo de las variables de tipo FU Orionis.

La Tabla 5.1 indica la clasificación de las FU Orionis en FU Orionis confirmadas (o "bona-fide") y estrellas "candidatas" al tipo FU Orionis. Dentro de las confirmadas, se tiene el grupo de las "embebidas" y de las "ópticamente visibles". Actualmente no resulta completamente clara la relación entre las variables FU Orionis confirmadas y las candidatas. La presencia de la banda del CO en emisión o la carencia de esta banda podrían ser características

**Tabla 5.1:** Clasificación de las estrellas FU Orionis

| Candidatas a FU Orionis | FU Orionis confirmadas |           |                      |             |           |           |
|-------------------------|------------------------|-----------|----------------------|-------------|-----------|-----------|
|                         | Embebidas              |           | Ópticamente visibles |             |           |           |
| ISO-ChaI 192            | V1331 Cyg              | RNO 1B    | AR 6A                | FU Ori      | V1057 Cyg |           |
| V346 Nor                | OO Ser                 | RNO 1C    | AR 6B                | V1515 Cyg   | Z CMa     |           |
| Re 50 N                 | IRS 1                  | V1647 Ori | PP 13S               | L1551 IRS 5 | BBW 76    | V1735 Cyg |
| Car I # 136             |                        |           |                      |             | V883 Ori  |           |

espectrales transitorias de estos objetos, relacionadas con la etapa inicial del estallido durante el cual estos espectros fueron obtenidos (Briceño et al. 2004; Persi et al. 2007). Es de esperar, entonces, que una vez que la estrella supere la fase inicial del estallido y entre en una etapa más estable del mismo, la banda en CO se manifieste en absorción, como ocurre en los miembros confirmados de la clase (Persi et al. 2007).

### 5.3. La muestra

La muestra analizada, como se dijo, esá compuesta por diecinueve fuentes tipo FU Orionis de clases I y II. El único objeto que no puede ser incluido es Ca I # 136, identificado por Tapia et al. (2006) en NGC 3372, en la nebulosa de Carina, para el cual no existen datos adicionales en la literatura. Cabe mencionar, además, que para algunos de los objetos incluidos sólo se dispone de flujos observados en las regiones del óptico y del infrarrojo cercano y medio. La carencia de observaciones en el infrarrojo lejano y en el rango sub-milimétrico hace que sólo sea posible derivar parámetros confiables para la protoestrella y la parte interna del disco. Las regiones externas del disco y la envoltente emiten, preferentemente, en longitudes de onda del infrarrojo lejano y en el rango submilimétrico.

La Tabla 5.2 corresponde a la muestra seleccionada para su análisis, agrupadas de acuerdo a la clasificación de la Tabla 5.1.

**Tabla 5.2: Muestra analizada de objetos de tipo FU Orionis**

|            | Fuentes       | L<br>L <sub>☉</sub> | A <sub>v</sub><br>[mag] | ΔK   | Estallido | Flujos<br>Molec./Jet | clase  | T.E.    | d<br>pc          | ¿Binar.? | Referencias<br>(ver Tabla 5.3)                   |                          |
|------------|---------------|---------------------|-------------------------|------|-----------|----------------------|--------|---------|------------------|----------|--|--------------------------|
| FU Orionis | FU Ori        | 340–466             | 1.5                     |      | 1937      | No                   | II     | K0-K2   | 500              | Si       | 1,2,3,4,5,6,7,8                                  |                          |
|            | V1515 Cyg     | 177–200             | 3.2                     |      | 1950      | ¿Si?                 | II     |         | 1000             |          | 1,2,3,7,8,9,10,11                                |                          |
|            | V1057 Cyg     | 170–370             | 3.0–3.7                 |      | 1970      | Si                   | II     | G8-K2   | 600              |          | 1,2,3,6,8  |                          |
|            | Visibles      | Z CMa               | 420                     | 2.8  |           |                      | Si     | II      | B5/8+F5<br>/G3-4 | 1700     | Si   | 1,2,3,10,12,13,<br>14,15 |
|            |               | BBW 76              | 287–550                 | 2.2  |           | ~1930                | No     | II      |                  | 1800     |  | 2,3,7,8                  |
|            |               | V1735 Cyg           | 250                     | 10.0 |           | 1957-1965            | Si     | I       |                  | 900      |  | 1,2,3,12,16,17,18        |
|            |               | V883 Ori            | 400                     |      |           |                      | No     | II      |                  | 460      |  | 2,3                      |
| FU Orionis | RNO 1B        | 440                 | ~9                      |      |           | ¿Si?                 | II     | F8 II   | 850              |          | 3,5,15,19,20,21,22                               |                          |
|            | RNO 1C        | 540                 | ~9                      |      |           | ¿Si?                 | II     |         | 850              |          | 1,15,19,20,21,22                                 |                          |
|            | AR 6A         | 450                 | 18                      |      |           | ¿Si?                 | ¿II?   | G III   | 800              | Si       | 5,23   |                          |
| Embebidas  | AR 6B         | 450                 | 18                      |      |           | ¿Si?                 | ¿I?    |         | 800              |          | 2,5,23   |                          |
|            | PP 13S        | 30                  | 30-50                   | ~1   | <1900     | Si                   | I      |         | 350              |          | 3,24,25,26,27,28                                 |                          |
|            | L1551 IRS 5   | ~30                 | ~20                     |      |           | Si                   | I      |         | 140              | Si       | 3,29,30,31,32,<br>33,34,35,36,37,<br>38,39,40,41 |                          |
| FU Orionis | ISO-Cha I 192 | 1.5                 | 17                      | ~2   |           | Si                   | I      |         |                  |          | 43,44,45,46,47                                   |                          |
|            | V346 Nor      | 135                 | 2.7                     |      | ~1984     | Si                   | I      |         | 700              | ¿Si?     | 1,3,42,48,49,50,51                               |                          |
|            | V1331 Cyg     | 53/60               | 2.4                     |      |           |                      | I      | B05-FOb | 550-700          |          | 3,17,52,53,54,<br>55,56,57,58                    |                          |
| Candidatas | OO Ser        | 15                  |                         | 4.6  | 1995      | No                   | I      |         | 311              |          | 60,61  |                          |
|            | Re 50 N IRS1  | 50                  | ~30                     |      | 1960-1970 | Si                   | I      |         | 460              |          | 3,48,62,63,64,65                                 |                          |
|            | V1647 Ori     | 34–90               | ~10                     | ~3   | 2004      | No                   | I(III) |         | 400              |          | 59,66,67,68,69,<br>70,71,72,73,74                |                          |

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.3:** Referencias bibliográficas de la Tabla 5.2

|    |                                 |    |                             |
|----|---------------------------------|----|-----------------------------|
| 1  | Evans et al. (1994)             | 38 | Devine et al. (1999)        |
| 2  | Hartmann & Kenyon (1996)        | 39 | Rodríguez et al. (2003)     |
| 3  | Sandell & Weintraub (2001)      | 40 | Osorio et al. (2003)        |
| 4  | Kenyon et al. (2000)            | 41 | Rodríguez et al. (1998)     |
| 5  | Aspin & Reipurth (2003)         | 42 | Pfalzner (2008)             |
| 6  | Malbet et al. (2005)            | 43 | Mattila et al. (1989)       |
| 7  | Green et al. (2006)             | 44 | Persi et al. (1999)         |
| 8  | Zhu et al. (2008)               | 45 | Gómez & Mardones (2003)     |
| 9  | Goodrich (1987)                 | 46 | Gómez et al. (2004)         |
| 10 | Terranegra et al. (1994)        | 47 | Persi et al. (2007)         |
| 11 | Herbig (1977)                   | 48 | Strom & Strom (1993)        |
| 12 | Lorenzetti et al. (2001)        | 49 | Prusti et al. (1993)        |
| 13 | Herbst et al. (1978)            | 50 | Gredel (1994)               |
| 14 | Quanz et al. (2006)             | 51 | Reipurth et al. (1997)      |
| 15 | Polomski et al. (2005)          | 52 | Chavarría-K (1981)          |
| 16 | Sato et al. (1992)              | 53 | Carr (1989)                 |
| 17 | Levreault (1988)                | 54 | McMuldroch et al. (1993)    |
| 18 | Connelley et al. (2007)         | 55 | Biscaya et al. (1997)       |
| 19 | Staude & Neckel (1991)          | 56 | Mundt & Eislöffel (1998)    |
| 20 | Kenyon et al. (1993a)           | 57 | Henning et al. (1998)       |
| 21 | McMuldroch et al. (1995)        | 58 | Lorenzetti et al. (2000)    |
| 22 | Greene & Lada (1996)            | 59 | Ábrahám et al. (2004b)      |
| 23 | Moriarty-Schieven et al. (2008) | 60 | de Lara et al. (1991)       |
| 24 | Cohen & Schwartz (1983)         | 61 | Hodapp et al. (1996)        |
| 25 | Tapia et al. (1997)             | 62 | Heyer et al. (1990)         |
| 26 | Sandell & Aspin (1998)          | 63 | Reipurth & Aspin (1997)     |
| 27 | Aspin & Reipurth (2000)         | 64 | Stanke et al. (2000)        |
| 28 | Aspin & Sandell (2001)          | 65 | Lee et al. (2002)           |
| 29 | Strom et al. (1976)             | 66 | Andrews et al. (2004)       |
| 30 | Snell et al. (1980)             | 67 | Briceño et al. (2004)       |
| 31 | Cohen (1984)                    | 68 | McGehee et al. (2004)       |
| 32 | Snell et al. (1985)             | 69 | Reipurth & Aspin (2004b)    |
| 33 | Mundt et al. (1985)             | 70 | Vacca et al. (2004)         |
| 34 | Carr et al. (1987)              | 71 | Walter et al. (2004)        |
| 35 | Adams et al. (1987)             | 72 | Muzerolle et al. (2005)     |
| 36 | Carr (1990)                     | 73 | Acosta-Pulido et al. (2007) |
| 37 | Davis et al. (1995)             | 74 | Lis et al. (1999)           |

En esta tabla se indican las principales características de estos objetos, entre ellas la luminosidad,  $A_V$ , variación en la banda K, año del estallido (si ha sido registrado), asociación con flujos moleculares/jets, clase a la que pertenece, tipo espectral, distancia y binaridad de la fuente central. Las SEDs fueron construidas a partir de datos recopilados de la literatura, en el rango de 0.3 a 3000  $\mu\text{m}$ . En la Tabla 5.4 se muestran las referencias bibliográficas utilizadas para la compilación de los valores de flujos correspondientes a los diferentes rangos espectrales. En la Tabla 5.5 se listan los flujos obtenidos para cada objeto. Además, para confeccionar las SEDs observadas, se incluyeron espectros en el infrarrojo medio publicados por Green et al. (2006) y Quanz et al. (2007).

Los espectros publicados por Green et al. (2006) para las fuentes FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, BBW 76 y V346 Nor, tomados con el espectrógrafo IRS del telescopio Spitzer en el rango 5-35  $\mu\text{m}$ , fueron observados en diciembre de 2003 y mayo de 2004. Quanz et al. (2007) utilizaron datos obtenidos con los telescopios Spitzer e ISO. En este trabajo se incluyen los espectros Spitzer para los objetos RNO 1B, RNO 1C 7 L1551 IRS 5 observados en el rango 5-14  $\mu\text{m}$ , obtenidos con el espectrógrafo IRS entre diciembre de 2003 y marzo de 2004. Sólo en el caso de la fuente Re 50 N IRS1 se emplea el espectro obtenido con el instrumento SWS del ISO, en el rango 5-15  $\mu\text{m}$ , el cual fue observado en octubre de 2007. No se han incluido la totalidad de los espectros del ISO, debido a la baja relación señal sobre ruido que poseen en general. Los espectros Spitzer/IRS y el espectro ISO/SWS fueron digitalizados a partir de las figuras de los trabajos de Green et al. (2006) y Quanz et al. (2007) utilizando el programa *SpecScan*<sup>1</sup>.

Dado que las protoestrellas FU Orionis son variables, en la construcción de las respectivas SEDs, se procuró utilizar observaciones contemporáneas entre sí. Para algunos de los objetos analizados (RNO1B, V1331 Cyg, V1057 Cyg, V1515 Cyg y L1551 IRS 5), resultó necesario separar los datos según la época de observación. Esto resulta particularmente importante en la zona del

---

<sup>1</sup>Esta herramienta genera datos numéricos a partir de espectros impresos, mediante la interacción con el usuario. Fue desarrollada por C. E. Efstathiou y se encuentra disponible en la web, en <http://www.chem.uoa.gr/misc/specscan.htm>.

óptico e infrarrojo cercano, donde se registran las mayores variaciones.

**Tabla 5.4:** Referencias bibliográficas empleadas para construir las SEDs en distintos rangos espectrales

| Fuentes      | Rango Espectral              | Referencias  |
|--------------|------------------------------|--|
| FU<br>Ori    | óptico e                     |  |
|              | infrarrojo cercano           | Mendoza (1971), Kenyon & Hartmann (1991), Kenyon et al. (2000)   |
|              | infrarrojo medio             | Kenyon & Hartmann (1991), Weaver & Jones (1992)  |
|              | espectro 5–35 $\mu\text{m}$  | Green et al. (2006)  |
|              | infrarrojo lejano            | Harvey & Wilking (1982), Smith et al. (1982), Weaver & Jones (1992)  |
|              | submilimétrico y milimétrico | Sandell & Weintraub (2001)   |
| V1515<br>Cyg | óptico e                     |  |
|              | infrarrojo cercano           | Ábrahám et al. (2004a), Kóspál et al. (2004), Reipurth & Aspin (2004b), Clarke et al. (2005)               |
|              | infrarrojo medio             | Egan et al. (2003), Ábrahám et al. (2004a) Kóspál et al. (2004)  |
|              | espectro 5–35 $\mu\text{m}$  | Green et al. (2006)  |
|              | infrarrojo lejano            | Ábrahám et al. (2004a)   |
|              | submilimétrico y milimétrico | Sandell & Weintraub (2001), Kóspál et al. (2004)   |
| V1057<br>Cyg | óptico e                     |  |
|              | infrarrojo cercano           | Simon et al. (1972), Mendoza V. (1971), Kenyon & Hartmann (1991), Ibrahimov (1999), Ábrahám et al. (2004a) |
|              | infrarrojo medio             | Simon et al. (1972), Kenyon & Hartmann (1991), Ábrahám et al. (2004a)                                      |
|              | espectro 5–35 $\mu\text{m}$  | Green et al. (2006)  |
|              | infrarrojo lejano            | Weintraub et al. (1991), Ábrahám et al. (2004a)  |
|              | submilimétrico y milimétrico | Weintraub et al. (1991), Sandell & Weintraub (2001)  |
| Z CMa        | óptico e                     |  |
|              | infrarrojo cercano           | Hessman et al. (1991), Kenyon & Hartmann (1991), Egan et al. (2003), Ábrahám et al. (2004a)                |
|              | infrarrojo medio             | Kenyon & Hartmann (1991), Egan et al. (2003),  |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.4** – continúa de página anterior

| Fuentes      | Rango Espectral   | Referencias  |
|--------------|---|--|
|              |   | Ábrahám et al. (2004a), Schütz et al. (2005)   |
|              | infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico  | Kenyon & Hartmann (1991), Ábrahám et al. (2004a)<br>Dent et al. (1998)   |
| BBW 76       | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>espectro 5–35 $\mu\text{m}$<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico | Reipurth et al. (2002), Reipurth & Aspin (2004b)<br>Reipurth et al. (2002), Egan et al. (2003),<br>Ábrahám et al. (2004a), Schütz et al. (2005)<br>Green et al. (2006)<br>Kenyon & Hartmann (1991)   |
| V1735<br>Cyg | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                                | Kenyon & Hartmann (1991), Reipurth & Aspin (2004b)<br>Kenyon & Hartmann (1991), Egan et al. (2003),<br>Ábrahám et al. (2004a)<br>Sandell & Weintraub (2001), Ábrahám et al. (2004a)<br>Sandell & Weintraub (2001)                              |
| V883<br>Ori  | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                                | Reipurth & Aspin (2004b), Muzerolle et al. (2005)<br>Weaver & Jones (1992), Muzerolle et al. (2005),<br>Schütz et al. (2005)<br>Weaver & Jones (1992), Muzerolle et al. (2005)<br>Dent et al. (1998)   |
| RNO 1B       | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>espectro 5–14<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico               | Kenyon et al. (1993b), Reipurth & Aspin (2004b),<br>Polomski et al. (2005), Quanz et al. (2007)<br>Egan et al. (2003), Polomski et al. (2005),<br>Quanz et al. (2007)<br>Quanz et al. (2007)<br>–<br>Dent et al. (1998), Henning et al. (1998) |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.4** – continúa de página anterior

| Fuentes        | Rango Espectral   | Referencias  |
|----------------|---|--|
|                |   | Sandell & Weintraub (2001)   |
| RNO 1C         | óptico e<br>infrarrojo cercano<br><br>infrarrojo medio<br><br>espectro 5–14<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico | Kenyon et al. (1993b), Egan et al. (2003),<br>Reipurth & Aspin (2004b), Polomski et al. (2005)<br>Mookerjea et al. (1999), Egan et al. (2003),<br>Polomski et al. (2005)<br>Quanz et al. (2007)<br>Mookerjea et al. (1999)<br>Sandell & Weintraub (2001)   |
| AR 6A          | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                          | Aspin & Reipurth (2003), Reipurth & Aspin (2004b)<br>Egan et al. (2003)<br>–<br>–  |
| AR 6B          | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                          | Aspin & Reipurth (2003), Reipurth & Aspin (2004b)<br>Egan et al. (2003)<br>–<br>–  |
| PP 13S         | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                          | Sandell & Aspin (1998), Reipurth & Aspin (2004b)<br>Sandell & Aspin (1998)<br>–<br>Sandell & Aspin (1998)  |
| L1551<br>IRS 5 | óptico e<br>infrarrojo cercano<br><br>infrarrojo medio<br>espectro 5–14<br>infrarrojo lejano  | Strom et al. (1976), Beichman & Harris (1981),<br>Cohen & Schwartz (1983), Snell et al. (1985),<br>Hodapp et al. (1988), Moneti et al. (1988),<br>Park & Kenyon (2002)<br>Beichman & Harris (1981), Cohen & Schwartz (1983)<br>Quanz et al. (2007)<br>Cohen (1984), Davidson & Jaffe (1984),<br>Cohen et al. (1988), Fridlund et al. (1980), |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.4** – continúa de página anterior

| Fuentes          | Rango Espectral   | Referencias   |
|------------------|---|---|
|                  | submilimétrico<br>y milimétrico   | Cohen & Schwartz (1987), Walker et al. (1990)<br>Phillips et al. (1982), Davidson & Jaffe (1984),<br>Woody et al. (1989), Walker et al. (1990),<br>Keene & Masson (1990), Lay et al. (1994),<br>Moriarty-Schienvén et al. (1994), Ladd et al. (1995),<br>Hogerheijde et al. (1997), Looney et al. (1997),<br>Chandler & Richer (2000), Motte & André (2001),<br>Andrews & Willians (2005) |
| ISO-Cha I<br>192 | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                                | Persi et al. (2007)<br>Persi et al. (2007)<br>Persi et al. (2007)<br>-  |
| V346<br>Nor      | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>espectro 5–35 $\mu\text{m}$<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico | Reipurth et al. (1997), Schütz et al. (2005)<br>Reipurth et al. (1997), Ábrahám et al. (2004a),<br>Schütz et al. (2005)<br>Green et al. (2006)<br>Ábrahám et al. (2004a)<br>Ábrahám et al. (2004a), Schütz et al. (2005)  |
| V1331<br>Cyg     | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                                | Chavarría-K (1981), Chavarría-K. & de Lara (1981),<br>Fernandez (1995), Henning et al. (1998)<br>Chavarría-K (1981), Egan et al. (2003)<br>Sandell & Weintraub (2001), Ábrahám et al. (2004a)<br>Sandell & Weintraub (2001)   |
| OO Ser           | óptico e<br>infrarrojo cercano<br>infrarrojo medio<br>infrarrojo lejano<br>submilimétrico<br>y milimétrico                                | Hodapp et al. (1996), Kaas et al. (2004),<br>Reipurth & Aspin (2004b)<br>Hodapp et al. (1996), Kaas et al. (2004)<br>-<br>Hodapp et al. (1996)  |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.4** – continúa de página anterior

| Fuentes                 | Rango Espectral              | Referencias   |
|-------------------------|------------------------------|---|
| Re 50 N                 | óptico e                     |   |
| IRS 1                   | infrarrojo cercano           | –   |
|                         | infrarrojo medio             | Myers et al. (1987b), Reipurth et al. (1993)  |
|                         | espectro 5–15                | Quanz et al. (2007)   |
|                         | infrarrojo lejano            | Reipurth et al. (1993)  |
|                         | submilimétrico y milimétrico | Reipurth & Bally (1986), Dent et al. (1998)   |
| V1647 Ori pre-estallido | óptico e                     |   |
| V1647 Ori pre-estallido | infrarrojo cercano           | Ábrahám et al. (2004a), Briceño et al. (2004), McGehee et al. (2004)  |
|                         | infrarrojo medio             | Ábrahám et al. (2004a)  |
|                         | infrarrojo lejano            | Ábrahám et al. (2004a)  |
|                         | submilimétrico               |   |
|                         | y milimétrico                | Sandell & Weintraub (2001), Andrews et al. (2004)   |
| V1647 Ori pos-estallido | óptico e                     |   |
| V1647 Ori pos-estallido | infrarrojo cercano           | Briceño et al. (2004), McGehee et al. (2004), Reipurth & Aspin (2004b), Vacca et al. (2004) Muzerolle et al. (2005) |
|                         | infrarrojo medio             | Muzerolle et al. (2005)   |
|                         | infrarrojo lejano            | Muzerolle et al. (2005)   |
|                         | submilimétrico               |   |
|                         | y milimétrico                | Andrews et al. (2004)   |

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5:** Flujos vs. longitud de onda utilizados para la confección de las SEDs de las 19 estrellas FU Orionis analizadas

|                             | FU Ori                 | V1515 Cyg             | V1057 Cyg             | Z CMa                 |                          |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|-----------------------|--------------------------|
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias              |
| 0.36                        | $4.00 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (2000)     |
| 0.36                        | $5.00 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 0.36                        |                        | $4.64 \times 10^{-4}$ |                       |                       | Clarke et al. (2005)     |
| 0.36                        |                        |                       | $2.00 \times 10^{-2}$ |                       | Simon et al. (1972)      |
| 0.36                        |                        |                       | $5.00 \times 10^{-4}$ |                       | Ibrahimov (1999)         |
| 0.36                        |                        |                       | $5.00 \times 10^{-4}$ |                       | Ibrahimov (1999)         |
| 0.36                        |                        |                       |                       | $4.00 \times 10^{-2}$ | Hessman et al. (1991)    |
| 0.44                        | $2.10 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (2000)     |
| 0.44                        | $3.20 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 0.44                        |                        | $1.00 \times 10^{-2}$ |                       |                       | Clarke et al. (2005)     |
| 0.44                        |                        |                       | $1.00 \times 10^{-2}$ |                       | Ibrahimov (1999)         |
| 0.44                        |                        |                       | $2.70 \times 10^{-1}$ |                       | Simon et al. (1972)      |
| 0.44                        |                        |                       | $2.30 \times 10^{-1}$ |                       | Mendoza V. (1971)        |
| 0.44                        |                        |                       |                       | $2.00 \times 10^{-1}$ | Hessman et al. (1991)    |
| 0.55                        | $5.70 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (2000)     |
| 0.55                        | $1.10 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 0.55                        |                        | $3.00 \times 10^{-2}$ |                       |                       | Clarke et al. (2005)     |
| 0.55                        |                        |                       | $3.00 \times 10^{-2}$ |                       | Ibrahimov (1999)         |
| 0.55                        |                        |                       | $5.30 \times 10^{-1}$ |                       | Simon et al. (1972)      |
| 0.55                        |                        |                       | $6.20 \times 10^{-1}$ |                       | Mendoza V. (1971)        |
| 0.55                        |                        |                       |                       | $5.70 \times 10^{-1}$ | Hessman et al. (1991)    |
| 0.70                        | $2.46 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 0.70                        |                        | $1.00 \times 10^{-1}$ |                       |                       | Clarke et al. (2005)     |
| 0.70                        |                        |                       | $1.30 \times 10^{-1}$ |                       | Ibrahimov (1999)         |
| 0.70                        |                        |                       |                       | $9.60 \times 10^{-1}$ | Hessman et al. (1991)    |
| 0.90                        | $4.76 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 0.90                        |                        |                       |                       | $1.62 \times 10^0$    | Hessman et al. (1991)    |
| 1.24                        |                        | $4.40 \times 10^{-1}$ |                       | $3.85 \times 10^0$    | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 1.25                        | $7.73 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 1.25                        |                        | $6.00 \times 10^{-1}$ |                       |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 1.25                        |                        |                       | $1.91 \times 10^0$    | $6.08 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 1.65                        | $3.20 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mendoza (1971)           |
| 1.65                        |                        | $7.53 \times 10^{-1}$ |                       |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 1.65                        |                        |                       | $2.81 \times 10^0$    | $1.01 \times 10^{+1}$ | Kenyon & Hartmann (1991) |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

Tabla 5.5 – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias              |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|--------------------------|
| 1.66                        | $6.60 \times 10^{-1}$  | $8.39 \times 10^0$    | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 2.16                        | $7.46 \times 10^{-1}$  | $2.08 \times 10^{+1}$ | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 2.20                        | $5.96 \times 10^0$     | $3.16 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 2.20                        | $9.19 \times 10^0$     |                       | Mendoza (1971)           |
| 2.20                        | $8.10 \times 10^{-1}$  |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 2.20                        |                        | $1.90 \times 10^{+1}$ | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 2.34                        | $9.28 \times 10^0$     |                       | Mendoza (1971)           |
| 3.40                        | $8.80 \times 10^{-1}$  |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 3.40                        |                        | $5.15 \times 10^{+1}$ | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 3.50                        | $5.40 \times 10^0$     | $3.74 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 4.29                        |                        | $7.18 \times 10^{+1}$ | Egan et al. (2003)       |
| 4.35                        |                        | $7.21 \times 10^{+1}$ | Egan et al. (2003)       |
| 4.63                        | $6.18 \times 10^0$     | $6.12 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 4.63                        | $9.50 \times 10^{-1}$  |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 4.80                        | $1.57 \times 10^0$     | $2.67 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 5.00                        |                        | $7.42 \times 10^0$    | Simon et al. (1972)      |
| 8.28                        | $1.16 \times 10^0$     | $8.28 \times 10^{+2}$ | Egan et al. (2003)       |
| 10.20                       | $3.98 \times 10^0$     | $8.48 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 10.20                       | $2.16 \times 10^0$     |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 11.00                       |                        | $2.70 \times 10^{+1}$ | Simon et al. (1972)      |
| 11.60                       |                        | $1.84 \times 10^{+2}$ | Schütz et al. (2005)     |
| 12.00                       | $5.90 \times 10^0$     |                       | Weaver & Jones (1992)    |
| 12.00                       | $1.16 \times 10^{+1}$  |                       | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 12.00                       |                        | $1.49 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)   |
| 12.00                       | $3.70 \times 10^0$     | $9.73 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 12.00                       |                        | $5.68 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004b)   |
| 12.00                       |                        | $1.35 \times 10^{+2}$ | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 12.00                       |                        | $1.27 \times 10^{+2}$ | Schütz et al. (2005)     |
| 12.13                       | $1.43 \times 10^0$     |                       | Egan et al. (2003)       |
| 14.65                       | $2.23 \times 10^0$     | $1.59 \times 10^{+2}$ | Egan et al. (2003)       |
| 20.00                       | $2.95 \times 10^0$     |                       | Kóspál et al. (2004)     |
| 20.00                       |                        | $9.61 \times 10^{+1}$ | Simon et al. (1972)      |
| 11.00                       |                        | $1.86 \times 10^{+1}$ | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 21.34                       | $2.64 \times 10^0$     | $2.03 \times 10^{+2}$ | Egan et al. (2003)       |
| 25.00                       | $1.40 \times 10^{+1}$  |                       | Weaver & Jones (1992)    |
| 25.00                       | $1.10 \times 10^{+1}$  |                       | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 25.00                       |                        | $2.87 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)   |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

Tabla 5.5 – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias                |                            |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|----------------------------|----------------------------|
| 25.00                       | $6.80 \times 10^0$     | $2.15 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |                            |
| 25.00                       |                        | $2.32 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 25.00                       |                        | $1.83 \times 10^{+2}$ | Kenyon & Hartmann (1991)   |                            |
| 40.00                       | $1.80 \times 10^{+1}$  |                       | Harvey & Wilking (1982)    |                            |
| 50.00                       | $1.20 \times 10^{+1}$  |                       | Harvey & Wilking (1982)    |                            |
| 55.50                       | $0.10 \times 10^0$     |                       | Smith et al. (1982)        |                            |
| 60.00                       | $1.50 \times 10^{+1}$  |                       | Weaver & Jones (1992)      |                            |
| 60.00                       | $2.58 \times 10^{+1}$  |                       | Ábrahám et al. (2004a)     |                            |
| 60.00                       |                        | $5.30 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 60.00                       | $2.50 \times 10^{+1}$  | $2.90 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |                            |
| 60.00                       |                        | $5.37 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 60.00                       |                        | $3.12 \times 10^{+2}$ | Kenyon & Hartmann (1991)   |                            |
| 65.00                       |                        | $4.23 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 100.00                      | $8.00 \times 10^0$     |                       | Harvey & Wilking (1982)    |                            |
| 100.00                      | $4.01 \times 10^{+1}$  |                       | Weaver & Jones (1992)      |                            |
| 100.00                      | $1.10 \times 10^{+2}$  | $3.69 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |                            |
| 100.00                      |                        | $6.21 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 100.00                      |                        | $4.70 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 100.00                      |                        | $3.45 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004b)     |                            |
| 100.00                      |                        | $4.79 \times 10^{+2}$ | Kenyon & Hartmann (1991)   |                            |
| 120.00                      | $7.85 \times 10^{+1}$  |                       | Ábrahám et al. (2004a)     |                            |
| 160.00                      | $1.30 \times 10^{+1}$  |                       | Harvey & Wilking (1982)    |                            |
| 181.00                      | $1.28 \times 10^{+1}$  |                       | Smith et al. (1982)        |                            |
| 350.00                      |                        | $4.92 \times 10^0$    | Weintraub et al. (1991)    |                            |
| 350.00                      |                        | $2.88 \times 10^{+1}$ | Dent et al. (1998)         |                            |
| 450.00                      | $4.00 \times 10^{-1}$  |                       | Sandell & Weintraub (2001) |                            |
| 450.00                      | $1.10 \times 10^0$     |                       | Kóspál et al. (2004)       |                            |
| 450.00                      |                        | $1.38 \times 10^{+1}$ | Dent et al. (1998)         |                            |
| 800.00                      |                        | $4.50 \times 10^{-1}$ | Weintraub et al. (1991)    |                            |
| 800.00                      |                        | $4.30 \times 10^{-1}$ | Weintraub et al. (1991)    |                            |
| 800.00                      |                        | $1.96 \times 10^0$    | Dent et al. (1998)         |                            |
| 850.00                      | $7.00 \times 10^{-2}$  | $1.00 \times 10^{-1}$ | $2.70 \times 10^{-1}$      | Sandell & Weintraub (2001) |
| 850.00                      |                        | $8.00 \times 10^{-2}$ |                            | Kóspál et al. (2004)       |
| 1100.00                     |                        |                       | $7.10 \times 10^{-1}$      | Dent et al. (1998)         |
| 1300.00                     |                        | $3.00 \times 10^{-2}$ |                            | Kóspál et al. (2004)       |
| 1300.00                     |                        | $1.20 \times 10^{-1}$ |                            | Weintraub et al. (1991)    |
| 1300.00                     |                        |                       | $6.00 \times 10^{-1}$      | Schütz et al. (2005)       |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias              |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|-----------------------|--------------------------|
| 1300.00                     |                        |                       |                       | $4.50 \times 10^{-1}$ | Henning et al. (1998)    |
|                             | BBW 76                 | V1735 Cyg             | V883 Ori              | RNO 1B                |                          |
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias              |
| 0.32                        | $1.75 \times 10^{-3}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.36                        | $3.65 \times 10^{-3}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.38                        | $4.96 \times 10^{-3}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.43                        | $1.27 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.54                        | $4.42 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.70                        | $7.22 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 0.90                        | $1.29 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 1.24                        | $3.24 \times 10^{-1}$  | $1.80 \times 10^{-1}$ | $3.20 \times 10^{-1}$ | $3.00 \times 10^{-2}$ | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 1.24                        | $3.81 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 1.24                        |                        |                       |                       | $1.90 \times 10^{-1}$ | Kenyon et al. (1993b)    |
| 1.25                        |                        | $2.50 \times 10^{-1}$ |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 1.63                        | $5.35 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 1.63                        |                        |                       |                       | $4.40 \times 10^{-1}$ | Kenyon et al. (1993b)    |
| 1.65                        |                        | $7.40 \times 10^{-1}$ |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 1.66                        | $4.66 \times 10^{-1}$  | $6.00 \times 10^{-1}$ | $2.02 \times 10^0$    | $3.00 \times 10^{-3}$ | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 2.16                        | $4.86 \times 10^{-1}$  | $1.20 \times 10^0$    | $5.79 \times 10^0$    | $1.60 \times 10^{-1}$ | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 2.19                        | $5.67 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 2.19                        |                        |                       |                       | $6.80 \times 10^{-1}$ | Kenyon et al. (1993b)    |
| 2.20                        |                        | $1.34 \times 10^0$    |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 3.40                        |                        | $1.75 \times 10^0$    |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 3.60                        |                        |                       | $2.06 \times 10^0$    |                       | Muzerolle et al. (2005)  |
| 3.60                        |                        |                       |                       | $2.85 \times 10^{-1}$ | Quanz et al. (2007)      |
| 3.63                        |                        | $1.77 \times 10^0$    |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 3.77                        |                        |                       |                       | $8.90 \times 10^{-1}$ | Kenyon et al. (1993b)    |
| 3.80                        |                        |                       |                       | $6.80 \times 10^{-1}$ | Polomski et al. (2005)   |
| 4.50                        |                        |                       | $3.09 \times 10^0$    |                       | Muzerolle et al. (2005)  |
| 4.50                        |                        |                       |                       | $3.86 \times 10^{-1}$ | Quanz et al. (2007)      |
| 4.64                        | $5.01 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Reipurth et al. (2002)   |
| 4.67                        |                        |                       |                       | $5.80 \times 10^{-1}$ | Polomski et al. (2005)   |
| 4.80                        |                        | $1.29 \times 10^0$    |                       |                       | Kenyon & Hartmann (1991) |
| 5.80                        |                        |                       | $3.95 \times 10^0$    |                       | Muzerolle et al. (2005)  |
| 5.80                        |                        |                       |                       | $5.57 \times 10^{-1}$ | Quanz et al. (2007)      |
| 8.00                        |                        |                       | $6.43 \times 10^0$    |                       | Muzerolle et al. (2005)  |
| 8.00                        |                        |                       |                       | $6.35 \times 10^{-1}$ | Quanz et al. (2007)      |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

Tabla 5.5 – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias                                      |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|--|
| 8.28                        | $5.60 \times 10^{-1}$  | $1.35 \times 10^0$    | $2.04 \times 10^0$ Egan et al. (2003)            |
| 10.20                       |                        | $1.49 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991)                         |
| 10.80                       |                        |                       | $1.24 \times 10^0$ Polomski et al. (2005)        |
| 11.60                       | $8.20 \times 10^{-1}$  |                       | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 11.60                       |                        | $5.25 \times 10^{+1}$ | Schütz et al. (2005)                             |
| 12.00                       | $1.00 \times 10^0$     |                       | Reipurth et al. (2002)                           |
| 12.00                       | $1.03 \times 10^0$     | $7.50 \times 10^0$    | Schütz et al. (2005)                             |
| 12.00                       |                        | $2.19 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 12.00                       |                        | $1.62 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 12.00                       |                        | $5.50 \times 10^{+1}$ | Weaver & Jones (1992)                            |
| 12.13                       |                        |                       | $2.36 \times 10^0$ Egan et al. (2003)            |
| 14.65                       |                        | $1.34 \times 10^0$    | $2.38 \times 10^0$ Egan et al. (2003)            |
| 18.00                       |                        |                       | $1.61 \times 10^{+2}$ Polomski et al. (2005)     |
| 20.00                       |                        | $2.28 \times 10^0$    | Kenyon & Hartmann (1991)                         |
| 21.34                       |                        | $3.27 \times 10^0$    | $8.15 \times 10^0$ Egan et al. (2003)            |
| 24.00                       |                        | $1.56 \times 10^{+1}$ | Muzerolle et al. (2005)                          |
| 25.00                       | $1.70 \times 10^0$     |                       | Kenyon & Hartmann (1991)                         |
| 25.00                       |                        | $8.09 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 25.00                       |                        | $4.94 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 25.00                       |                        | $1.25 \times 10^{+2}$ | Weaver & Jones (1992)                            |
| 50.00                       |                        | $4.00 \times 10^{-1}$ | Sandell & Weintraub (2001)                       |
| 60.00                       | $1.70 \times 10^0$     |                       | Kenyon & Hartmann (1991)                         |
| 60.00                       |                        | $4.08 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 60.00                       |                        | $4.18 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 60.00                       |                        | $1.55 \times 10^{+2}$ | Weaver & Jones (1992)                            |
| 65.00                       |                        | $3.87 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 70.00                       |                        | $1.76 \times 10^{+1}$ | Muzerolle et al. (2005)                          |
| 100.00                      |                        | $9.30 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 100.00                      |                        | $7.72 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)                           |
| 100.00                      |                        | $1.33 \times 10^{+2}$ | Weaver & Jones (1992)                            |
| 350.00                      |                        | $1.37 \times 10^{+1}$ | $1.11 \times 10^{+2}$ Dent et al. (1998)         |
| 450.00                      |                        | $2.35 \times 10^0$    | $6.57 \times 10^{+1}$ Sandell & Weintraub (2001) |
| 450.00                      |                        | $1.17 \times 10^{+1}$ | $4.89 \times 10^{+1}$ Dent et al. (1998)         |
| 800.00                      |                        | $1.90 \times 10^0$    | $6.16 \times 10^0$ Dent et al. (1998)            |
| 450.00                      |                        |                       | $6.60 \times 10^0$ Sandell & Weintraub (2001)    |
| 1100.00                     |                        | $7.70 \times 10^{-1}$ | $2.30 \times 10^0$ Dent et al. (1998)            |
| 1300.00                     | $1.33 \times 10^{-2}$  | $2.70 \times 10^{-1}$ | Schütz et al. (2005)                             |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias                                 |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|-----------------------|-----------------------|---|
| 1300.00                     |                        |                       |                       |                       | $2.51 \times 10^0$<br>Henning et al. (1998) |
|                             | RNO 1C                 | AR 6A                 | AR 6B                 | PP 13S                |   |
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       |                       |                       | Referencias                                 |
| 1.24                        | $5.00 \times 10^{-2}$  | $3.00 \times 10^{-2}$ | $3.00 \times 10^{-2}$ | $9.80 \times 10^{-4}$ | Reipurth & Aspin (2004b)                    |
| 1.24                        | $5.00 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (1993b)                       |
| 1.24                        |                        | $4.00 \times 10^{-2}$ | $1.00 \times 10^{-3}$ |                       | Aspin & Reipurt (2003)                      |
| 1.24                        |                        |                       |                       | $9.46 \times 10^{-4}$ | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 1.63                        | $2.90 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (1993b)                       |
| 1.63                        |                        | $1.90 \times 10^{-1}$ | $2.00 \times 10^{-3}$ |                       | Aspin & Reipurt (2003)                      |
| 1.63                        |                        |                       |                       | $1.00 \times 10^{-2}$ | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 1.66                        | $2.60 \times 10^{-1}$  | $1.90 \times 10^{-1}$ | $1.90 \times 10^{-1}$ | $3.90 \times 10^{-3}$ | Reipurth & Aspin (2004b)                    |
| 2.16                        | $6.40 \times 10^{-1}$  | $5.20 \times 10^{-1}$ | $5.20 \times 10^{-1}$ | $4.00 \times 10^{-2}$ | Reipurth & Aspin (2004b)                    |
| 2.19                        | $6.40 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (1993b)                       |
| 2.19                        |                        |                       |                       | $1.30 \times 10^{-1}$ | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 2.20                        |                        | $4.30 \times 10^{-1}$ | $2.00 \times 10^{-2}$ |                       | Aspin & Reipurt (2003)                      |
| 3.77                        | $7.80 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Kenyon et al. (1993b)                       |
| 3.77                        |                        |                       |                       | $8.80 \times 10^{-1}$ | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 3.80                        | $7.80 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Polomski et al. (2005)                      |
| 3.80                        |                        | $7.30 \times 10^{-1}$ | $9.00 \times 10^{-2}$ |                       | Aspin & Reipurt (2003)                      |
| 4.50                        | $7.27 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 4.60                        |                        | $6.30 \times 10^{-1}$ | $1.50 \times 10^{-1}$ |                       | Aspin & Reipurt (2003)                      |
| 4.67                        | $6.70 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Polomski et al. (2005)                      |
| 5.00                        |                        |                       |                       | $2.48 \times 10^0$    | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 5.80                        | $9.89 \times 10^{-2}$  |                       |                       |                       | Mookerjea et al. (1999)                     |
| 8.00                        | $2.49 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 8.28                        | $2.04 \times 10^0$     | $8.30 \times 10^{-1}$ | $8.30 \times 10^{-1}$ |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 10.20                       |                        |                       |                       | $3.99 \times 10^0$    | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 10.80                       | $7.90 \times 10^{-1}$  |                       |                       |                       | Polomski et al. (2005)                      |
| 12.00                       | $2.50 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Mookerjea et al. (1999)                     |
| 12.13                       | $2.36 \times 10^0$     | $9.10 \times 10^{-1}$ | $9.10 \times 10^{-1}$ |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 14.65                       | $2.38 \times 10^0$     | $1.35 \times 10^0$    | $1.35 \times 10^0$    |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 18.00                       | $2.34 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Polomski et al. (2005)                      |
| 20.00                       |                        |                       |                       | $9.84 \times 10^0$    | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 20.00                       |                        |                       |                       | $8.89 \times 10^0$    | Sandell & Aspin (1998)                      |
| 21.34                       | $8.15 \times 10^0$     |                       |                       |                       | Egan et al. (2003)                          |
| 25.00                       | $2.40 \times 10^{+1}$  |                       |                       |                       | Mookerjea et al. (1999)                     |
| 60.00                       | $3.89 \times 10^{+2}$  |                       |                       |                       | Mookerjea et al. (1999)                     |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |               |          | Referencias                   |
|-----------------------------|------------------------|---------------|----------|-------------------------------|
| 100.00                      | $8.29 \times 10^{+2}$  |               |          | Mookerjea et al. (1999)       |
| 143.00                      | $1.62 \times 10^{+3}$  |               |          | Mookerjea et al. (1999)       |
| 185.00                      | $2.32 \times 10^{+3}$  |               |          | Mookerjea et al. (1999)       |
| 350.00                      | $1.62 \times 10^{+1}$  |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
| 450.00                      | $6.57 \times 10^{+1}$  |               |          | Sandell & Weintraub (2001)    |
| 450.00                      | $7.89 \times 10^0$     |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
| 750.00                      | $1.88 \times 10^0$     |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
| 800.00                      | $1.56 \times 10^0$     |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
| 850.00                      | $6.60 \times 10^0$     |               |          | Sandell & Weintraub (2001)    |
| 1100.00                     | $6.40 \times 10^{-1}$  |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
| 1300.00                     | $4.50 \times 10^{-1}$  |               |          | Sandell & Aspin (1998)        |
|                             | L1551 IRS 5            | ISO-Cha I 192 | V346 Nor | V1331 Cyg                     |
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |               |          | Referencias                   |
| 0.34                        | $1.90 \times 10^{-3}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.35                        | $7.10 \times 10^{-3}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.36                        | $6.10 \times 10^{-3}$  |               |          | Fernandez (1995)              |
| 0.36                        | $8.50 \times 10^{-3}$  |               |          | Chavarría-K (1981)            |
| 0.38                        | $1.06 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.40                        | $2.16 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.44                        | $2.88 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K (1981)            |
| 0.45                        | $2.09 \times 10^{-2}$  |               |          | Fernandez (1995)              |
| 0.46                        | $3.48 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.52                        | $5.73 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.55                        | $1.20 \times 10^{-3}$  |               |          | Schütz et al. (2005)          |
| 0.55                        | $6.32 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K (1981)            |
| 0.55                        | $3.85 \times 10^{-2}$  |               |          | Fernandez (1995)              |
| 0.58                        | $5.49 \times 10^{-2}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.64                        | $1.09 \times 10^{-1}$  |               |          | Chavarría-K. & de Lara (1981) |
| 0.64                        | $4.79 \times 10^{-2}$  |               |          | Fernandez (1995)              |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] | Referencias                                  |
|-----------------------------|------------------------|--|
| 0.70                        |                        | $1.19 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 0.79                        |                        | $5.74 \times 10^{-2}$ Fernandez (1995)       |
| 0.90                        | $3.00 \times 10^{-4}$  | Snell et al. (1985)                          |
| 0.90                        |                        | $1.88 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 1.20                        | $2.03 \times 10^{-2}$  | Strom et al. (1976)                          |
| 1.20                        | $1.43 \times 10^{-2}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 1.23                        | $1.05 \times 10^{-2}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 1.25                        |                        | $1.40 \times 10^{-1}$ Reipurth et al. (1997) |
| 1.25                        |                        | $3.70 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 1.30                        |                        | $1.60 \times 10^{-1}$ Henning et al. (1998)  |
| 1.60                        | $7.90 \times 10^{-3}$  | Strom et al. (1976)                          |
| 1.60                        | $1.70 \times 10^{-3}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 1.63                        | $2.32 \times 10^{-2}$  | Park & Kenyon (2002)                         |
| 1.65                        | $2.60 \times 10^{-3}$  | Moneti et al. (1988)                         |
| 1.65                        |                        | $4.10 \times 10^{-1}$ Reipurth et al. (1997) |
| 1.65                        |                        | $1.80 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 1.66                        | $4.21 \times 10^{-2}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 2.19                        | $6.97 \times 10^{-2}$  | Park & Kenyon (2002)                         |
| 2.20                        | $1.77 \times 10^{-1}$  | Strom et al. (1976)                          |
| 2.20                        | $1.15 \times 10^{-1}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 2.20                        | $4.60 \times 10^{-2}$  | Hodapp et al. (1988)                         |
| 2.20                        | $3.80 \times 10^{-2}$  | Persi et al. (2007)                          |
| 2.20                        |                        | $2.75 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 2.22                        | $1.09 \times 10^{-1}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 2.20                        |                        | $9.60 \times 10^{-1}$ Reipurth et al. (1997) |
| 2.23                        | $9.50 \times 10^{-3}$  | Moneti et al. (1988)                         |
| 3.40                        |                        | $2.42 \times 10^0$ Reipurth et al. (1997)    |
| 3.40                        |                        | $4.09 \times 10^{-1}$ Chavarria-K (1981)     |
| 3.45                        | $3.19 \times 10^{-1}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 3.50                        | $3.99 \times 10^{-1}$  | Strom et al. (1976)                          |
| 3.50                        | $3.08 \times 10^{-1}$  | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 3.60                        |                        | $1.20 \times 10^{-1}$ Persi et al. (2007)    |
| 3.75                        | $7.08 \times 10^{-1}$  | Moneti et al. (1988)                         |
| 4.50                        |                        | $2.90 \times 10^{-1}$ Persi et al. (2007)    |
| 4.63                        | $1.56 \times 10^0$     | Cohen & Schwartz (1983)                      |
| 4.80                        | $9.40 \times 10^{-1}$  | Strom et al. (1976)                          |
| 4.80                        | $5.00 \times 10^{-1}$  | Beichman & Harris (1981)                     |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

Tabla 5.5 – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias              |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|--------------------------|
| 4.80                        |                        | $4.59 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 5.00                        |                        | $4.24 \times 10^0$    | Reipurth et al. (1997)   |
| 5.00                        |                        | $6.54 \times 10^{-1}$ | Chavarría-K (1981)       |
| 5.80                        | $5.40 \times 10^{-1}$  |                       | Persi et al. (2007)      |
| 8.00                        | $8.50 \times 10^{-1}$  |                       | Persi et al. (2007)      |
| 8.00                        |                        | $6.54 \times 10^{-1}$ | Egan et al. (2003)       |
| 8.40                        | $4.28 \times 10^0$     |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 8.90                        | $8.00 \times 10^{-1}$  |                       | Persi et al. (2007)      |
| 9.60                        | $1.20 \times 10^0$     |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 9.80                        | $5.50 \times 10^{-1}$  |                       | Persi et al. (2007)      |
| 10.00                       | $2.80 \times 10^0$     |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 10.20                       | $3.81 \times 10^0$     |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 10.20                       |                        | $1.30 \times 10^0$    | Chavarría-K (1981)       |
| 10.50                       | $2.30 \times 10^0$     |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 11.00                       | $3.28 \times 10^0$     |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 11.60                       |                        | $7.29 \times 10^0$    | Schütz et al. (2005)     |
| 12.00                       |                        | $9.73 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 12.00                       |                        | $6.61 \times 10^0$    | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 12.13                       |                        | $1.32 \times 10^0$    | Egan et al. (2003)       |
| 12.50                       | $5.91 \times 10^0$     |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 12.80                       | $6.90 \times 10^0$     |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 12.90                       | $1.15 \times 10^0$     |                       | Persi et al. (2007)      |
| 14.65                       |                        | $1.20 \times 10^0$    | Egan et al. (2003)       |
| 18.00                       | $2.00 \times 10^{+1}$  |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 19.30                       | $3.28 \times 10^{+1}$  |                       | Cohen & Schwartz (1983)  |
| 20.00                       | $3.70 \times 10^{+1}$  |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 20.00                       |                        | $2.61 \times 10^0$    | Chavarría-K (1981)       |
| 21.34                       |                        | $2.23 \times 10^0$    | Egan et al. (2003)       |
| 25.00                       | $3.60 \times 10^{+1}$  |                       | Beichman & Harris (1981) |
| 25.00                       |                        | $3.08 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 25.00                       |                        | $3.09 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 37.00                       | $2.20 \times 10^{+2}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)  |
| 40.00                       | $2.00 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)             |
| 47.00                       | $3.20 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)             |
| 47.00                       | $3.90 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)             |
| 47.00                       | $2.70 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)             |
| 52.00                       | $3.55 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)             |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias                      |                            |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|----------------------------------|----------------------------|
| 58.00                       | $2.80 \times 10^{+2}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)          |                            |
| 60.00                       | $3.73 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen & Schwartz (1987)          |                            |
| 60.00                       | $3.73 \times 10^{+2}$  |                       | Walker et al. (1990)             |                            |
| 60.00                       |                        | $6.91 \times 10^{+1}$ | Ábrahám et al. (2004a)           |                            |
| 60.00                       |                        | $4.65 \times 10^{+1}$ | $6.88 \times 10^0$               | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 63.00                       | $3.44 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen et al. (1988)              |                            |
| 63.00                       | $4.50 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen et al. (1988)              |                            |
| 71.00                       |                        | $12.30 \times 10^0$   | Persi et al. (2007)              |                            |
| 85.00                       | $7.50 \times 10^{+2}$  |                       | Fridlund et al. (1980)           |                            |
| 95.00                       | $4.90 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)                     |                            |
| 100.00                      | $4.70 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)                     |                            |
| 100.00                      | $4.56 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen & Schwartz (1987)          |                            |
| 100.00                      | $4.56 \times 10^{+2}$  |                       | Walker et al. (1990)             |                            |
| 100.00                      |                        | $3.95 \times 10^{+1}$ | $8.22 \times 10^0$               | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 100.00                      |                        | $7.49 \times 10^{+1}$ |                                  | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 103.00                      | $5.12 \times 10^{+2}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)          |                            |
| 150.00                      | $4.75 \times 10^{+2}$  |                       | Fridlund et al. (1980)           |                            |
| 160.00                      | $3.90 \times 10^{+2}$  |                       | Cohen (1984)                     |                            |
| 168.00                      | $5.65 \times 10^{+2}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)          |                            |
| 190.00                      | $5.50 \times 10^{+2}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)          |                            |
| 350.00                      | $1.00 \times 10^{+2}$  |                       | Andrews & Williams (2005)        |                            |
| 350.00                      | $1.64 \times 10^{+2}$  |                       | Chandler & Richer (2000)         |                            |
| 377.00                      | $1.07 \times 10^{+2}$  |                       | Phillips et al. (1982)           |                            |
| 400.00                      | $6.80 \times 10^{+1}$  |                       | Davidson & Jaffe (1984)          |                            |
| 450.00                      | $9.40 \times 10^{+1}$  |                       | Chandler & Richer (2000)         |                            |
| 450.00                      |                        | $2.25 \times 10^0$    |                                  | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 730.00                      | $8.40 \times 10^0$     |                       | Ladd et al. (1995)               |                            |
| 750.00                      | $1.82 \times 10^{+1}$  |                       | Chandler & Richer (2000)         |                            |
| 800.00                      | $8.05 \times 10^0$     |                       | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |                            |
| 811.00                      | $1.50 \times 10^{+1}$  |                       | Phillips et al. (1982)           |                            |
| 850.00                      | $1.21 \times 10^{+1}$  |                       | Chandler & Richer (2000)         |                            |
| 850.00                      | $1.69 \times 10^{+1}$  |                       | Ladd et al. (1995)               |                            |
| 850.00                      |                        |                       | $5.10 \times 10^{-1}$            | Sandell & Weintraub (2001) |
| 870.00                      | $2.24 \times 10^0$     |                       | Lay et al. (1994)                |                            |
| 1000.00                     | $5.70 \times 10^0$     |                       | Keene & Masson (1990)            |                            |
| 1100.00                     | $5.10 \times 10^0$     |                       | Ladd et al. (1995)               |                            |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |  | Referencias                      |
|-----------------------------|------------------------|--|----------------------------------|
| 1100.00                     | $2.77 \times 10^0$     |  | Moriarty-Schienvén et al. (1994) |
| 1250.00                     | $2.37 \times 10^0$     |  | Keene & Masson (1990)            |
| 1300.00                     | $1.28 \times 10^0$     |  | Andrews & Willians (2005)        |
| 1300.00                     | $4.26 \times 10^0$     |  | Motte & André (2001)             |
| 1300.00                     | $4.26 \times 10^0$     |  | Walker et al. (1990)             |
| 1300.00                     | $2.70 \times 10^{-1}$  |  | Schütz et al. (2005)             |
| 1360.00                     | $7.00 \times 10^{-1}$  |  | Woody et al. (1989)              |
| 1650.00                     | $1.70 \times 10^{-1}$  |  | Keene & Masson (1990)            |
| 2700.00                     | $9.71 \times 10^{-2}$  |  | Hogerheijde et al. (1997)        |
| 2700.00                     | $3.00 \times 10^{-1}$  |  | Looney et al. (1997)             |
| 2730.00                     | $3.00 \times 10^0$     |  | Keene & Masson (1990)            |
| 2730.00                     | $1.30 \times 10^{-1}$  |  | Keene & Masson (1990)            |
| 2900.00                     | $2.40 \times 10^{-1}$  |  | Phillips et al. (1982)           |
| 3000.00                     | $2.40 \times 10^{-1}$  |  | Walker et al. (1990)             |
| 3400.00                     | $8.08 \times 10^{-2}$  |  | Hogerheijde et al. (1997)        |
| 3410.00                     | $9.00 \times 10^{-2}$  |  | Keene & Masson (1990)            |

|                             | OO Ser                 | Re 50 N IRS1 | V1647 Ori<br>pre-estallido | V1647 Ori<br>pos-estallido | Referencias              |
|-----------------------------|------------------------|--------------|----------------------------|----------------------------|--------------------------|
| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |              |                            |                            |                          |
| 0.44                        |                        |              |                            | $2.20 \times 10^{-5}$      | McGehee et al. (2004)    |
| 0.48                        |                        |              |                            | $3.00 \times 10^{-6}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 0.55                        |                        |              |                            | $8.20 \times 10^{-5}$      | McGehee et al. (2004)    |
| 0.63                        |                        |              | $2.00 \times 10^{-3}$      | $3.81 \times 10^{-4}$      | McGehee et al. (2004)    |
| 0.63                        |                        |              |                            | $3.89 \times 10^{-4}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 0.77                        |                        |              | $1.70 \times 10^{-2}$      |                            | McGehee et al. (2004)    |
| 0.77                        |                        |              |                            | $2.09 \times 10^{-3}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 0.79                        |                        |              | $1.07 \times 10^{-1}$      | $4.43 \times 10^{-3}$      | Briceño et al. (2004)    |
| 0.91                        |                        |              | $1.10 \times 10^{-1}$      | $4.70 \times 10^{-3}$      | McGehee et al. (2004)    |
| 1.24                        | $1.00 \times 10^{-4}$  |              |                            | $5.79 \times 10^{-2}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 1.24                        |                        |              | $1.99 \times 10^0$         |                            | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 1.60                        | $1.00 \times 10^{-3}$  |              |                            |                            | Hodapp et al. (1996)     |
| 1.66                        | $1.00 \times 10^{-4}$  |              |                            | $2.57 \times 10^{-1}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 1.66                        |                        |              | $1.39 \times 10^{+1}$      |                            | Ábrahám et al. (2004a)   |
| 2.10                        | $3.80 \times 10^{-3}$  |              |                            |                            | Hodapp et al. (1996)     |
| 2.16                        | $7.00 \times 10^{-4}$  |              |                            | $7.31 \times 10^{-1}$      | Reipurth & Aspin (2004b) |
| 2.16                        |                        |              | $5.10 \times 10^{+1}$      |                            | Ábrahám et al. (2004a)   |

Continúa en la siguiente página

§5. Modelado de las SEDs de objetos de tipo FU Orionis: Propiedades de discos circunestelares en estado activo

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |                       | Referencias                |
|-----------------------------|------------------------|-----------------------|----------------------------|
| 2.20                        | $1.41 \times 10^{-2}$  |                       | Kaas et al. (2004)         |
| 2.20                        | $1.64 \times 10^{-2}$  |                       | Hodapp et al. (1996)       |
| 3.60                        |                        | $2.06 \times 10^0$    | Muzerolle et al. (2005)    |
| 3.77                        |                        | $2.46 \times 10^0$    | Vacca et al. (2004)        |
| 3.80                        | $4.38 \times 10^{-1}$  |                       | Hodapp et al. (1996)       |
| 4.50                        |                        | $3.09 \times 10^0$    | Muzerolle et al. (2005)    |
| 4.68                        |                        | $3.63 \times 10^0$    | Vacca et al. (2004)        |
| 4.80                        | $1.36 \times 10^0$     |                       | Hodapp et al. (1996)       |
| 5.80                        |                        | $3.95 \times 10^0$    | Muzerolle et al. (2005)    |
| 6.70                        | $2.24 \times 10^0$     |                       | Kaas et al. (2004)         |
| 6.70                        |                        | $2.67 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 7.80                        | $5.60 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 8.00                        |                        | $6.27 \times 10^0$    | Muzerolle et al. (2005)    |
| 8.70                        | $2.00 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 9.50                        | $1.00 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 10.10                       | $2.20 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 10.30                       | $1.10 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 11.60                       | $2.40 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 11.70                       | $6.82 \times 10^0$     |                       | Hodapp et al. (1996)       |
| 12.00                       | $2.41 \times 10^{+1}$  |                       | Reipurth et al. (1993)     |
| 12.00                       |                        | $5.27 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 12.50                       | $4.00 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 14.30                       | $4.46 \times 10^0$     |                       | Kaas et al. (2004)         |
| 14.30                       |                        | $5.59 \times 10^{+2}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 20.60                       | $1.23 \times 10^{+1}$  |                       | Hodapp et al. (1996)       |
| 20.00                       | $1.00 \times 10^{+1}$  |                       | Myers et al. (1987b)       |
| 24.00                       |                        | $1.56 \times 10^{+1}$ | Muzerolle et al. (2005)    |
| 25.00                       | $6.42 \times 10^{+1}$  |                       | Reipurth et al. (1993)     |
| 25.00                       |                        | $1.20 \times 10^{+3}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 60.00                       | $1.47 \times 10^{+2}$  |                       | Reipurth et al. (1993)     |
| 60.00                       |                        | $2.00 \times 10^{+3}$ | Ábrahám et al. (2004a)     |
| 70.0                        |                        | $1.76 \times 10^{+1}$ | Muzerolle et al. (2005)    |
| 100.00                      | $2.23 \times 10^{+2}$  |                       | Reipurth et al. (1993)     |
| 350                         |                        | $2.50 \times 10^{+3}$ | Sandell & Weintraub (2001) |
| 450.00                      | $3.72 \times 10^{+1}$  |                       | Reipurth & Bally (1986)    |
| 450.00                      | $5.04 \times 10^0$     |                       | Dent et al. (1998)         |
| 450.00                      | $2.92 \times 10^0$     |                       | Reipurth & Bally (1986)    |

Continúa en la siguiente página

**Tabla 5.5** – continúa de página anterior

| $\lambda$ ( $\mu\text{m}$ ) | Flujos [ $F_\nu$ (Jy)] |   | Referencias                |
|-----------------------------|------------------------|---|----------------------------|
| 450.00                      |                        | $1.59 \times 10^0$                          | Andrews et al. (2004)      |
| 800                         | $6.00 \times 10^{-1}$  |   | Hodapp et al. (1996)       |
| 800.00                      | $8.22 \times 10^{-1}$  |   | Dent et al. (1998)         |
| 850.00                      | $5.00 \times 10^{-1}$  |   | Reipurth & Bally (1986)    |
| 850.00                      | $3.70 \times 10^0$     |   | Reipurth & Bally (1986)    |
| 850                         |                        | $1.80 \times 10^{+2}$ $3.16 \times 10^{-1}$ | Andrews et al. (2004)      |
| 870.00                      | $7.83 \times 10^{+2}$  |   | Reipurth et al. (1993)     |
| disco                       | $3.97 \times 10^{-1}$  |   | Dent et al. (1998)         |
| 1100.00                     |                        |   |                            |
| 1300.00                     | $2.62 \times 10^{+2}$  |   | Reipurth et al. (1993)     |
| 1300.00                     |                        | $9.30 \times 10^{+1}$                       | Sandell & Weintraub (2001) |

#### 5.4. Análisis de las SEDs

Para analizar las SEDs se empleó el código desarrollado por Whitney et al. (2003b) y se siguió un procedimiento similar al descrito en el Capítulo 4. Brevemente, el modelo de Whitney et al. (2003b) reproduce un sistema protoestelar completo consistente en una fuente central que emite fotones, un disco y una envolvente circunestelares. El código se basa en un procedimiento Monte Carlo aplicado al transporte radiativo, mediante el cual se realiza el seguimiento de fotones no polarizados emitidos por la fuente central a medida que son dispersados y absorbidos por las distintas componentes del sistema.

El primer paso consistió en la utilización de una grilla desarrollada por Robitaille et al. (2006) para obtener un modelo inicial para cada SED. Esta grilla se basa en el modelo de Whitney et al. (2003b) y consiste de 200000 modelos con simetría azimutal de SEDs que cubren el rango típico de las propiedades físicas y geométricas características de los objetos estelares jóvenes (ver Capítulo 2).

Como se discutió en el Capítulo 2 (ver Tabla 2.4), el modelo de Whitney et al. (2003b) consta de 15 parámetros que pueden dividirse en tres grupos: parámetros de la fuente central: masa estelar ( $M_*$ ), radio ( $R_*$ ) y temperatura ( $T_*$ ); parámetros de la envolvente: tasa de acreción de ( $\dot{M}$ ), radio externo

( $R_{max}$ ), densidad en la cavidad ( $\rho_{cav}$ ), ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta^2$ ); parámetros del disco: masa ( $M_{disco}$ ), radios interno ( $R_{min}$ ) y externo (o radio centrífugo,  $R_c$ ), tasa de acreción ( $\dot{M}_{disco}$ ), escala de altura 'fiducial' ( $z_{01}$ ) de disco, exponente de la densidad radial del disco (A), y exponente de la escala de altura del disco (B). El décimo quinto parámetro que es la densidad medio ambiente o nube madre que rodea a la protoestrella ( $\rho_{amb}$ ). Además de los parámetros asociados con estos tres grupos, se incluye el ángulo de inclinación respecto a la dirección de visión del observador ( $i$ ), uno de los parámetros más críticos para el modelado de las SEDs. Finalmente, debemos mencionar que en el análisis realizado, se ha fijado un valor del orden de 0.03 para la escala de altura "fiducial" ( $z_{01}$ ), ya que este parámetro prácticamente no varía en este tipo de objetos.

De la aplicación de la grilla de Robitaille et al. (2006), se seleccionaron para cada objeto analizado los modelos que correspondían a los valores menores de  $\chi^2$  y que, al mismo tiempo, reproducían en forma aproximada las propiedades o parámetros ya conocidas de los mencionados objetos. Un ejemplo de esto es la luminosidad, principal parámetro de esta etapa de gran actividad. Estos modelos iniciales fueron tomados como punto de partida para un análisis más detallado, para lo cual se utilizó directamente el código de Whitney et al. (2003b). En este segundo análisis, se incluyeron los espectros en el infrarrojo medio, cuando estos estaban disponibles. También se tuvieron en cuenta las posibles degeneraciones que se producen entre ciertos parámetros. Por ejemplo, al incrementarse la tasa de acreción de masa de la envolvente o al disminuir el radio centrífugo (o viceversa), puede obtenerse como resultado una SED similar, ya que los valores de la profundidad óptica resultantes son similares.

La aplicación directa del código de Whitney et al. (2003b) permite, entre otras cosas, introducir variaciones discretas de pasos arbitrarios en cada uno de los parámetros del modelo. Esto posibilita la obtención de soluciones con  $\chi^2$  menores<sup>3</sup>. De esta forma, se refinaron los valores de los parámetros de cada modelo.

---

<sup>2</sup>Medido desde el eje de rotación.

<sup>3</sup>Cabe mencionar que en la grilla de Robitaille et al. (2006) estos pasos son fijos.

Dado que los objetos que componen la muestra son de clases I y II, los parámetros que mejor pueden derivarse del análisis de las SEDs son los relacionados con la envoltente, en el primer caso, y con el disco de acreción, en el segundo. Esto último resulta especialmente importante para caracterizar el fenómeno FU Orionis.

Las Tablas 5.6 y 5.7 listan los parámetros de los modelos que mejor ajustan las SEDs de los objetos analizados. La primera (Tabla 5.6) corresponde a las FU Orionis de clase II y la segunda (Tabla 5.7) a las de clase I. En ambas tablas se incluye un parámetro adicional: la masa de la envoltente ( $M_{env}$ ). En la última columna de cada tabla se incluyen los valores "típicos" de cada parámetro para objetos de clases I y II propiamente dichos<sup>4</sup>, respectivamente (Whitney et al. 2003b). Las Figuras 5.1 a 5.20 muestran los mejores ajustes obtenidos en cada caso.

Cinco de los objetos analizados (V1057 Cyg, V1515 Cyg, L1551 IRS 5, RNO 1B y V1331 Cyg) presentan dispersiones significativas en los flujos observados, probablemente debido a la variabilidad de la fuente en los intervalos de tiempo que abarcan estos datos. Por este motivo, se separaron los datos en distintas épocas. En el caso de RNO 1B y V1331 Cyg, este procedimiento permitió obtener dos SEDs que fueron analizadas independientemente. En el caso de V1057 Cyg, V1515 Cyg y L1551 IRS 5, la separación de los flujos teniendo en cuenta las distintas épocas de observación, no redujo la dispersión de estos valores, por lo cual se decidió modelar los flujos contemporáneos a la época de observación de los respectivos espectros en el infrarrojo medio.

En general, los flujos obtenidos de la literatura han sido observados con aperturas de diferente tamaño. Por este motivo, para las fuentes FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, AR 6A/6B, V346 NOR y Re 50 N IRS1 en las correspondientes figuras (Figuras 5.1; 5.2 ; 5.3; 5.10; 5.11; 5.15 y 5.18, respectivamente), se muestran los modelos correspondientes a distintas aperturas.

---

<sup>4</sup>Es decir, que no se encuentran en una etapa de estrella tipo FU Orionis o etapa eruptiva.

**Tabla 5.6:** Mejores modelos para las FU Orionis de clase II

| Parámetros  | FU    | V1515 | V1057 | Z CMa | BBW 76 | RNO 1B <sup>1</sup> | RNO 1C | V883  | clase II <sup>2</sup> |
|---|-------|-------|-------|-------|--------|---------------------|--------|-------|-----------------------|
|   | Ori   | Cyg   | Cyg   |       |        |                     |        | Ori   |                       |
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                               | 0.7   | 0.3   | 0.5   | 0.8   | 0.5    | 1.50                | 2.3    | 1.5   | 0.5                   |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                               | 4.30  | 2.50  | 5.60  | 2.00  | 6.40   | 3.50(3.00)          | 3.00   | 2.50  | 2.09                  |
| $T_*$ (K)   | 6000  | 5700  | 5300  | 7000  | 6000   | 4100                | 4500   | 4000  | 4000                  |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )         | 0.20  | 1.00  | 6.00  | 10.0  | 0.10   | 8.00                | 5.00   | 0.02  | 0.00                  |
| $R_c$ (UA)  | 60    | 62    | 60    | 65    | 160    | 80                  | 109    | 200   | 300                   |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                               | 6.0   | 8.2   | 8.2   | 3.9   | 14.9   | 7.2                 | 61.0   | 6.9   | 7.0                   |
| $R_{max}$ (AU)                                    | 5000  | 5200  | 5200  | 16170 | 4700   | 7900                | 5600   | 3800  | 500                   |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.010 | 0.300 | 0.190 | 1.560 | 0.003  | 0.03                | 0.08   | 0.850 | 0.0001                |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.01  | 0.05  | 0.05  | 0.09  | 0.02   | 0.33                | 0.70   | 0.30  | 0.01                  |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-5}M_\odot/\text{año}$ ) | 5.0   | 3.5   | 14.0  | 9.0   | 3.0    | 1.0(0.5)            | 2.0    | 1.5   | 0.0005                |
| $\rho_{amb}$ ( $10^{-22}$ )                       | 2.2   | 1.0   | 1.0   | 1.5   | 2.3    | 3.5                 | 1.5    | 1.8   | -                     |
| $\rho_{cav}$ ( $10^{-20}$ )                       | 1.9   | 1.0   | 1.0   | 2.3   | 2.8    | 3.3                 | 6.9    | 7.9   | -                     |
| A   | 2.010 | 2.103 | 2.050 | 2.064 | 2.069  | 2.180               | 2.103  | 2.213 | 2.250                 |
| B   | 1.010 | 1.103 | 1.050 | 1.064 | 1.069  | 1.180               | 1.103  | 1.213 | 1.250                 |
| $\theta$ (°)                                      | 40    | 20    | 35    | 20    | 20     | 30                  | 15     | 5     | 90                    |
| Inclinación (°)                                   | 45    | 5     | 5     | 32    | 50     | 73                  | 37     | 18    | -                     |

<sup>1</sup> Para el caso de RNO 1B se obtuvieron dos modelos correspondientes a diferentes épocas. Entre paréntesis se indican los valores de los parámetros del modelo que mejor reproduce los datos más recientes, cuando difieren de los del primer modelo (ver Figura 5.6).

<sup>2</sup> Valores "típicos" de los parámetros para objetos de clase II (Whitney et al. 2003b).

**Tabla 5.7:** Mejores modelos para las FU Orions de clase I

| Parámetros  | V1735<br>Cyg | AR 6A | AR 6B | PP 13S | L1551<br>IRS 5 | Iso Cha I<br>192 | V346<br>NOR | V1331<br>Cyg <sup>1</sup> | OO Ser | Re 50 N<br>IRS1 | V1647<br>Ori -pre | V1647<br>Ori -post | clase I <sup>2</sup> |
|---|--------------|-------|-------|--------|----------------|------------------|-------------|---------------------------|--------|-----------------|-------------------|--------------------|----------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                   | 0.5          | 0.8   | 0.87  | 1.0    | 2              | 2.0              | 1.6         | 1.2                       | 0.7    | 1.0             | 1.00              | 1.0                | 0.50                 |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                   | 7.6          | 5.48  | 5.50  | 2.50   | 8              | 6.1              | 2.10        | 3.00(2.90)                | 3.00   | 4.00            | 1.50              | 2.50               | 2.09                 |
| $T_*$ (K)   | 4400         | 5084  | 4100  | 4800   | 4800           | 5000             | 6000        | 7200(6500)                | 5900   | 5000            | 3000              | 5500               | 4000                 |
| $\dot{M}$<br>( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )          | 1.0          | 6.0   | 10.0  | 1.0    | 10.0           | 6.0              | 1.0         | 4.2(1.2)                  | 10.0   | 10.0            | 0.3               | 2.0                | 5.0                  |
| $R_c$ (UA)  | 60           | 80    | 80    | 200    | 100            | 60               | 11          | 30                        | 200    | 30              | 300               | 300                | 200                  |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                                   | 8.2          | 7.2   | 7.0   | 10.1   | 10.1           | 10.5             | 8.37        | 16.7                      | 16.1   | 26.5            | 3.8               | 1.0                | 7.0                  |
| $R_{max}$ (AU)  | 5200         | 7900  | 7900  | 5000   | 5000           | 5000             | 13520       | 6080                      | 10000  | 6020            | 2840              | 2840               | 5000                 |
| $M_{env}$ ( $M_\odot$ )                               | 0.360        | 0.02  | 0.01  | 0.09   | 0.01           | 0.180            | 0.480       | 0.050 (0.020)             | 0.40   | 0.280           | 0.001             | 0.001              | 0.190                |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                             | 0.05         | 0.28  | 0.37  | 0.24   | 0.50           | 0.08             | 0.08        | 0.06                      | 0.01   | 0.06            | 0.03              | 0.01               | 0.01                 |
| $\dot{M}_{disco}$<br>( $10^{-6} M_\odot/\text{año}$ ) | 20           | 4.3   | 1.0   | 8.0    | 0.9            | 0.1              | 2.0         | 2.0(0.1)                  | 90     | 8.0             | 0.1               | 5.0                | 0.007                |
| $\rho_{amb}$ ( $10^{-22}$ )                           | 10           | 3.5   | 3.5   | 1.3    | 1.3            | 1.3              | 2.7         | 4.2                       | 5.7    | 4.20            | 2.20              | 2.20               | -                    |
| $\rho_{cav}$ ( $10^{-20}$ )                           | 1.0          | 0.33  | 0.33  | 1.9    | 1.9            | 1.9              | 0.58        | 1.5                       | 17     | 1.5             | 3.0               | 3.0                | -                    |
| A   | 2.050        | 2.191 | 2.191 | 2.250  | 2.25           | 2.010            | 2.250       | 2.140                     | 2.250  | 2.069           | 2.159             | 2.213              | 2.250                |
| B   | 1.050        | 1.191 | 1.191 | 1.250  | 1.25           | 1.010            | 1.250       | 1.140                     | 1.250  | 1.069           | 1.159             | 1.213              | 1.250                |
| $\theta$ (°)  | 35           | 15    | 15    | 20     | 33             | 20               | 4           | 26                        | 70     | 40              | 7                 | 7                  | 20                   |
| $i$ (°)   | 30           | 73    | 72    | 50     | 60             | 50               | 18          | 18                        | 5      | 15              | 60                | 60                 | -                    |

<sup>1</sup> Para el caso de V1331 Cyg se obtuvieron dos modelos correspondientes a diferentes épocas. Entre paréntesis se indica el modelo que mejor reproduce los datos más recientes, cuando difieren de los del primer modelo (ver Figura 5.16).

<sup>2</sup> Valores "típicos" de los parámetros para objetos de clase I (Whitney et al. 2003b).

## 5.5. Análisis individual

En esta sección se presenta y discute el análisis de las SEDs de cada uno de los 19 objetos seleccionados. Esta muestra se divide en las protoestrellas de clase II (FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, Z CMa, BBW 76, RNO 1B, RNO 1C y V883 Ori) y de clase I (V1735 Cyg, AR 6A/6B, PP 13S, L1551 IRS5, ISO-Cha I 192, V346 Nor, V1331 Cyg, OO Ser, Re 50 N IRS1, V1647 Ori), según lo indicado en la Tabla 5.2.

### 5.5.1. FU Orionis

Este objeto es una de las tres fuentes que representa la clase FU Orionis. El estallido fue observado en 1937 con una luminosidad de  $420 L_{\odot}$  (Hartmann & Kenyon 1996). No se asocia ningún flujo molecular o jet con este objeto (Evans et al. 1994). FU Ori es un sistema binario con una separación de 217 UA (Malbet et al. 2005; Quanz et al. 2006).

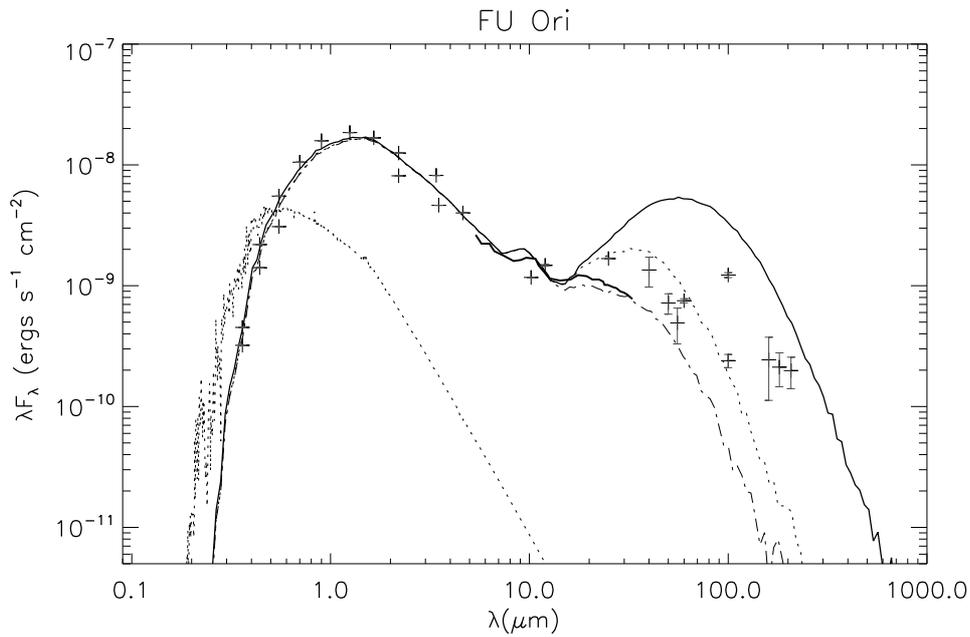
La SED que se muestra en la Figura 5.1, presenta dos máximos: uno alrededor de  $1.5 \mu\text{m}$  y otro alrededor de  $100 \mu\text{m}$ . El espectro Spitzer/IRS en  $5 - 35 \mu\text{m}$  de esta fuente muestra emisión del silicato en  $10$  y  $18 \mu\text{m}$  (Green et al. 2006). Mientras que los espectros Spitzer/IRS definen bien la región del infrarrojo medio en las SEDs, los flujos observados en las regiones del submilimétrico y del milimétrico son escasos y muestran un alto grado de dispersión.

En la Figura 5.1 se muestra el mejor modelado obtenido para la fuente FU Ori, para tres aperturas diferentes:  $60''$  (línea continua),  $30''$  (línea a trazos) y  $11''$  (línea punto y trazo). La última coincide con el valor de la apertura usado para la extracción del espectro (Green et al. 2006).

Varios autores han estudiado este objeto. Kenyon et al. (1988) adoptaron un modelo con un disco estacionario<sup>5</sup> en acreción y modelan tanto la SED como los perfiles de línea observados. Estos autores obtienen una masa estelar de  $0.37 M_{\odot}$  y una temperatura de  $7200$  K. Además, estiman  $M_* \dot{M}_{disc} = 0.5 - 4.0 \times 10^{-4} M_{\odot}^2/\text{año}$ , para  $\cos(i) = 0.5$ . Popham et al. (1996) fijaron una masa

---

<sup>5</sup>Esto es con una tasa de acreción constante en el tiempo.



**Fig. 5.1:** Mejor ajuste para la fuente FU Ori. En esta figura se indica con cruces los flujos observados. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Green et al. 2006), en el rango 5-35  $\mu\text{m}$ . La SED modelada, graficada en esta figura, corresponde a tres aperturas diferentes. En línea continua se muestra la SED obtenida para la apertura de 60'' mientras que en línea de trazos la de 30'' y la de punto trazo la apertura de 11''. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

estelar de  $0.7 M_{\odot}$  y utilizaron un disco de acreción con una "boundary layer"<sup>6</sup> o zona de transición para modelar tanto espectros ópticos como perfiles de líneas y obtuvieron  $M_* \dot{M}_{disco} = 1.4 \times 10^{-4} M_{\odot}^2 / \text{año}$ , para  $\cos(i) = 0.5$ .

Más recientemente, Sandell & Weintraub (2001) utilizando observaciones en el rango submilimétrico, estimaron un límite superior para la masa del disco de  $0.02 M_{\odot}$ . Lodato & Bertin (2001) modelaron la SED de FU Orionis utilizando un disco de acreción autogravitante y obtuvieron  $M_* \dot{M}_{disco} = 5.2 \times 10^{-5} M_{\odot}^2 / \text{año}$ , para  $M_* = 1 M_{\odot}$ ,  $\cos(i) = 0.65$  y  $R_{min} = 8 R_{\odot}$ . Posteriormente, Lodato & Bertin (2003), además de la SED, modelaron los perfiles de las líneas de FU Ori y derivaron  $M_* \dot{M}_{disco} = 1 \times 10^{-4} M_{\odot}^2 / \text{año}$ , para  $M_* = 0.7 M_{\odot}$  y  $\cos(i) = 0.5$ .

<sup>6</sup>La llamada "boundary layer" es una zona de transición del disco, donde el material del disco que es acretado por el objeto central libera energía, particularmente en la región ultravioleta y óptica del espectro. Esto se produce porque el material del disco rota a velocidades  $\sim 100 \text{ kms}^{-1}$  y cae a un objeto central que rota con velocidades de sólo  $\sim 1 \text{ kms}^{-1}$ .

Malbet et al. (2005), empleando datos interferométricos en el infrarrojo cercano, determinaron  $\dot{M}_{disc} = 6.5 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ . Green et al. (2006) modelaron la SED y el espectro en el infrarrojo medio obtenido con Spitzer de FU Orionis con un disco de acreción. Adoptando  $M_* = 0.3 M_{\odot}$  y una temperatura estelar máxima de 7710 K, estos autores obtuvieron  $M_* \dot{M}_{disc} = 1.0 \times 10^{-4} M_{\odot}^2/\text{año}$ , para  $R_i$  de 0.58 UA y  $R_c$  de 70 UA. Finalmente, Zhu et al. (2008) modelaron el espectro Spitzer/IRS de FU Ori y determinan  $i = 55^\circ$ ,  $R_* = 5 R_{\odot}$  y  $M_* \dot{M}_{disc} = 7.4 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ .

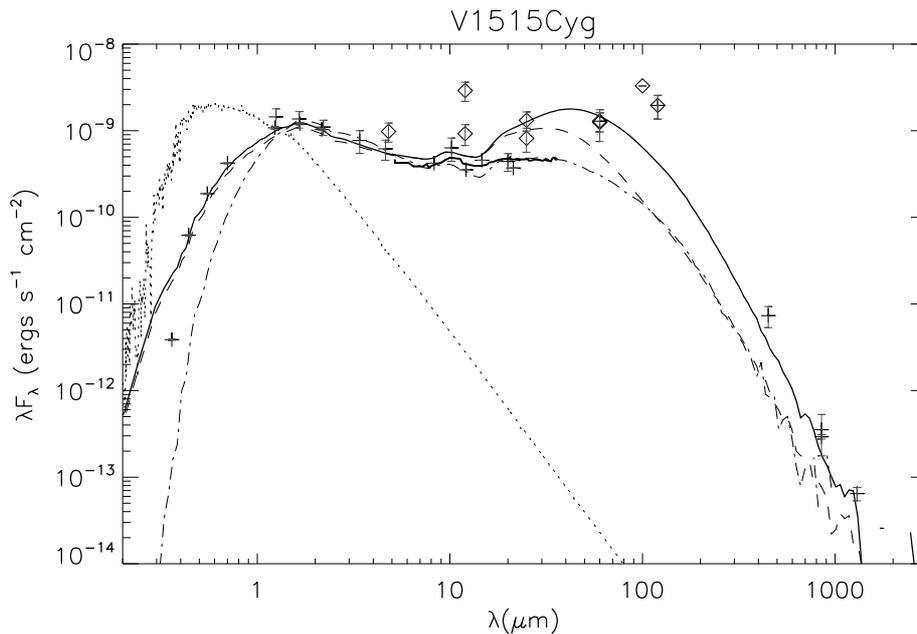
A partir del análisis de la SED de FU Orionis se han derivado los parámetros de la Tabla 5.6. La masa de la estrella central,  $M_* = 0.7 M_{\odot}$ , muestra buen acuerdo con determinaciones previas, especialmente con la de Lodato & Bertin (2003). A partir de la tasa de acreción de masa del disco obtenida en este trabajo  $\dot{M}_{disc} = 5 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ , para una masa estelar  $M_* = 0.7 M_{\odot}$ , se obtiene  $M_* \dot{M}_{disc} = 3.5 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ . Esto coincide con los valores determinados por Kenyon et al. (1988), Lodato & Bertin (2003) y Zhu et al. (2008). Sin embargo, resulta menor que el determinado por Lodato & Bertin (2001). La suma de las masas del disco y de la envolvente es de  $0.02 M_{\odot}$ , en acuerdo con la estimación de Sandell & Weintraub (2001). Parámetros como  $R_*$  ( $5.1 R_{\odot}$ ),  $i$  ( $45^\circ$ ) y  $R_c$  (60 UA), coinciden con determinaciones previas (Green et al. 2006; Zhu et al. 2008).

### 5.5.2. V1515 Cygni

V1515 Cygni es otra de las tres fuentes prototipo de las variables de tipo FU Orionis. Tiene la característica de haber continuado el estallido por décadas (Herbig 1977), el cual fue detectado en 1950 en el óptico (Hartmann & Kenyon 1996). Goodrich (1987) sugirió la presencia de un flujo molecular asociado a este objeto (ver también Evans et al. 1994). Además, estos mismos autores sostienen que el ángulo de inclinación de esta fuente con respecto a la visual sería cercano a cero, de acuerdo a la forma de la nebulosa observada en gran escala. V1515 Cygni fue detectada en 450, 800 y 850  $\mu\text{m}$  por Weintraub et al. (1991). La fuente central posee una luminosidad estimada entre 77 y 200  $L_{\odot}$  (Sandell & Weintraub 2001; Green et al. 2006).

La SED de V1515 Cyg, presentada en la Figura 5.2, tiene dos máximos:

uno alrededor de  $1.5 \mu\text{m}$  y otro alrededor de  $60 \mu\text{m}$ . El espectro Spitzer/IRS en  $5\text{--}35 \mu\text{m}$  evidencia la presencia del silicato en  $\sim 9.7 \mu\text{m}$  en emisión (Green et al. 2006). Los flujos observados en la región de  $4$  a  $200 \mu\text{m}$  muestran una dispersión relativamente significativa, ocasionada en parte por una diferencia en las épocas en que se realizaron las observaciones. En la Figura 5.2 se presentan los flujos observados entre los años 2003 y 2004 con cruces, y los observados entre 1983 y 1996 en rombos.



**Fig. 5.2:** Mejor ajuste para la fuente V1515 Cyg. En esta figura se grafican con cruces los flujos observados entre los años 2003 y 2004, mientras que en rombos se indican los flujos obtenidos entre 1983 y 1996. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Green et al. 2006), en el rango  $5\text{--}35 \mu\text{m}$ . El mejor modelo de la SED obtenido se grafica para tres aperturas diferentes: en línea continua la correspondiente a  $60''$ , en línea a trazos la de  $30''$  y en línea de punto y trazo la de  $11''$ . Esta SED corresponde al modelado de los datos más recientes (2003-2004) y contemporáneos al espectro. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

El mejor ajuste obtenido para V1515 Cyg (Figura 5.2, Tabla 5.6) corresponde a los flujos obtenidos en 2003-2004 (las cruces en la Figura 5.2), contemporáneos con el espectro de Spitzer. Los datos obtenidos entre 1983 y 1996 (rombos en la Figura 5.2) tienen una dispersión mayor, lo cual dificulta su modelado. En la Figura 5.2 se grafica el modelo para tres aperturas diferentes,  $60''$  (línea continua),  $30''$  (línea a trazos) y  $11''$  (línea punto y trazo),

ya que los flujos observados corresponden también a distintas aperturas. La apertura de 11" coincide con la usada en la extracción del espectro (Green et al. 2006).

Sandell & Weintraub (2001) determinaron un límite superior para la masa del disco de V1515 Cyg de  $\sim 0.13 M_{\odot}$  mediante el empleo de observaciones en 1.3 mm. Lodato & Bertin (2001) determinaron un ángulo de apertura de la cavidad,  $\theta \sim 20\text{--}28^{\circ}$ , una tasa de acreción de masa del disco de  $\dot{M}_{disco} = 1.0 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$  y una masa del disco de  $M_{disco} = 0.91 - 1.52 M_{\odot}$ . Green et al. (2006) modelaron la SED en el infrarrojo cercano y medio y el espectro obtenido por Spitzer y derivaron una temperatura máxima para la fuente central de 7710 K y  $M_* \dot{M}_{disco} = 3.5 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ . Finalmente, Zhu et al. (2008) estimaron una inclinación de  $i = 0^{\circ}$  y una masa de la estrella central  $M_* = 0.3 M_{\odot}$ , un radio estelar  $R_* = 2.8 R_{\odot}$ , un radio mínimo de  $R_{min} = 0.25 \text{ UA}$  y un valor de  $M_* \dot{M}_{disco} = 1.3 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ .

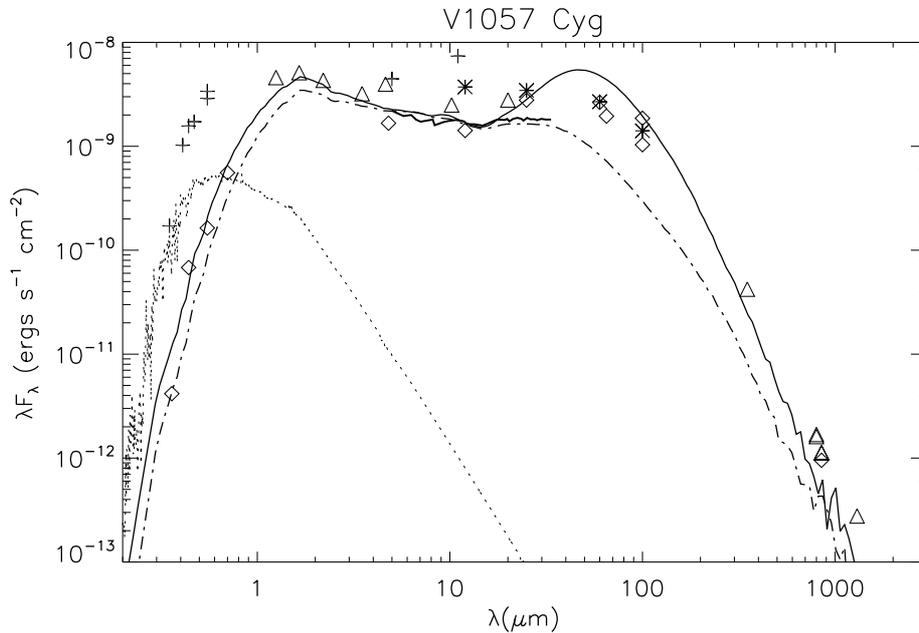
La Tabla 5.6 lista los parámetros del mejor ajuste obtenido para V1515 Cyg. El valor de la temperatura del objeto central resulta menor al máximo determinado por Green et al. (2006). La masa del disco ( $0.05 M_{\odot}$ ) también resulta menor que la determinada por Lodato & Bertin (2001,  $M_{disco} = 0.91 - 1.52 M_{\odot}$ ).

Además, a partir de la tasa de acreción de masa del disco  $\dot{M}_{disco} = 3.5 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$  y del valor obtenido para la masa estelar,  $M_* = 0.3 M_{\odot}$ , se derivó  $M_* \dot{M}_{disco} = 1.1 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ . Éste está en acuerdo con el determinado previamente por otros autores. El valor de la masa estelar coincide con el determinado por Zhu et al. (2008). Los valores estimados para  $\theta$  ( $20\text{--}28^{\circ}$ ) y  $R_*$  ( $3.30 R_{\odot}$ ) resultan en buen acuerdo con los determinados por Lodato & Bertin (2001) y Zhu et al. (2008), respectivamente.

### 5.5.3. V1057 Cygni

Welin (1971) observó que V1057 Cygni aumentó su brillo en  $\sim 6$  mag en menos de un año (1969-1971), lo cual resultó reflejado en un cambio del tipo espectral de este objeto, de M a A temprana (Herbig 1977). Luego, éste decayó paulatinamente, disminuyendo alrededor de 6 magnitudes en los 6 años siguientes al estallido. V1057 Cyg posee una luminosidad estimada entre 170

y  $370 L_{\odot}$  (Green et al. 2006; Sandell & Weintraub 2001) y está asociada a un flujo molecular (Evans et al. 1994).



**Fig. 5.3:** Mejor ajuste para la fuente V1057 Cyg. En esta figura se grafican con cruces los flujos observados hasta 1971, con asteriscos los datos de 1983, con triángulos los de 1989, mientras que con rombos se indican los flujos obtenidos entre 1995 y 1998. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Green et al. 2006), en el rango  $5\text{-}35 \mu\text{m}$ . El mejor modelo de la SED obtenido se grafica para dos aperturas diferentes, en línea continua la correspondiente a  $60''$ , mientras que en línea de punto y trazo la de  $20''$ . Esta SED corresponde al modelado de los datos más cercanos, temporalmente, al espectro (rombos). En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

El mejor modelado obtenido para V1057 Cyg (Figura 5.3) ha sido graficado para dos aperturas:  $60''$  (línea continua) y  $20''$  (línea punto y trazo). El último valor de apertura coincide con la del espectro (Green et al. 2006). En la región próxima a  $10 \mu\text{m}$ , puede observarse que los flujos presentan una dispersión relativamente grande, independientemente de la época de observación y de la apertura empleada. Por este motivo, en el modelado realizado se atribuyó más peso al espectro que a los valores individuales de flujos.

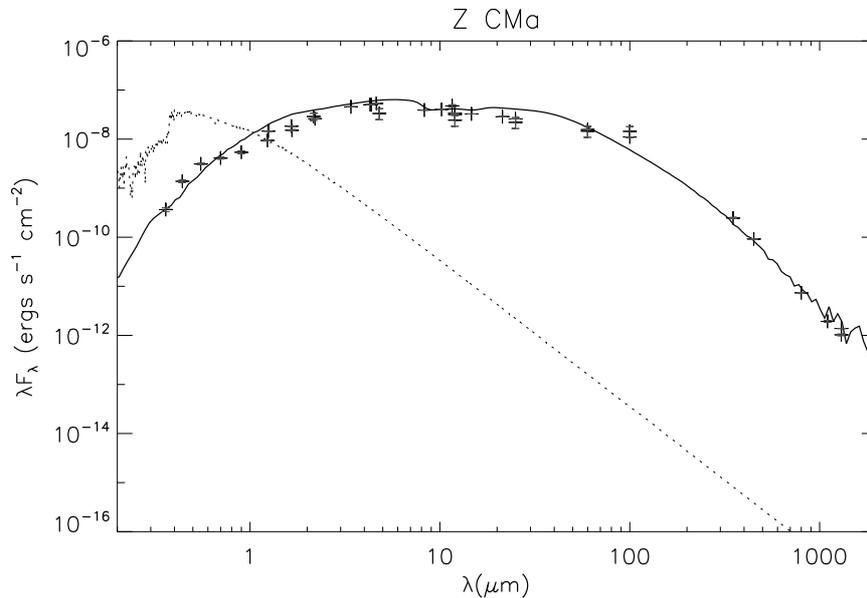
Kenyon et al. (1988) derivaron un valor máximo para la inclinación de  $i = 30^\circ$ , un límite inferior para la masa de la estrella de  $M_* > 0.1 M_{\odot}$ , un radio de  $R_* \sim 4 R_{\odot}$  y  $M_* \dot{M}_{disco} \sim 0.5\text{-}3 \times 10^{-4} M_{\odot}^2 / \text{año}$ . Popham et al. (1996) modelaron tanto la SED como perfiles de líneas y estimaron:  $\dot{M}_{disco} = 1.0 \times 10^{-4} M_{\odot} / \text{año}$ ,

para una  $M_* = 0.5 M_\odot$  y  $R_* = 5.03 M_\odot$ , con una inclinación de  $30^\circ$ . Lachau-me (2004) modelaron la SED de V1057 Cyg y obtuvieron  $M_*\dot{M}_{disco} = 2 \times 10^{-5} M_\odot^2/\text{año}$ , y un  $R_{min} = 2 R_\odot$ . Finalmente, Green et al. (2006), adoptando una inclinación  $i = 0^\circ$ , determinaron una temperatura máxima  $T_* < 6590$  K, un  $R_{min} = 3.7 R_\odot$  y un  $M_*\dot{M}_{disco} = 4.5 \times 10^{-5} M_\odot^2/\text{año}$ .

La Tabla 5.6 lista el mejor modelo obtenido de la SED de esta fuente. La temperatura estelar derivada es menor que la máxima estimada por Green et al. (2006). El valor para la masa  $M_*$  ( $0.5 M_\odot$ ) está en acuerdo con Kenyon et al. (1988) y Popham et al. (1996). La tasa de acreción de masa del disco resulta  $\dot{M}_{disco} = 1.4 \times 10^{-4} M_\odot/\text{año}$ . Luego, se tiene  $M_*\dot{M}_{disco} = 7.0 \times 10^{-5} M_\odot^2/\text{año}$ , lo cual concuerda con determinaciones previas.

#### 5.5.4. Z CMa

Este objeto es un sistema binario cercano con una separación de  $\sim 93''$  (Leinert et al. 1997; Thiebaut et al. 1995). Z CMa está asociado a un jet óptico (Poetzel et al. 1989) y a un flujo molecular bipolar en CO (Evans et al. 1994). Esta fuente posee una luminosidad de  $420 L_\odot$ .



**Fig. 5.4:** Mejor ajuste para la fuente Z CMa. En esta figura las cruces representan los flujos observados y la línea continua la SED modelada. Línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

La Figura 5.4 muestra la SED de Z CMa. Los valores de flujos observados cubren razonablemente bien todo el rango espectral. Además, la dispersión en los valores de los flujos observados es, en general, modesta. El mejor ajuste obtenido (la línea continua en la Figura 5.4) reproduce satisfactoriamente la forma de la SED observada, excepto en la región del infrarrojo cercano. Ésto podría deberse a un efecto asociado con la binaridad de este objeto.

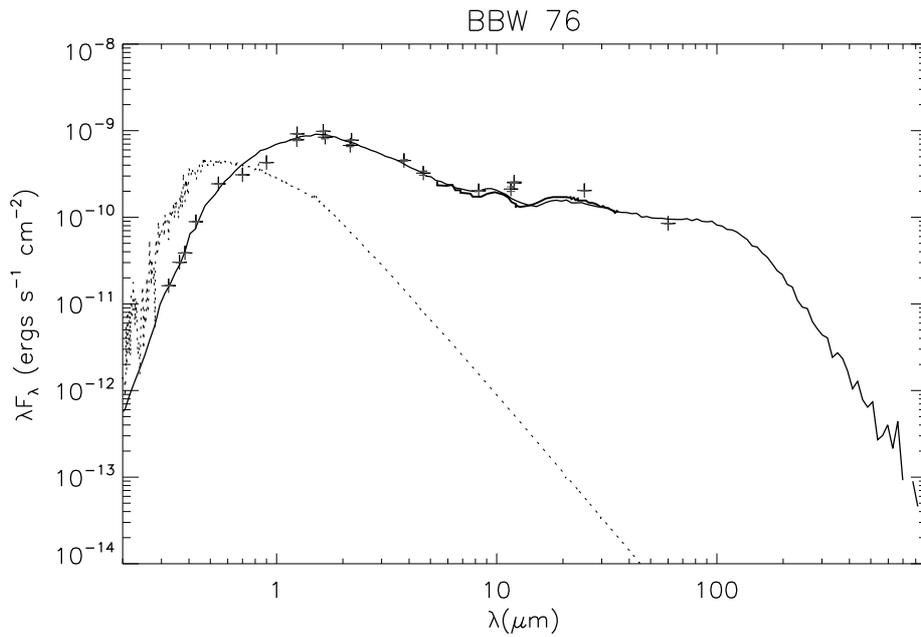
Los parámetros correspondientes al mejor modelado obtenido para esta fuente se encuentran en la Tabla 5.6. La masa estelar tiene un valor de  $M_* = 0.8 M_\odot$ , similar a la determinada por Pfalzner (2008). La tasa de acreción de masa del disco  $\dot{M}_{disco} = 9 \times 10^{-5} M_\odot/\text{año}$  también concuerda con la derivada por dichos autores ( $\dot{M}_{disco} = 7.9 \times 10^{-5} M_\odot/\text{año}$ ).

#### 5.5.5. BBW 76

Reipurth (1985) identificó a BBW 76 como una estrella de tipo FU Orionis. Posteriormente Eisloffel et al. (1990) confirmaron esta identificación. BBW 76 no se encuentra asociada con ningún flujo molecular conocido (Sandell & Weintraub 2001). Green et al. (2006) sugirieron que BBW 76 podría ser un objeto de clase I.

En la Figura 5.5 se muestra la SED de BBW 76, la cual presenta un máximo alrededor de  $1.5 \mu\text{m}$ . El espectro de Spitzer/IRS en  $5\text{--}35 \mu\text{m}$  evidencia una fuerte absorción del silicato alrededor de  $9.7 \mu\text{m}$  (Green et al. 2006). El mejor modelado obtenido para BBW 76 se muestra en la Figura 5.5 con línea continua. Este modelo reproduce satisfactoriamente los flujos observados. Sin embargo, alrededor de  $10 \mu\text{m}$ , los flujos observados no coinciden con el espectro de Spitzer y, además, presentan una dispersión moderada. En el modelado de la SED se le atribuyó más peso al espectro que a los valores individuales del flujo.

Sandell & Weintraub (2001) determinaron una masa para el disco de  $0.15 M_\odot$ , a partir de observaciones submilimétricas. Green et al. (2006) estimaron una temperatura máxima de  $7710 \text{ K}$ , un radio interno  $R_{min} = 3.9 R_\odot$ , una luminosidad  $L_* = 1.8 L_\odot$  y  $M_* \dot{M}_{disco} = 7.2 \times 10^{-5} M_\odot^2/\text{año}$ . Zhu et al. (2008) obtuvieron un  $R_* = 4.6 R_\odot$ ,  $R_{min} = 0.64 \text{ UA}$ , y  $M_* \dot{M}_{disco} = 8.1 \times 10^{-5} M_\odot^2/\text{año}$ , con un valor del ángulo de inclinación  $i = 50^\circ$ .

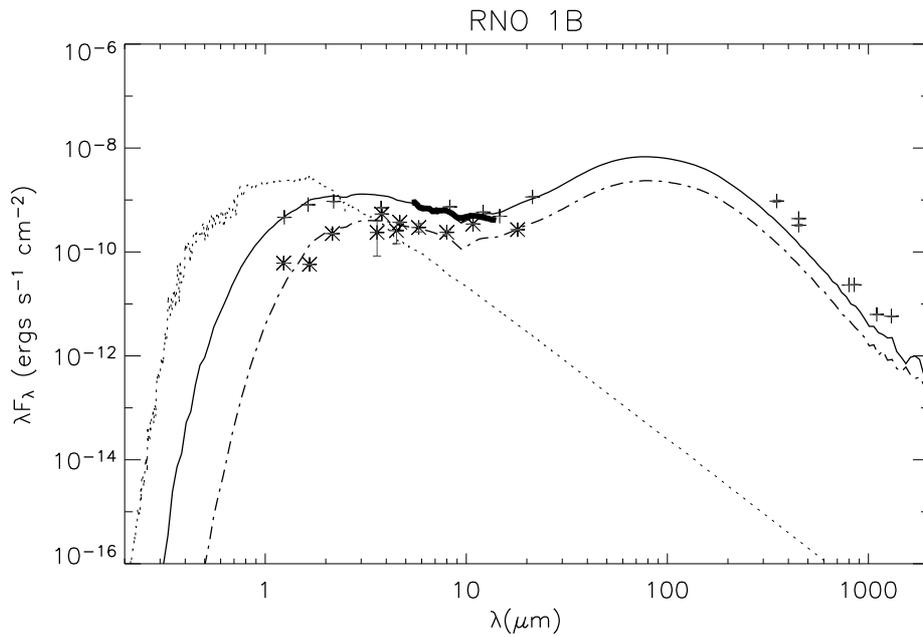


**Fig. 5.5:** Mejor ajuste para la fuente BBW 76. En esta figura las cruces representan los flujos observados y la línea continua la SED modelada. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Green et al. 2006), en el rango 5–35  $\mu\text{m}$ . La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

En la Tabla 5.6 se muestran los valores de los parámetros correspondientes al mejor modelado obtenido para BBW 76, indicado en la Figura 5.5 con línea continua. La masa ( $0.5 M_{\odot}$ ) y el radio ( $6.5 R_{\odot}$ ) estelar son mayores a los obtenidos por otros autores (Sandell & Weintraub 2001; Zhu et al. 2008). La tasa de acreción de masa del disco es de  $\dot{M}_{disc0} = 3 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ , de lo cual resulta  $M_* \dot{M}_{disc0} = 1.5 \times 10^{-5} M_{\odot}^2/\text{año}$ , del mismo orden aunque menor al determinado por otros autores.

### 5.5.6. RNO 1B

Este objeto se encuentra localizado en la nebulosa oscura de L1287 a una distancia de 850 pc (Yang et al. 1991). RNO 1B, junto con RNO 1C, forman un sistema binario, para el cual Quanz et al. (2006) estimaron una separación de 5000 UA. RNO 1B está asociada a un flujo molecular de gran masa (Snell et al. 1990; Yang et al. 1991). Staude & Neckel (1991) clasifican esta fuente como un objeto tipo FU Orionis.



**Fig. 5.6:** Mejor ajuste para la fuente RNO 1B. En esta figura se indican los flujos observados en dos épocas, con cruces los anteriores a 1995 y con asteriscos los posteriores a 1996. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Quanz et al. 2007), en el rango 5–14  $\mu\text{m}$ . Los mejores modelos de SED, para estas dos épocas de observación, se muestran en línea continua, correspondientes a los flujos anteriores a 1995 y en línea de punto y trazo, las observaciones posteriores a 1996. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

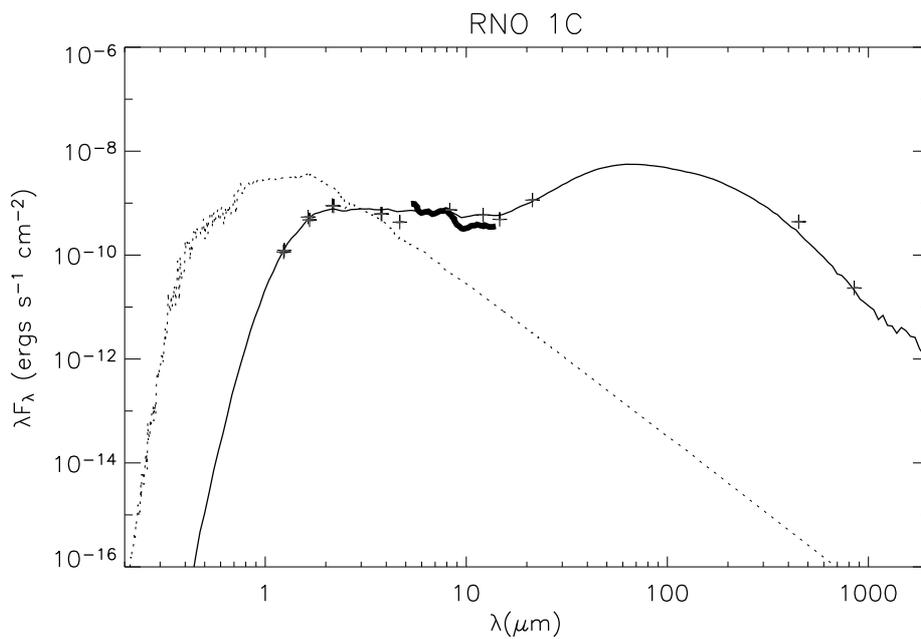
En la Figura 5.6 se muestra la SED observada de RNO 1B. Los flujos observados presentan una dispersión relativamente grande, la cual puede ser atribuida a las diversas épocas de observación. Por este motivo, se dividen las observaciones en dos periodos: los observados hasta 1995 (cruces) y los obtenidos con posterioridad a 1996 (asteriscos). En la SED de este objeto se incluye el correspondiente espectro en 5–14  $\mu\text{m}$  obtenido con IRS/Spitzer (Quanz et al. 2007). En la Figura 5.6, con línea continua, se indica el modelado para los datos anteriores a 1995 y, con línea de punto y trazo, el modelo para las observaciones obtenidas después de 1996.

En la Tabla 5.6 se listan los parámetros derivados del modelado de los datos anteriores a 1995 (Figura 5.6 línea continua) y, entre paréntesis, los correspondientes a los datos posteriores a 1996 (Figura 5.6 línea de punto y trazo), cuando difieren del primero. De la comparación de ambos modelos puede advertirse que los valores de  $R_*$  (3.50 vs 3.00  $R_\odot$ ) y  $\dot{M}_{disco}$  (10 vs 5

$\times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ) son algo diferentes. En particular, la disminución en la tasa de acreción del disco podría estar indicando que la estrella central se encontraría en camino hacia una nueva etapa de estrella T Tauri u objeto de clase II. Sin embargo, éste es un resultado muy marginal que deberá ser confirmado mediante nuevas determinaciones de la tasa de acreción del disco. Vale la pena destacar que la tasa de acreción de masa del disco en la época de mayor brillo ( $1.0 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ , en línea continua en la Figura 5.6) tiene un valor del orden de los obtenidos para las otras fuentes tipo FU Orionis de clase II.

### 5.5.7. RNO 1C

RNO 1C junto RNO 1B, como se dijo, forman un sistema binario donde ambas componentes son estrellas de tipo FU Orionis. RNO 1C fue confirmada como una variable de este tipo por Kenyon et al. (1993a).



**Fig. 5.7:** Mejor ajuste para la fuente RNO 1C. Los flujos observados se representan con cruces, y en línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Quanz et al. 2007), en el rango 5-14  $\mu\text{m}$ . El mejor modelado de la SED se grafica con línea continua. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

En la Figura 5.7 se muestra la SED observada de RNO 1C, la cual incluye el espectro en 5-14  $\mu\text{m}$  obtenido por IRS/Spitzer (Quanz et al. 2007). No se

dispone de valores de flujos observados alrededor de  $100 \mu\text{m}$ , por lo cual el comportamiento de la SED en esta región espectral es muy incierto. El mejor ajuste obtenido para RNO 1C reproduce satisfactoriamente la SED observada, excepto alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . En realidad, la SED modelada reproduce razonablemente bien los flujos individuales alrededor de esta longitud de onda, pero no logra reproducir la forma del espectro de Spitzer.

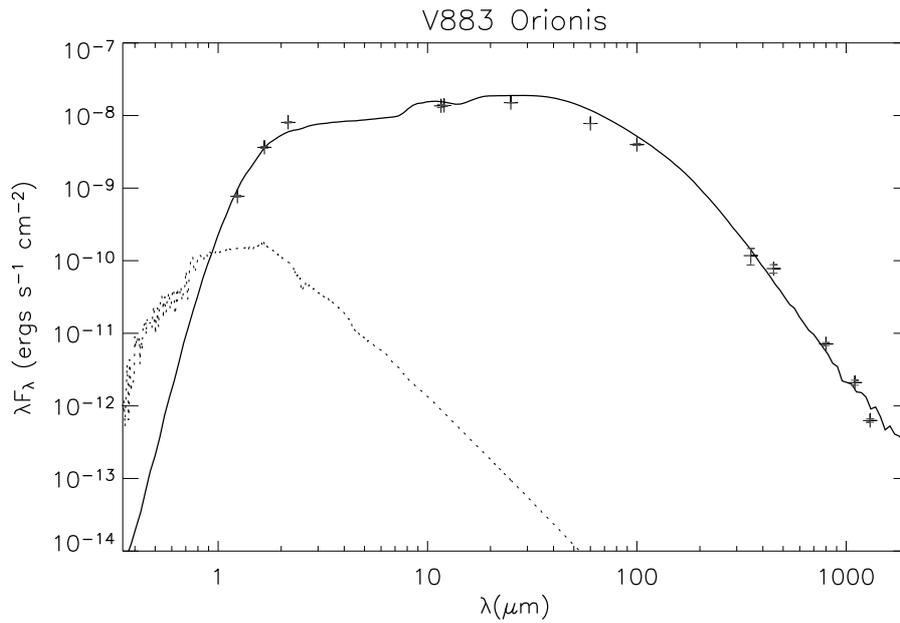
Los parámetros que se derivan de este modelo se muestran en la Tabla 5.6. Puede destacarse que los valores de la masa estelar ( $2.3 M_{\odot}$ ) y del disco ( $0.7 M_{\odot}$ ) obtenidos para esta fuente son los más grandes del grupo de FU Orionis de clase II. El valor obtenido para el radio externo ( $R_{max} = 5600 \text{ UA}$ ) está en acuerdo con el tamaño de la envoltura determinado por McMurdock et al. (1995). La tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco} = 2.0 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ ) tiene el valor esperado para este tipo de objetos.

#### **5.5.8. V883 Orionis**

La fuente V883 Orionis fue propuesta como estrella del tipo FU Orionis por Strom & Strom (1993). V883 Orionis posee una luminosidad de  $400 L_{\odot}$  y no está asociada con ningún flujo molecular conocido (Sandell & Weintraub 2001).

En la Figura 5.8 se muestra la SED en donde puede notarse que la dispersión de los flujos es relativamente pequeña. Si bien la SED observada cubre la región más allá de  $100 \mu\text{m}$ , casi no se dispone de datos en la región del infrarrojo cercano. Esta SED es más bien "plana", es decir no presenta ningún pico distinguible.

En la Tabla 5.6 se indican los valores de los parámetros correspondientes al modelo de la Figura 5.8. El valor obtenido para la masa del disco,  $M_{disco} = 0.3 M_{\odot}$ , concuerda con el estimado por Sandell & Weintraub (2001,  $0.39 M_{\odot}$ ) para V883 Ori, a partir de observaciones en la región milimétrica. El valor de la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco} = 1.5 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ ) coincide con los valores derivados para los otros objetos de tipo FU Orionis de clase II.



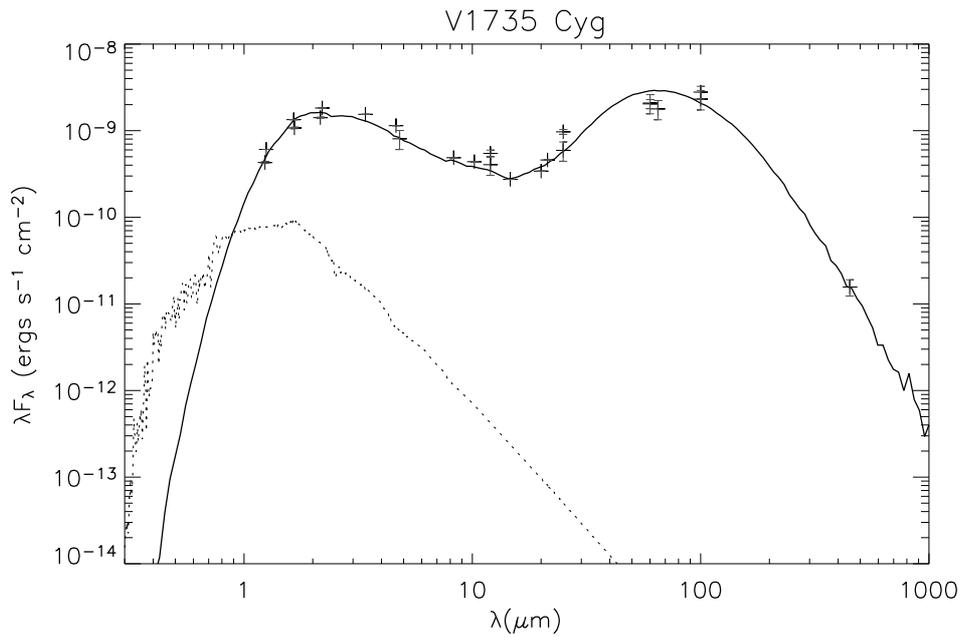
**Fig. 5.8:** Mejor ajuste para la fuente V883 Ori. En esta figura se grafica con cruces los flujos observados y la SED modelada, con línea continua. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

### 5.5.9. V1735 Cygni

La fuente V1735 Cygni se encuentra ubicada en el cúmulo estelar IC 5146, en L1031, a una distancia de 900 pc, y es conocida también como Elias 1–12. Elias (1978) fue quien indentificó a V1735 Cygni como una variable de tipo FU Orionis. El estallido fue observado entre los años  $\sim 1957 - 1965$  (Hartmann & Kenyon 1996). V1735 Cyg se encuentra asociada a un flujo molecular de masa grande y posee una luminosidad de  $250 L_{\odot}$ .

La SED observada que se muestra en la Figura 5.9 evidencia dos máximos, uno alrededor de  $1 \mu\text{m}$  y otro en el rango de  $60-100 \mu\text{m}$ . Aunque los flujos observados abarcan el rango espectral desde el infrarrojo cercano hasta  $100 \mu\text{m}$ , en la región de longitudes de onda más larga los flujos disponibles son escasos, resultando algo incierto el comportamiento de la SED en este rango espectral. Esto dificulta la determinación de parámetros confiables para la envolvente. El mejor modelado obtenido (la línea continua en la Figura 5.9) reproduce satisfactoriamente la SED observada.

En la Tabla 5.7 se muestran los parámetros correspondientes al modelo

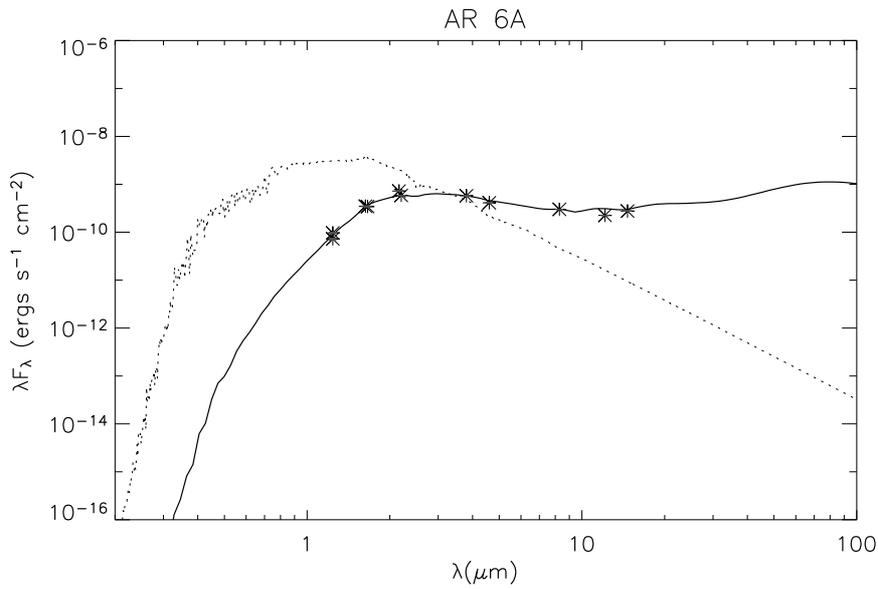


**Fig. 5.9:** Mejor ajuste para la fuente V1735 Cyg. En esta figura se representan con cruces los flujos observados y en línea continua la SED modelada. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

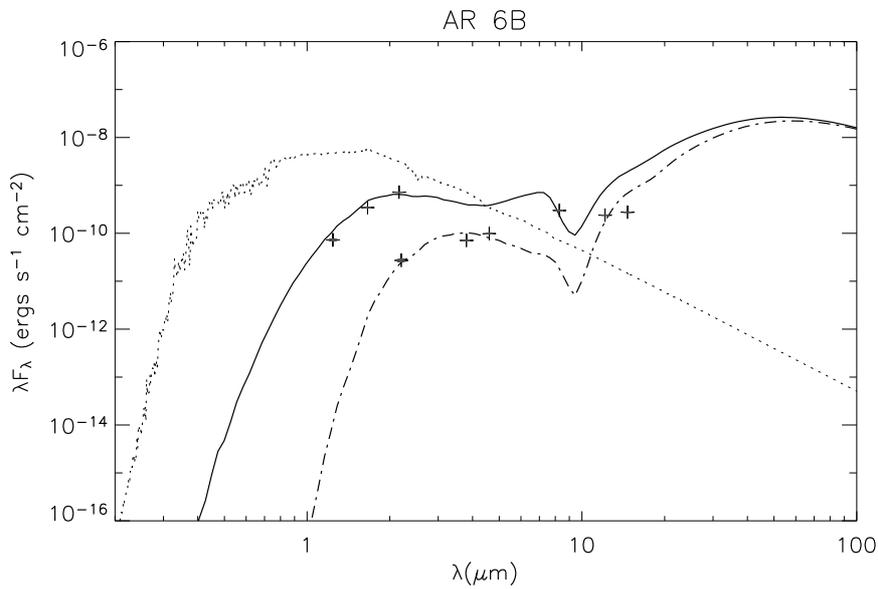
de la Figura 5.9. A partir de observaciones en el rango milimétrico, Sandell & Weintraub (2001) obtuvieron un valor de la masa de  $0.42 M_{\odot}$  que ellos asocian al disco. El valor derivado del modelo de la Tabla 5.7 para la masa del disco ( $M_{disco} = 0.05 M_{\odot}$ ), resulta bastante menor que el determinado por Sandell & Weintraub (2001). Sin embargo, para la masa de la envolvente, el modelo de la Tabla 5.7 indica un valor de  $M_{env} = 0.36 M_{\odot}$ , similar a la masa total obtenida por estos autores. Esto sugiere que la envolvente podría contribuir, al menos en parte, al valor de la masa determinado por Sandell & Weintraub (2001). La tasa de acreción de masa del disco es de  $\dot{M}_{disco} = 2 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ , la cual resulta en el rango de valores estimados para otras FU Orionis de clase II.

#### 5.5.10. AR 6A/6B

Estos objetos tipo FU Orionis se encuentran en la región de formación estelar NGC 2264, a una distancia de 800 pc. Forman parte de un sistema binario con una separación de  $2.8''$  (Aspin & Reipurth 2003). La fuente AR 6A posee, además, una tercera componente AR 6C, descubierta por Aspin &



**Fig. 5.10:** Mejor ajuste para la fuente AR 6A en la región del infrarrojo cercano y medio. En esta figura se representan con cruces los flujos observados y en línea continua la SED modelada. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.



**Fig. 5.11:** Mejor ajuste para la fuente AR 6B en la región del infrarrojo cercano y medio. En esta figura las cruces representan los flujos observados. Se grafica la SED modelada correspondiente a dos aperturas diferentes, en línea continua la de 60'' mientras que en línea de punto y trazo la de 30''. Línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

Reipurth (2003), con una separación de 0.85". Moriarty-Schieven et al. (2008) detectaron un flujo molecular asociado con AR 6A/6B.

En las Figuras 5.10 y 5.11 se muestran las SEDs de AR 6B y AR 6B, respectivamente. Los flujos recopilados de la literatura cubren hasta  $\sim 20 \mu\text{m}$ . Los flujos asociados con AR 6B presentan una alta dispersión (Figura 5.11), ya que fueron obtenidos con dos aperturas diferentes. Los mejores modelados para cada una de estas fuentes reproducen las SEDs observadas. Para la fuente AR 6B, el modelo obtenido se grafica para dos aperturas, una de 60" (línea continua) y otra de 30" (línea de puntos y trazos).

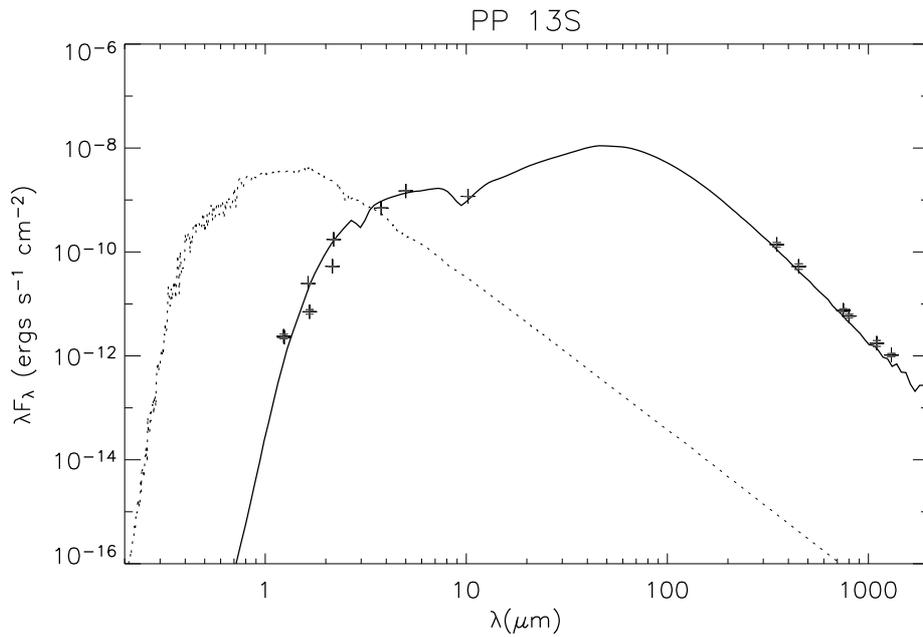
En la Tabla 5.7 se listan los valores de los parámetros derivados del modelado de las SEDs de AR 6B y AR 6B. Para la masa y temperatura de los objetos centrales, se derivan valores de  $M_* \sim 0.8 M_\odot$  y  $T_* \sim 5500 \text{ K}$ . Vale la pena mencionar que los valores de los parámetros de los discos y de las envolventes resultan poco confiables, ya que no se dispone de flujos mas allá de  $\sim 20 \mu\text{m}$ .

#### **5.5.11. PP 13S**

Esta protoestrella de clase I (Tapia et al. 1997; Sandell & Weintraub 2001; Tsukagoshi et al. 2005) embebida en la pequeña nube oscura L1473 y a una distancia de 350 pc (Cohen et al. 1983), se encuentra asociada a un flujo molecular bipolar observado en  $^{12}\text{CO J}=2-1$  y en  $^{12}\text{CO J}=1-0$  (Sandell & Aspin 1998; Tsukagoshi et al. 2005). PP 13S fue identificado como un objeto tipo FU Orionis por Sandell & Aspin (1998), a partir de la forma ancha y profunda que presenta la banda en absorción en CO en  $2.3 \mu\text{m}$ .

La SED, que se muestra en la Figura 5.12, tiene un máximo alrededor de  $8 \mu\text{m}$ . Sin embargo, la carencia de flujos observados entre 10 y  $200 \mu\text{m}$  hace que la forma de la SED resulte incierta. La mejor SED modelada (línea continua en la Figura 5.12) reproduce satisfactoriamente los flujos observados.

Sandell & Aspin (1998) sugirieron la existencia de un disco con una inclinación de  $40^\circ$  con respecto a la línea de la visual, a partir de imágenes en el infrarrojo cercano, observaciones en el rango submilimétrico y de la línea del  $^{12}\text{CO}$ . Tsukagoshi et al. (2005) obtuvieron una masa para la envolvente de PP 13S de  $M_{env} \sim 0.27 M_\odot$ , una tasa de acreción de masa de  $\dot{M} \sim 5 \times 10^{-6}$



**Fig. 5.12:** Mejor ajuste para la fuente PP 13S. En esta figura las cruces representan los flujos observados y la línea continua, la SED modelada. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

$M_{\odot}$ /año, y una inclinación de  $i \sim 59^{\circ}$ , a partir de datos en el continuo milimétrico y en la línea del  $C^{18}O$   $J=1-0$ .

En la Tabla 5.7 se presentan los parámetros derivados del modelado de la SED mostrada en la Figura 5.12. El ángulo de inclinación ( $50^{\circ}$ ) ésta en acuerdo con determinaciones previas. La tasa de acreción de masa del disco ( $1 \times 10^{-6} M_{\odot}$ /año) coincide con el valor determinado por Tsukagoshi et al. (2005). Sin embargo, el valor obtenido para la masa de la envolvente ( $0.09 M_{\odot}$ ) es menor al derivado por dichos autores.

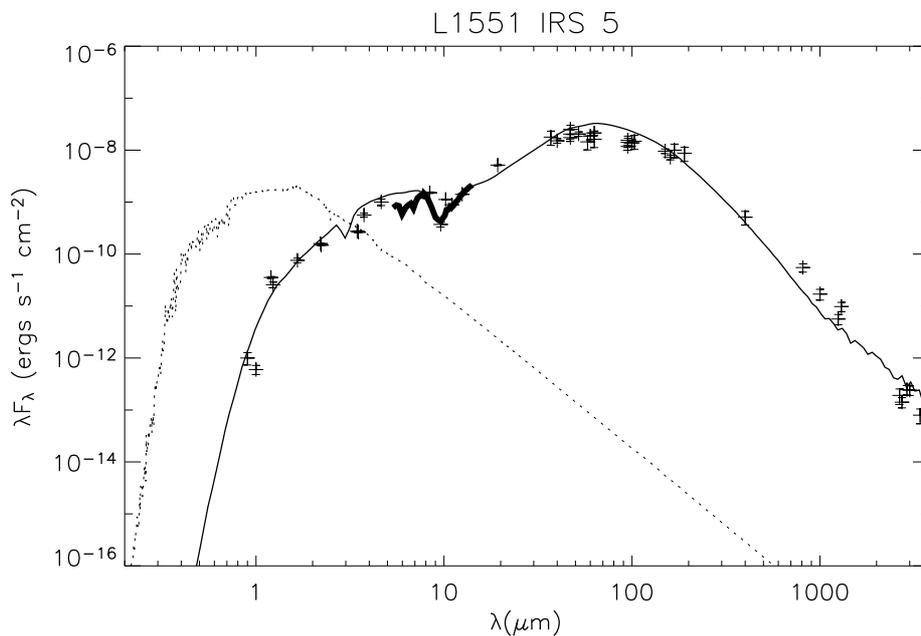
### 5.5.12. L1551 IRS 5<sup>7</sup>

Este objeto, también conocido como IRAS 04287+1801, es un sistema binario protoestelar joven con una separación de 45 UA (Rodríguez et al. 1998). Se encuentra asociado a un flujo bipolar en el óptico y en el infrarrojo cer-

<sup>7</sup>En esta sección se reiteran algunos de los trabajos previos ya mencionados en la sección 3.4.3 del Capítulo 3, con el propósito de recordar todos los antecedentes del objeto. En el Apéndice 2 se discuten y comparan los dos modelos obtenidos para este objeto.

cano (Mundt & Fried 1983; Moriarty-Schieven & Snell 1988; Stocke et al. 1988; Davis et al. 1995), y muestra un espectro óptico del tipo de los objetos FU Orionis (Looney et al. 1997), por lo cual se ha sugerido que pertenece a esta clase. Sandell & Weintraub (2001) estimaron una masa de  $0.23 M_{\odot}$  para el disco de este objeto a partir de observaciones en el rango milimétrico.

En la Figura 5.13 se muestra la SED observada de la fuente L1551 IRS 5. Los flujos obtenidos de la literatura cubren bien el rango espectral entre 1 y  $1200 \mu\text{m}$ , pero presentan una dispersión modesta alrededor de  $100 \mu\text{m}$ . En la SED observada de esta fuente se incluye el espectro de Spitzer publicado por Quanz et al. (2007), el cual evidencia la absorción del silicato en  $9.7 \mu\text{m}$ , típico de los objetos de clase I. Además, muestra una absorción en  $6.85 \mu\text{m}$  ( $\text{CO}_2$ , Quanz et al. 2007). El mejor ajuste obtenido reproduce satisfactoriamente la forma de la SED en la región del infrarrojo, así como también del espectro alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . Sin embargo, no es capaz de lograr el mismo grado de aproximación a la SED observada para longitudes de onda  $\gtrsim 100 \mu\text{m}$ .



**Fig. 5.13:** Mejor ajuste para la fuente L1551 IRS 5. En esta figura se representan con cruces los flujos observados y en línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Quanz et al. 2007), en el rango  $5\text{-}14 \mu\text{m}$ . La línea continua corresponde a la SED modelada. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

Whitney et al. (1997) obtuvieron una tasa de acreción de masa de  $\dot{M} = 5$

$\times 10^{-6}M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_c = 30 \text{ UA}$ ,  $\theta = 20^{\circ}$ , e  $i \sim 70\text{--}90^{\circ}$ , a partir del modelado de imágenes de infrarrojo cercano de resolución baja. Osorio et al. (2003) determinaron  $\dot{M} = 7 \times 10^{-5}M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y un  $R_c = 150 \text{ UA}$ , del modelado de la SED de este objeto. Robitaille et al. (2007) estimaron para la tasa de acreción de masa de la envolvente un valor de  $5.5 \times 10^{-6}$  a  $3.0 \times 10^{-4}M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Gramajo et al. (2007), analizando imágenes tomadas en los filtros K y L, obtuvieron un valor para el ángulo de inclinación de  $i = 72\text{--}77^{\circ}$ , con una tasa de acreción de masa de la envolvente de  $\dot{M} \sim 5 \times 10^{-6}M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , un  $R_c = 40\text{--}100 \text{ UA}$  y un ángulo de apertura de la cavidad de  $\theta = 20^{\circ}$  (ver Capítulo 3, Tabla 3.4 y Figura 3.2).

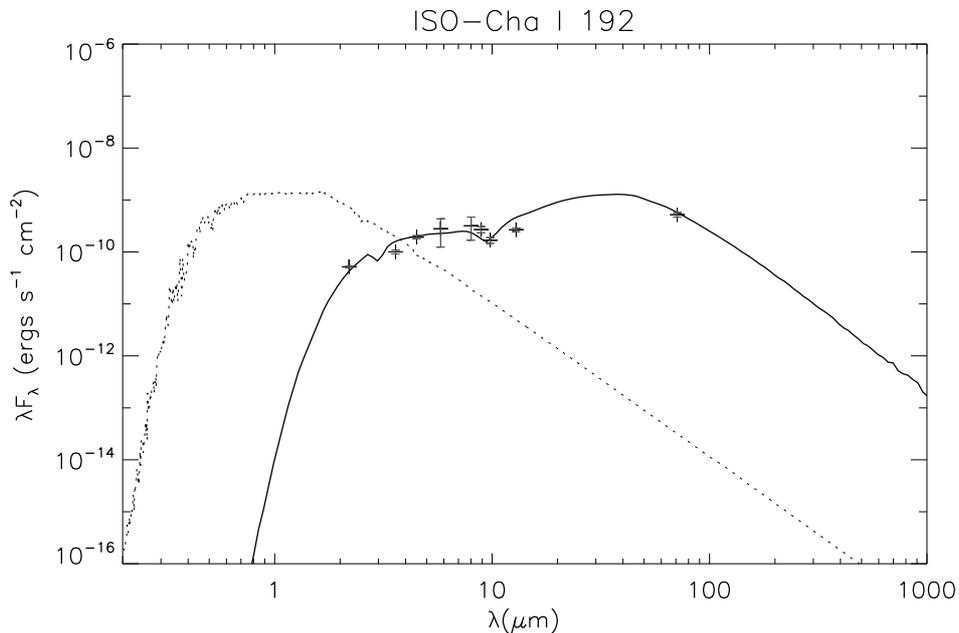
En la Tabla 5.7 se presentan los parámetros correspondientes al mejor ajuste para la fuente L1551 IRS 5 (ver Figura 5.13). En general, estos parámetros concuerdan con los determinados por otros autores. En particular, el radio centrifugo (100 UA), es consistente con el derivado del análisis de imágenes en las bandas K y L por Gramajo et al. (2007). Sin embargo, el valor de la inclinación resulta algo menor ( $i$ :  $60^{\circ}$  vs  $72\text{--}77^{\circ}$ ), mientras que la tasa de acreción de masa de la envolvente ( $\dot{M}$ :  $10$  vs  $5 \times 10^{-6}M_{\odot}$ ), que resulta del análisis de la SED, es mayor a la estimada por Gramajo et al. (2007). Por otra parte, la tasa de acreción de masa de la envolvente también resulta menor que la derivada por Whitney et al. (1997), pero yace dentro de rango de valores estimados por Robitaille et al. (2007). La masa del disco ( $M_{\text{disco}} = 0.5 M_{\odot}$ ) derivada del modelado de la SED es mayor a la que obtienen Sandell & Weintraub (2001).

### 5.5.13. ISO-Cha I 192

Esta protoestrella de clase I, perteneciente a la nube oscura de Chamaeleon I, es también conocida como [CCE98]2-41, DENIS-P J1109.5–7633 (Cambrésy et al. 1998), [PMK99] ISOCAM Cha I-Na2 (Persi et al. 1999) y [PMK99] IR ChaI-Na1 (Gómez & Mardones 2003). ISO-Cha I 192 se encuentra asociada a un flujo molecular en CO (Mattila et al. 1989; Persi et al. 2007).

La SED de ISO-Cha I 192 se muestra en la Figura 5.14. Para longitudes de onda mayores que  $30 \mu\text{m}$  se dispone de un sólo flujo en  $70 \mu\text{m}$ . Esto afecta la confiabilidad de los parámetros asociados al disco y a la envolvente derivados

del modelo de la Figura 5.14.



**Fig. 5.14:** Mejor ajuste para la fuente ISO-Cha I 192. En esta figura se grafican los flujos observados con cruces y la SED modelada, en línea continua. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

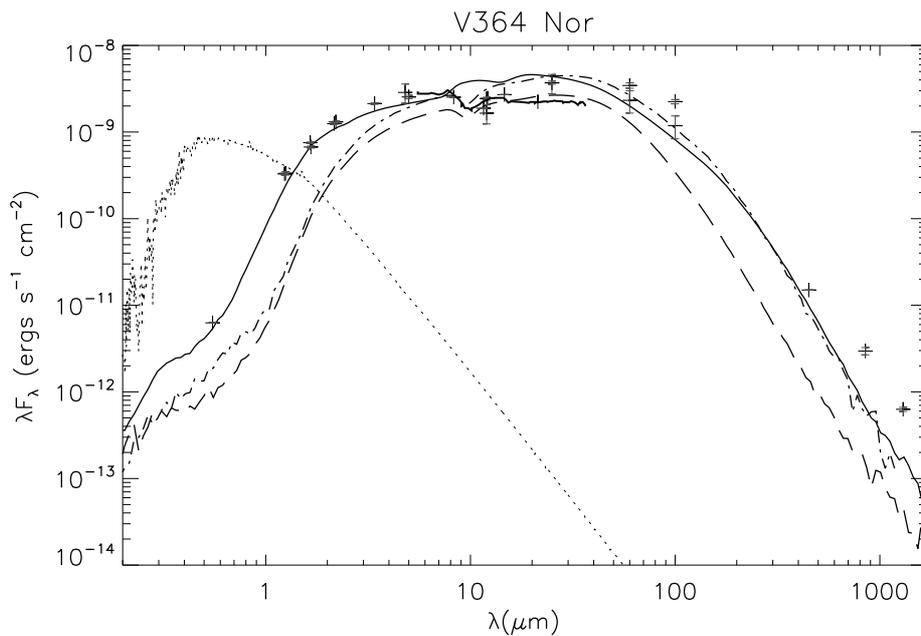
Persi et al. (2007) modelaron la SED de ISO-ChaI 192, empleando el código de Whitney et al. (2003b) y obtuvieron una tasa de acreción de masa de la envolvente  $\dot{M} = 1-3 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , una tasa de acreción de masa del disco  $\dot{M}_{\text{disco}} = 1-7 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , un valor del radio centrífugo  $R_c = 5-20 \text{ UA}$ , un ángulo de apertura de la cavidad  $\theta = 5-30^{\circ}$  y un ángulo de inclinación  $i = 35-45^{\circ}$ . Estos autores adoptaron valores fijos para los parámetros estelares ( $M_* = 0.55 M_{\odot}$ ,  $R_* = 2.5 R_{\odot}$ , y  $T_* = 3600 \text{ K}$ ) y para la masa del disco ( $M_{\text{disco}} = 0.15 M_{\odot}$ ) y el radio mínimo ( $R_{\text{min}} = 5.5 R_*$ ).

Los parámetros correspondientes al modelo de la SED de la Figura 5.14 se listan en la Tabla 5.7. Los valores derivados para el ángulo de inclinación ( $i = 50^{\circ}$ ) y el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta = 20^{\circ}$ ) concuerdan con los obtenidos por Persi et al. (2007). Además, se observa una similitud en parámetros como la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{\text{disco}} = 1 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) y de la envolvente ( $\dot{M} = 6 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ), con respecto a los derivados por estos autores. Cabe mencionar que, tanto para el modelado de la SED de

esta fuente como de las restantes presentadas en este capítulo, no se han adoptado valores fijos para los parámetros de la estrella central ( $M_*$ ,  $R_*$ ,  $T_*$ ). En general, para el modelado de la SED de ISO-ChaI 192, estos resultan mayores que los valores fijados por Persi et al. (2007).

#### 5.5.14. V346 Norma

Este objeto posee una luminosidad de  $\sim 135 L_{\odot}$  (Sandell & Weintraub 2001) y fue descubierto en 1983 por Graham en la nube oscura de Sa 187 en Norma. Esta protoestrella está ubicada cerca de Reipurth 13, de manera tal que los flujos de V346 Nor pueden estar afectados por la presencia de la misma (Prusti et al. 1993). V346 Norma está asociada con un flujo molecular bipolar (Reipurth et al. 1997; Sandell & Weintraub 2001).



**Fig. 5.15:** Mejor ajuste para la fuente V346 Nor. En esta figura se representan con cruces los flujos observados. En línea continua gruesa se incluye el espectro Spitzer (Green et al. 2006), en el rango 5-35  $\mu\text{m}$ . La SED modelada es graficada para tres aperturas diferentes, de 60'', 30'' y de 11'' en líneas continua, en puntos y trazos, y en trazos, respectivamente. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

En la Figura 5.15 se presenta la SED observada de V346 Norma, la cual incluye el espectro obtenido por Spitzer en el rango 5–35  $\mu\text{m}$  (Green et al. 2006). En este espectro se evidencia una absorción alrededor de 10  $\mu\text{m}$ , probable-

mente debida a los silicatos. Los flujos observados presentan una dispersión relativamente importante en la región entre 10–100  $\mu\text{m}$ , debido a la diferencia de aperturas usadas.

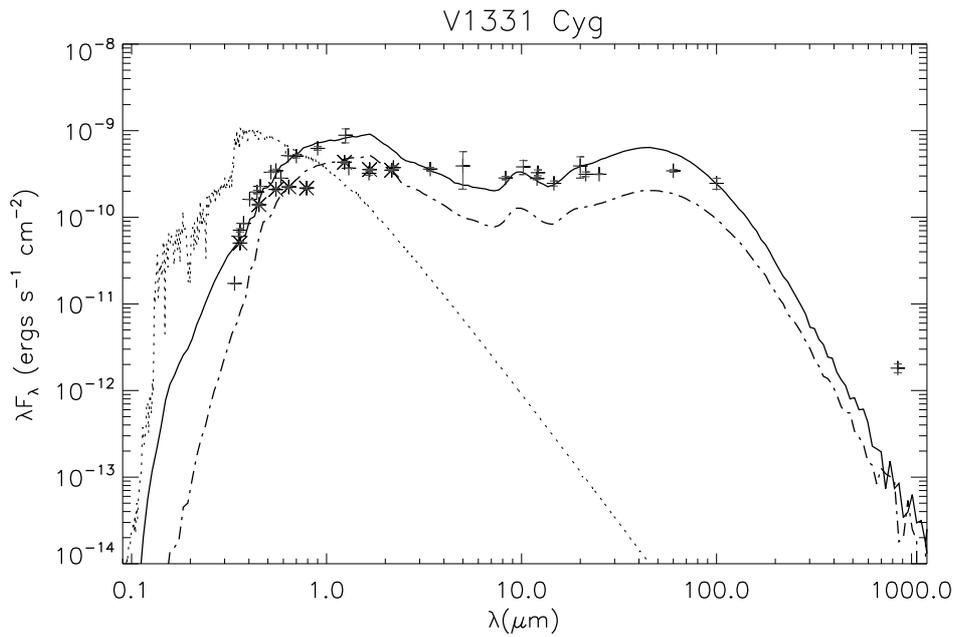
En la Tabla 5.7 se listan los parámetros correspondientes a la SED modelada de la Figura 5.15. En esta figura se muestran las SEDs correspondientes a tres valores de aperturas: 60" (línea continua), 30" (línea de punto y trazo) y 11" (línea de trazos). El valor obtenido para la masa de la envoltura ( $M_{env} = 0.48 M_{\odot}$ ) coincide con el obtenido por Sandell & Weintraub ( $\sim 0.5 M_{\odot}$ , 2001) y es mayor que el valor derivado para la masa del disco ( $M_{disco} = 0.08 M_{\odot}$ ).

#### **5.5.15. V1331 Cygni**

Esta protoestrella, también conocida como LkHa 120 o IRAS 20595+5009, se encuentra en el complejo L988 a una distancia de 550–700 pc (Chavarría-K 1981). Este objeto está asociado a un flujo molecular bipolar (Levreault 1988; Mundt & Eislöffel 1998). Biscaya et al. (1997) sugirieron la presencia de un disco circunestelar con una masa de  $\sim 0.5 M_{\odot}$  rodeado por una envoltura gaseosa (McMuldroy et al. 1993). Este objeto comparte varias de las propiedades características de las FU Orionis y ha sido clasificado como FU Orionis "pre-estallido" (Welin 1976; Herbig 1989). Sin embargo su naturaleza permanece aún algo incierta (Biscaya et al. 1997; Sandell & Weintraub 2001).

En la Figura 5.16 se muestra la SED de V1331 Cyg. Los flujos obtenidos de la literatura presentan una dispersión relativamente grande, probablemente debida a las distintas épocas en las que han sido obtenidos. La SED presenta dos picos, uno alrededor de  $\sim 1 \mu\text{m}$  y otro cercano a 80  $\mu\text{m}$ .

En la Tabla 5.7 se listan los parámetros que corresponden a los modelos de la Figura 5.16. Los flujos observados han sido separados en dos épocas. La primera corresponde a las observaciones anteriores a 1991 y la segunda a las posteriores a 2001. Las respectivas SEDs modeladas se representan con línea continua en el primer caso, y con línea de punto y trazo en el segundo. En la Tabla 5.7 se muestran los valores de los parámetros correspondientes al modelado de la primera época y, entre paréntesis, los del modelado de los datos posteriores a 2001, cuando difieren de los primeros. De la comparación de estos dos modelos se observan diferencias en algunos parámetros, tales



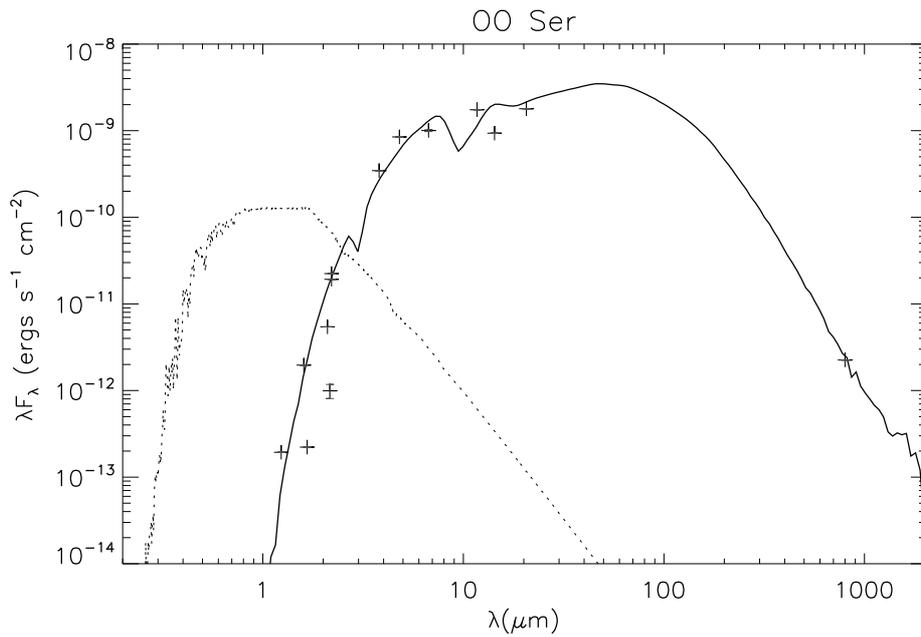
**Fig. 5.16:** Mejor ajuste para la fuente V1331 Cyg. En esta figura se grafican los flujos observados correspondientes a dos épocas, con cruces los anteriores a 1991 y con asteriscos los posteriores a 2001. Los mejores modelos de la SED, para estas dos épocas de observación, se representan con línea continua, para los datos anteriores a 1991 y en línea de punto y trazo, los posteriores a 2001. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

como el radio (la temperatura estelar ( $T_*$ : 7200 vs 6500 K) y la tasa de acreción de masa de la envoltura ( $\dot{M}$ :  $4.2$  vs  $1.2 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). En general, los valores de la segunda época son menores, aunque esta diferencia no puede considerarse significativa. Por el contrario, la tasa de acreción de masa del disco es la que presenta mayor variación al haber disminuido alrededor de un orden de magnitud entre 1991 y 2001 ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ :  $2.0$  vs  $0.1 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). Esto podría sugerir que V1331 Cyg ha entrado en una etapa posterior al estallido.

#### 5.5.16. OO Ser

Esta protoestrella se encuentra en la región de formación estelar de Serpens, a una distancia de 311 pc y su estallido probablemente se produjo en 1995 (Hodapp et al. 1996). Sin embargo, su naturaleza o pertenencia al grupo de las estrellas de tipo FU Orionis es algo incierta.

En la Figura 5.17 se muestra la SED de OO Ser. Los valores de los flujos



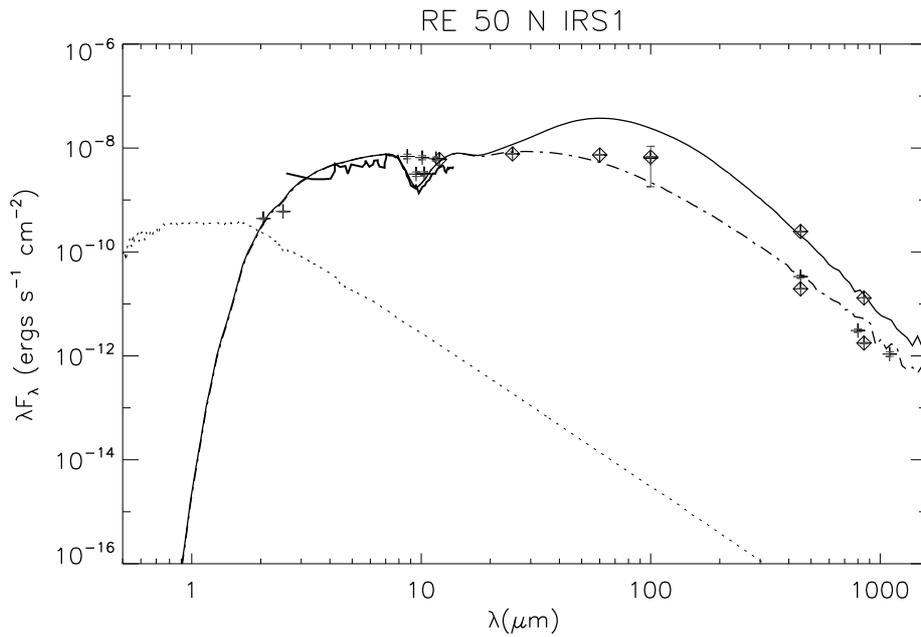
**Fig. 5.17:** Mejor ajuste para la fuente OO Ser. En esta figura se muestran con cruces los flujos observado y en línea continua la SED modelada. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

cubren el rango espectral entre  $\sim 1\text{--}60 \mu\text{m}$  y con un sólo flujo observado en la región del rango submilimétrico. Los flujos alrededor de  $2 \mu\text{m}$  presentan una dispersión relativamente grande.

Los parámetros correspondientes al modelo de la Figura 5.17 se listan en la Tabla 5.7. La tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco} = 9 \times 10^{-5} M_{\odot}$  año $^{-1}$ ) obtenida para OO Ser es la mayor para las fuentes FU Orionis de clase I de la muestra.

### 5.5.17. Re 50 N IRS1

Re 50 fue descubierta en IC 430 por Reipurth (1985). Observaciones posteriores de la fuente IRAS 04380–0728, ubicada a  $1.5'$  al norte de Re 50 (Re 50 N), permitieron identificar a Re 50 N IRS1, la cual coincidía con una fuente estelar observable en  $3.5 \mu\text{m}$ . Re 50 N IRS1 es un objeto de clase I, que se encuentra a una distancia de  $460 \text{ pc}$  (Sandell & Weintraub 2001) y está asociado a un flujo molecular bipolar (Reipurth & Bally 1986). Strom & Strom (1993) sugieren que Re 50 N IRS1 es del tipo FU Orionis.



**Fig. 5.18:** Mejor ajuste para la fuente RE 50 N IRS1. En esta figura con cruces y rombos se indican los flujos observados. Las cruces corresponden a la época anterior a 1991 y los rombos a las observaciones posteriores a 1992. En línea continua gruesa se incluye el espectro ISO/SWS (Quanz et al. 2007), en el rango 5-15  $\mu\text{m}$ . La SED modelada es graficada para dos aperturas diferentes de 50" y 11", en líneas continua, en punto y trazo, respectivamente. Línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

En la Figura 5.18 se presenta la SED de Re 50 N IRS1. Los flujos observados obtenidos de la literatura no cubren completamente el rango desde el infrarrojo cercano hasta 2000  $\mu\text{m}$ . Sin embargo, el espectro ISO/SWS cubre el rango 5-15  $\mu\text{m}$  (Quanz et al. 2007). La dispersión de los flujos, tanto alrededor de 10  $\mu\text{m}$  como para longitudes de onda más largas, es relativamente significativa. En un primer intento de modelar estos datos, se probó separar las observaciones de acuerdo a la época de observación. Sin embargo, dado el escaso número de flujos disponibles, esto no resultó conveniente. Por otra parte y debido al empleo de aperturas de distinto tamaño en la determinación de los flujos, es probable que ésta sea la principal causa de la dispersión de las observaciones en la Figura 5.18.

En la Figura 5.18 se muestran las SEDs modeladas correspondientes a dos aperturas: una 50" (línea continua) y otra de 11" (línea de punto y trazo). En la Tabla 5.7 se muestran los valores de los parámetros obtenidos de este

modelado. La tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco} = 8 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ) y de la envolvente ( $\dot{M} = 1 \times 10^{-5} M_{\odot}/\text{año}$ ) resultan mayores que los valores típicos de las protoestrellas de clase I. Además, la tasa de acreción de masa del disco es del orden de las obtenidas para los otros objetos de tipo FU Orionis de clase I.

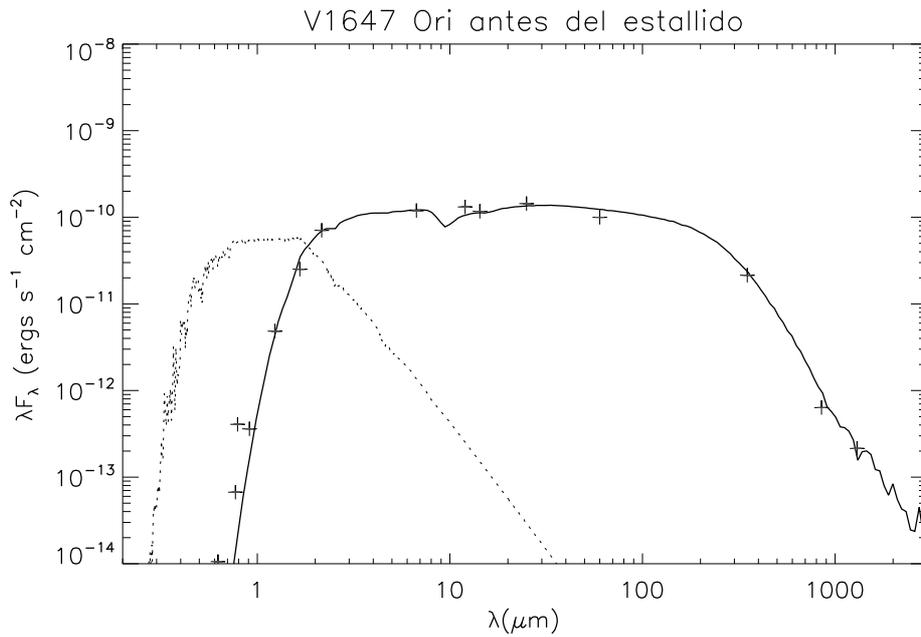
### 5.5.18. V1647 Orionis

Esta fuente se encuentra localizada en M78 a una distancia de 400 pc, en la nube oscura Lynds 1630, iluminando la nebulosa de reflexión McNeil (Lis et al. 1999). Posee la importante particularidad de haber sido observada antes y después del estallido, ocurrido entre octubre de 2003 y febrero de 2004 (Briceño et al. 2004; Ábrahám et al. 2004a; Reipurth & Aspin 2004b; McGehee et al. 2004; Andrews et al. 2004; Walter et al. 2004).

En las Figuras 5.19 y 5.20 se muestran las SEDs de V1647 Ori antes y después del estallido. La SED observada después del estallido muestra un máximo alrededor de  $6 \mu\text{m}$ . En la Tabla 5.7 se listan los valores de los parámetros de ambos modelos obtenidos para las SEDs "pre-" y "pos-" estallido.

Los parámetros relacionados con la luminosidad estelar derivados del modelado de las SEDs antes y después del estallido ( $R_*$ : 1.5 vs 2.5  $R_{\odot}$ ,  $T_*$ : 3000 K vs 5000 K), aumentan después del mismo, mientras que la masa estelar y de la envolvente, así como también los parámetros geométricos ( $M_* = 1.0 M_{\odot}$ ,  $M_{env} = 0.001 M_{\odot}$ ,  $i = 60^\circ$ ,  $\theta = 7^\circ$ ), permanecen sin cambio. La tasa de acreción de masa del disco y de la envolvente aumentan en aproximadamente un orden de magnitud.

Reipurth & Aspin (2004a) obtuvieron del análisis de imágenes Gemini un ángulo de inclinación de  $i = 30^\circ$  y un ángulo de apertura de la cavidad de  $\theta = 60^\circ$ . Muzerolle et al. (2005) analizaron la SEDs antes y después del estallido. Para su modelado adoptaron un disco de acreción chato (sin "flare" o curvatura) con una masa de  $M_* = 0.5 M_{\odot}$  y un radio de  $R_* = 2.0 R_{\odot}$ . La tasa de acreción de masa para la SED antes de estallido resultó de  $\dot{M} \sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y la masa total de la envolvente de  $M_{env} = 0.003 M_{\odot}$ . Para la SED después del estallido derivaron una tasa de acreción de masa del disco de  $\dot{M}_{disco} \sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , asumiendo que la luminosidad bolométrica se encuentra

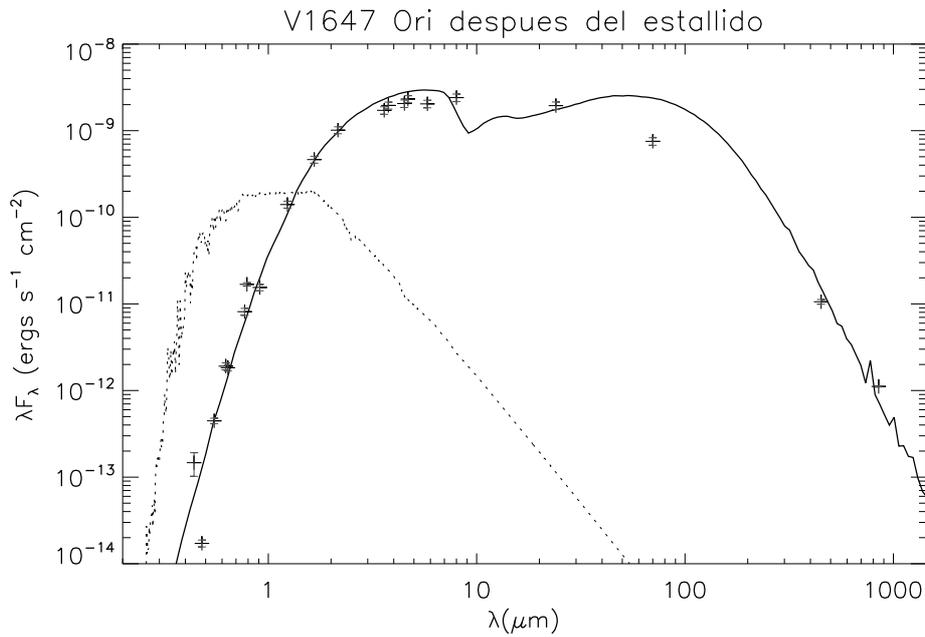


**Fig. 5.19:** Mejor modelo para la fuente V1647 Ori antes del estallido ("pre-outburst"), ocurrido entre octubre de 2003 y febrero de 2004. Las cruces indican los flujos observados y la línea continua la SED modelada. En línea de puntos se indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

dominada por la luminosidad de acreción.

Acosta-Pulido et al. (2007) obtuvieron para la época anterior al estallido una tasa de acreción de masa de  $\dot{M} = 5 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , en tanto que para después de estallido este valor resultó de  $\dot{M} = 1.7 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . También estimaron un ángulo de inclinación de  $i \sim 61^{\circ}$ . Aspin et al. (2008) emplearon observaciones en el óptico e infrarrojo cercano y medio antes del estallido y estimaron para V1647 Ori una  $T_{ef} \sim 3800 \text{ K}$  y un  $R_* \sim 5 R_{\odot}$ . Además, de la posición del objeto central en el diagrama HR infirieron una masa  $M_* \sim 0.8 M_{\odot}$ . Para la tasa de acreción de masa del disco derivaron un valor de  $\dot{M}_{disco} = 1.0 \pm 0.5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ . Para el ángulo de la cavidad y el ángulo con respecto a la visual obtuvieron:  $\theta = 65^{\circ}$  e  $i = 30^{\circ}$ .

Los resultados derivados del análisis de las SEDs antes y después del estallido (ver Figuras 5.19 y 5.20 y Tabla 5.7) concuerdan, en general, con los derivados por Muzerolle et al. (2005) y Acosta-Pulido et al. (2007). En particular, en el valor obtenido para la inclinación (Acosta-Pulido et al. 2007,  $i \sim 60^{\circ}$ ), y la tasa de acreción de masa del disco (Acosta-Pulido et al. 2007,



**Fig. 5.20:** Mejor modelo para la fuente V1647 Ori después del estallido ("pos-outburst"), ocurrido entre octubre de 2003 y febrero de 2004. En esta figura se muestran los flujos observados con cruces y la SED modelada, en línea continua. La línea de puntos indica el modelo de Kurucz para la correspondiente atmósfera estelar.

antes del estallido:  $\dot{M}_{disc0} = 0.1$  vs  $0.5 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ , después del estallido:  $\dot{M}_{disc0} = 5$  vs  $1-7 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). Además, la misma es comparable al valor obtenido por Muzerolle et al. (2005,  $\dot{M}_{disc0} \sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) para la fuente V1647 Orionis después del estallido.

La masa estelar resultante de este análisis es similar al valor obtenido por Aspin et al. (2008,  $M_{*}: 1.0$  vs  $0.8 M_{\odot}$ ), así como también la tasa de acreción de masa del disco antes del estallido se aproxima al valor derivado por estos autores ( $\dot{M}_{disc0}: 0.1$  vs  $1.0 \pm 0.5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ ). Sin embargo, los valores de la inclinación ( $i: 60^{\circ}$  vs  $30^{\circ}$ ) y del ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta: 7^{\circ}$  vs  $65^{\circ}$ ) resultan diferentes.

## 5.6. Discusión y conclusiones

En este capítulo se presentó el análisis de las SEDs de una muestra de 19 protoestrellas de clase I/II de tipo FU Orionis. Las SEDs fueron construidas a partir de los flujos recopilados de la literatura (Tabla 5.5). Para los objetos

FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, BBW 76 y V346 Nor se incluyeron en las SEDs espectros infrarrojos en el rango 5–35  $\mu\text{m}$  y para RNO 1B, RNO 1C, L1551 IRS 5 espectros en el rango 5–14  $\mu\text{m}$ . Estos datos fueron obtenidos con IRS/Spitzer y publicados por Green et al. (2006). En el caso de Re 50 N IRS1, se utilizó el espectro en el rango 5–15  $\mu\text{m}$  obtenido con ISO/SWS por Quanz et al. (2007).

Se inició el modelado de cada fuente empleando la grilla de Robitaille et al. (2006) para obtener un modelo inicial que luego fue refinado mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. (2003b). Los parámetros derivados de los mejores ajustes obtenidos se encuentran en las Tablas 5.6 y 5.7 y en las Figuras 5.1 a la 5.20. Los valores de los parámetros correspondientes al mejor ajuste encontrado para cada SED son comparados con los obtenidos por otros autores, encontrándose en general un buen acuerdo.

En la Tabla 5.8 se listan los valores promedios de cada uno de los parámetros para el grupo de las FU Orionis de clase II y para las de clase I. También se incluyen los valores "típicos" de dichos parámetros para objetos de clase II y I propiamente dichos, es decir, que no se encuentran en una etapa eruptiva. En este caso, se han adoptado los valores publicados por Whitney et al. (2003b). La comparación de los valores promedio de los parámetros de las FU Orionis de clase I con los de la misma clase pero en estado inactivo (clase I propiamente dicha), indica que parámetros como el radio centrífugo ( $R_{min}$ ), el radio máximo ( $R_{max}$ ), el exponente de la densidad radial del disco ( $A$ ), el exponente de la escala de altura del disco ( $B$ ) y el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), así como también la masa y la tasa de acreción de la envoltura ( $M_{env}$ ,  $\dot{M}$ ), resultan similares. Por el contrario, los parámetros asociados con el disco como la masa y la tasa de acreción de masa del disco ( $M_{disco}$ ,  $\dot{M}_{disco}$ ) son los que presentan mayores diferencias. La masa del disco ( $M_{disco}$ ) resulta mayor en un orden de magnitud (0.15 vs 0.01  $M_{\odot}$ ), mientras que la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{disco}$ ) es 4 órdenes de magnitud mayor (11.50 vs  $0.007 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). Este resultado está de acuerdo con lo predicho teóricamente (Frank et al. 1992; Hartmann & Kenyon 1996).

Para los objetos de clase II, la comparación de los valores promedio del grupo de las FU Orionis de clase II con los de la clase II propiamente dicha

**Tabla 5.8:** Comparación de parámetros "típicos" de objetos de clases I y II en fases eruptiva (estrella de tipo FU Orionis) e inactiva (clases I y II, propiamente dichas)

| Parámetros   | Valores promedio <sup>1</sup> | Valores típicos <sup>2</sup> | Valores promedio <sup>1</sup> | Valores típicos <sup>2</sup> |
|--|-------------------------------|------------------------------|-------------------------------|------------------------------|
|  | FU Orionis de clase I         | clase I                      | FU Orionis de clase II        | clase II                     |
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                      | 1.14                          | 0.50                         | 1.01                          | 0.50                         |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                      | 4.25                          | 2.09                         | 3.73                          | 2.09                         |
| $T_*$ (K)  | 5253                          | 4000                         | 5325                          | 4000                         |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ )                | 4.63                          | 5.00                         | 3.76                          | 0.00                         |
| $R_{\text{centrifugo}}$ (UA)                             | 121                           | 200                          | 99.5                          | 300                          |
| $R_{\text{min}}$ ( $R_*$ )                               | 10.5                          | 7                            | 14.54                         | 7                            |
| $R_{\text{max}}$ (AU)                                    | 6441                          | 5000                         | 6696                          | 500                          |
| $M_{\text{env}}$ ( $M_\odot$ )                           | 0.16                          | 0.19                         | 0.34                          | 0.0001                       |
| $M_{\text{disco}}$ ( $M_\odot$ )                         | 0.15                          | 0.01                         | 0.19                          | 0.01                         |
| $\dot{M}_{\text{disco}}$ ( $10^{-6}M_\odot/\text{año}$ ) | 11.500                        | 0.007                        | 31.100                        | 0.005                        |
| A  | 2.17                          | 2.25                         | 2.09                          | 2.25                         |
| B  | 1.17                          | 1.25                         | 1.09                          | 1.25                         |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                                    | 24.3                          | 20                           | 23.13                         | 90                           |

<sup>1</sup> Estos valores son el promedio de los valores presentados en las Tablas 5.6 y 5.7, respectivamente.

<sup>2</sup> Valores publicados por Whitney et al. (2003b).

indica que no existen diferencias significativas para parámetros como la temperatura estelar ( $T_*$ ), el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), el exponente de la densidad radial del disco (A) y el exponente de la escala de altura del disco (B). Por el contrario, la masa del disco ( $M_{\text{disco}}$ ) y de la envolvente ( $M_{\text{env}}$ ), así como también la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ ) y de la envolvente ( $\dot{M}$ ) presentan diferencias importantes. En particular, la masa del disco ( $M_{\text{disco}}$ ) aumenta un orden de magnitud (0.19 vs 0.01  $M_\odot$ ) y la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ ) es mayor en cuatro órdenes de magnitud (31.10 vs  $0.005 \times 10^{-6}M_\odot/\text{año}$ ). Este resultado, al igual que el obtenido para los objetos tipo FU Orionis de clase I, es consistente con la teoría.

De esta comparación resulta entonces que los objetos tipo FU Orionis de

clases I y II, presentan un importante aumento del valor de la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ ). Esto está en acuerdo con la teoría actual sobre los eventos que caracterizan a este tipo de objetos (Frank et al. 1992; Hartmann & Kenyon 1996). Sin embargo, la tasa de acreción de masa del disco ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ ) resulta un orden de magnitud menor ( $1.15/31.10 \times 10^{-6}$  vs  $1.00 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$ ). Varios autores, realizando análisis individuales de fuentes tipo FU Orionis, han derivado resultados consistentes con los presentados en este trabajo (ver por ejemplo, Pfalzner 2008; Aspin et al. 2008).

Cabe mencionar que si bien los valores promedios de los parámetros para ambos grupos, activas e inactivas, de clases I y II están de acuerdo con los esperados teóricamente, los valores individuales listados para cada objeto en las Tablas 5.7 y 5.8 pueden diferir significativamente. Al menos parte de esto puede ser atribuido al hecho de que el propio grupo de las FU Orionis no es un grupo homogéneo. Por ejemplo, en el Capítulo 1 se destacó la diversidad de curvas de luz de las prototipo de la clase. Resulta entonces esperable que los valores de los parámetros individuales de los miembros del grupo sean diferentes.

Es interesante destacar el caso de la fuente V1647 Ori para la cual se dispone de la SED, tanto antes como después del estallido. Del análisis realizado se ha encontrado, no solamente un aumento de la tasa de acreción de masa del disco, sino también de la envolvente, en un orden de magnitud en ambos casos ( $\dot{M}_{\text{disco}}$ :  $0.3$  vs  $2.0 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ;  $\dot{M}$ :  $0.1$  vs  $5.0 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). Estos resultados, si bien coinciden con análisis previos como los realizados por Muzerolle et al. (2005) y Acosta-Pulido et al. (2007), llaman la atención ya que en particular  $\dot{M}_{\text{disco}}$  resulta significativamente menor que el valor esperado teóricamente.

V1647 Ori es un claro ejemplo de la diversidad del grupo de las FU Orionis. A pesar de las características comunes, cada objeto presenta sus propias "peculiaridades" que por el momento no son bien comprendidas. Resulta entonces interesante el estudio de los objetos más "extremos" de la clase para llegar a un entendimiento cabal de esta etapa de gran actividad de los discos circunestelares.

## **Conclusiones**

El objetivo fundamental del trabajo de Tesis presentado ha sido contribuir a un entendimiento más detallado y exhaustivo del proceso de formación de las estrellas, en particular de aquéllas de baja masa ( $0.3 - 3.0 M_{\odot}$ ). Para ello, se ha realizado el modelado de distinto tipo de observaciones de objetos estelares con edades entre  $10^5$  y  $10^6$  años. Se han considerado tanto estrellas en formación en sus etapas de relativa estabilidad, como también objetos que presentan un nivel muy elevado de actividad (conocidos como estrellas de tipo FU Orionis). En el Capítulo 1 se describen la propiedades de ambos grupos o estadios evolutivos (recurrentes) en el proceso de formación de las estrellas de baja masa.

La teoría predice que los eventos de tipo FU Orionis (de corta duración) deberían alternarse con las etapas de estrella de tipo T Tauri propiamente dicha. Algunas estimaciones muy preliminares indicarían que cada estrella experimentaría alrededor de 10 eventos de tipo FU Orionis durante su vida de Pre-Secuencia Principal. Entonces, resulta de relevancia la inclusión de este tipo de objetos en el análisis presentado en esta Tesis.

En el Capítulo 3 se modelan imágenes de alta resolución obtenidas con el telescopio de 4-m de KPNO de una muestra de 6 objetos de clase I pertenecientes a la nube molecular de Taurus-Auriga. Para este modelado, se empleó el código de transporte radiativo de Whitney et al., presentado en el Capítulo 2. Este análisis permitió restringir el rango de valores posibles para los distintos parámetros que describen el sistema protoestrella, objeto-central+envolvente+disco. En particular, se obtuvo un valor de la tasa de acreción de masa de la envolvente de  $2-5 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  para los 6 objetos modelados que concuerda razonablemente bien con lo esperado teóricamente.

De la distribución espacial de los objetos estudiados en la nube de Taurus resulta que los mismos se ubican en las zonas de mayor densidad. En un trabajo previo, Whittet et al. (2001) encontraron que las propiedades de los granos de polvo en las zonas densas de Taurus son algo diferentes que las de los granos del medio interestelar. Por este motivo, se modelaron las envolventes de estos 6 objetos para dos tipos de granos de polvo: uno que corresponde al medio interestelar difuso (ISM, Kim et al. 1994) con un valor de  $R_V = 3.1$ , y otro con granos de mayor tamaño y que corresponde a  $R_V \sim 4$ , similar al encontrado en las regiones densas de Taurus (Whittet et al. 2001). Sin embargo, un efecto de degeneración entre la opacidad de los granos de polvo y la tasa de acreción de masa de la envoltente, hace que sea imposible distinguir entre los dos modelos de granos de polvo mencionados. Finalmente, cabe mencionar que se ha identificado un nuevo sistema binario, IRAS 04239+2436, entre los objetos observados.

En el Capítulo 4 se presenta el modelado combinado de distribuciones espectrales de energía (SEDs) y de imágenes de una muestra de 8 protoestrellas de la nube de Taurus. Este análisis combinado permite hacer uso de toda la información disponible de estos objetos y derivar parámetros más confiables para cada una de las componentes del sistema protoestelar (el objeto central, la envoltente y el disco). En particular, se construyeron las SED, en el rango  $0.55 - 1300 \mu\text{m}$ , a partir de flujos obtenidos de la literatura, y se incluyeron los espectros en el infrarrojo medio (en el rango  $5-36 \mu\text{m}$  Furlan et al. 2008) obtenidos con el telescopio Spitzer y el espectrógrafo IRS. Las imágenes modeladas fueron las observadas con el HST y la cámara NICMOS por Padgett et al. (1999) y aquellas obtenidas con Spitzer con la cámara IRAC por Padgett et al. (1999). Las primeras son de resolución alta y las últimas de resolución intermedia.

Inicialmente se empleó la grilla de Robitaille et al. (2006) a fin de explorar todos los modelos físicamente posibles para cada sistema. De este análisis se derivó un conjunto de parámetros de partida que fue refinado mediante la aplicación directa del código de Whitney et al, procurando reproducir tanto la SED (incluyendo el espectro de Spitzer) como las imágenes de cada objeto simultáneamente. Para la muestra analizada se ha derivado un valor promedio

de la tasa de acreción de masa de la envoltura de  $\sim 7 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , del ángulo de apertura de la cavidad de  $\sim 15^{\circ}$  y la masa de la envoltura de  $\sim 0.05 M_{\odot}$ , consistentes con los valores esperados para estrellas en formación con edades de  $10^5 - 10^6$  años (Whitney et al. 2003b; Robitaille et al. 2007). En general, el modelado combinado de SEDs e imágenes permite restringir mejor el rango de valores de los 16 parámetros del modelo que corresponden a la configuración protoestelar, objeto-central+envoltura+disco. De esta manera se derivan parámetros muy confiables para los 8 objetos analizados.

En los Capítulos 3 y 4 se modelaron estrellas en formación en sus etapas de menor actividad. Si bien esto es importante, ya que estas etapas son las de mayor duración en la vida de las estrellas de Pre-Secuencia Principal, también es necesario modelar las etapas de mayor actividad o períodos de estrellas de tipo FU Orionis, si se desea entender en forma más completa el proceso de formación de las estrellas de baja masa. En el capítulo 5 se presenta el modelado de las SEDs de 19 estrellas de tipo FU Orionis actualmente conocidas. Estos objetos pertenecen tanto a la clase I como a la clase II del esquema evolutivo de Lada (1987), presentado en el Capítulo 1.

Se construyeron las SEDs utilizando datos de la literatura en un amplio rango espectral ( $0.55 - 1300 \mu\text{m}$ ) y espectros en el infrarrojo medio obtenidos con el instrumento IRS de Spitzer por Green et al. (2006) y Quanz et al. (2007) y con el instrumento SWS del satélite ISO por Quanz et al. (2007). El modelado de las SEDs se inició empleando la grilla de Robitaille et al. (2006) y se refinó mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. Los resultados obtenidos del análisis para la muestra de objetos tipo FU Orionis son comparados con los valores esperados para objetos de clases I y II, en su fase de menor actividad.

Los objetos de tipo FU Orionis, tanto de clase I como de clase II, presentan un aumento significativo en la masa del disco y en la tasa de acreción de masa del disco con respecto a los objetos de clases I y II propiamente dicho, es decir, aquéllos que se encuentran en etapas de menor actividad. La masa del disco es mayor en un orden de magnitud para ambas clases (clase I:  $0.15$  vs  $0.01 M_{\odot}$ , clase II:  $0.19$  vs  $0.01 M_{\odot}$ ) y la tasa de acreción de masa del disco resulta, en ambos casos, 4 órdenes de magnitud mayor (clase I:  $11.50$  vs

$0.007 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ , clase II: 31.10 vs  $0.005 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{año}$ ). Estos valores concuerdan con lo predicho por la teoría (Frank et al. 1992; Hartmann & Kenyon 1996).

Como se mencionó en un comienzo, este trabajo tuvo el objetivo de contribuir al conocimiento de los procesos de formación de las estrellas de baja masa. A partir del análisis realizado y presentado en esta Tesis pudieron derivarse parámetros físicos y geométricos del sistema protoestrella+envolvente+disco. En particular, se determinaron parámetros físicos como las respectivas tasas de acreción de las envolventes y de los discos. Se obtuvieron estimaciones para las dimensiones y masas de ambas estructuras y, además, fue posible caracterizar la forma de las cavidades bipolares en las envolventes y el perfil de densidad y la forma de los discos. Se analizaron estrellas en formación, tanto en su estado de menor actividad, como durante los eventos de tipo FU Orionis.

Los parámetros derivados están dentro del rango de valores predichos por los modelos teóricos de colapso (Lynden-Bell & Pringle 1974; Cassen & Moosman 1981; Shu et al. 1987) y por aquéllos que atribuyen las erupciones periódicas de estos objetos a inestabilidades térmicas de los discos (Frank et al. 1992; Hartmann & Kenyon 1996). Sin embargo, estos valores de mayor precisión podrán ayudar, por un lado, a restringir mejor los modelos actualmente en uso y, por otro, permitirán determinar otros, como por ejemplo las propiedades del polvo en discos y envolventes las cuales, al presente, están pobremente determinadas. Esto es de importancia ya que se espera que el procesamiento que experimenta el polvo en los discos asociados a objetos en formación conduzca a la formación de planetas y otros objetos menores en estos discos en etapas posteriores de la vida de las estrellas.

# Apéndice 1

En esta sección se considera el tiempo de cómputo aproximado requerido por el modelo de Whitney et al. La Tabla 1 indica el número de fotones, el tiempo de cómputo utilizado en promedio en cada modelado y el número aproximado de iteraciones que se necesitaron para obtener un resultado aceptable.

**Tabla 1:** Tiempo de cómputo necesario para cada tipo de modelado utilizando el código de Whitney et al.

| Tipo de modelo        |                         | No. de fotones  | Tiempo de cómputo (hs) | No. de modelos por fuente |
|-----------------------|-------------------------|-----------------|------------------------|---------------------------|
| curvas de isomagnitud | 1° aproximación         | $1 \times 10^6$ | $\sim 2$               | 35                        |
|                       | refinado de los modelos | $1 \times 10^7$ | $\sim 8$               | 50                        |
| SEDs + imágenes       | 1° modelado combinado   | $7 \times 10^7$ | $\sim 18$              | 80                        |
|                       | refinado de los modelos | $6 \times 10^8$ | $\sim 175$             | 30                        |
| SEDs                  | 1° modelado combinado   | $1 \times 10^7$ | $\sim 8$               | 60                        |
|                       | refinado de los modelos | $2 \times 10^8$ | $\sim 41$              | 30                        |

Para el análisis de imágenes de alta resolución en los filtros K y L de las 6 fuentes de clase I/II pertenecientes a la nube molecular de Taurus-Auriga, del Capítulo 3, se comenzó con modelos con un número de  $1 \times 10^6$  fotones, lo cual implica alrededor de  $\sim 2$  horas de cómputo. Esto proporciona resultados con una relación señal sobre ruido no muy elevada. Sin embargo, este procedimiento representa un compromiso aceptable entre el tiempo de cómputo empleado y una primera aproximación a los parámetros del sistema protoestelar. Para refinar estos primeros valores se incrementó el número de fotones

a  $1 \times 10^7$ , lo cual demandó alrededor de 8 horas por modelo. En promedio, para la obtención de los primeros modelos "grueso" o de baja relación señal sobre ruido, fueron necesarios alrededor de 35 iteraciones por cada fuente. En la segunda etapa se realizaron aproximadamente 50 modelos por cada objeto a fin de obtener el modelo final.

En el Capítulo 4, el análisis de la muestra de 8 objetos de clase I/II de la nube de Taurus-Auriga, se inició con el empleo de la grilla de Robitaille et al. (2006). Esto tuvo la ventaja de que se necesitaron sólo algunos minutos para encontrar el primer modelo o "set" de parámetros para cada fuente. Para el modelado de las imágenes se fijó el número de fotones en  $7 \times 10^7$ , lo cual implica 18 horas de cómputo por modelo. Un número menor de fotones no proporciona imágenes de buena calidad para ser comparadas con las imágenes reales. En promedio, se necesitaron 80 iteraciones por cada fuente para obtener un modelo aceptable. Como paso final y con el objetivo de refinar estos modelos se realizaron alrededor de 30 iteraciones con un número total de  $6 \times 10^8$  fotones (alrededor de 7 días de cómputo).

El análisis de las SEDs, realizado en el Capítulo 5, de la muestra de 19 objetos de tipo FU Orionis, se inició utilizando la grilla de Robitaille et al. (2006). En el segundo paso, se incluyeron los correspondientes espectros en el infrarrojo medio en las respectivas SEDs de cada objeto y se refinaron los parámetros del modelo proporcionado por la grilla de Robitaille et al. (2006) con un número de fotones de  $1 \times 10^7$ , lo cual implica alrededor de  $\sim 8$  horas de cómputo. Se necesitaron, en promedio, alrededor de 60 iteraciones por cada objeto utilizando el código Whitney et al. (2003b). Finalmente se incrementó el número de fotones a alrededor de  $2 \times 10^8$  ( $\sim 41$  horas de cómputo) para refinar el modelo final. Este paso final demandó alrededor de 30 iteraciones por objeto.

# Apéndice 2

## Introducción

En los Capítulos 3, 4 y 5 se presentaron diferentes modelos (modelos de imágenes de alta resolución, de SEDs e imágenes y de SEDs solamente) de diversas muestras de objetos estelares jóvenes. Tres de las fuentes analizadas (IRAS 04016+2610, IRAS 04361+2547 y L1551 IRS 5) fueron incluidas en dos de los tres capítulos mencionados y, por lo tanto, se presentan modelos de distintos tipos. En esta sección se realiza una comparación de los resultados obtenidos en cada caso. En base al tipo de dato modelado se indica, en cada caso, cuáles son los valores de los parámetros más confiables.

### IRAS 04016+2610

Esta fuente fue analizada en el Capítulo 3 (sección 3.4.1) y en el Capítulo 4 (sección 4.4.1). En el primer caso, se modelaron imágenes en las bandas K y L, obtenidas con el telescopio de 4-m de KPNO (Figura 3.1). En segundo término, se presentó el análisis combinado de la SED y de imágenes obtenidas con HST/NICMOS (ver Figura 4.2). La Tabla 1 resume los valores de los parámetros correspondientes a cada uno de estos modelos.

En el Capítulo 3 se fijaron los parámetros correspondientes a la estrella central y al disco y solamente se variaron los siguientes parámetros: la tasa de acreción de masa de la envoltura ( $\dot{M}$ ), el radio centrífugo ( $R_c$ ), el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), y el ángulo de inclinación con respecto a la visual ( $i$ ). En el caso de la imagen en la banda K, se obtuvieron dos modelos correspondientes a las mitades Norte y Sur de la imagen observada, respectivamente. Los supraíndices "S" y "N" en la Tabla 1 indican los casos en que se

derivaron valores diferentes para un dado parámetro, para cada una de las mitades.

En el Capítulo 4 se modelaron todos los parámetros de la Tabla 1, con excepción de la temperatura estelar ( $T_* = 4580$  K), para la cual se adoptó el valor determinado a partir de espectros en el óptico publicado por White & Hillenbrand (2004).

**Tabla 1:** Diferentes modelos para IRAS 04016+2610

| Parámetros   | Modelado<br>Imagen en K <sup>1</sup><br>(Capítulo 3) | Modelado<br>Imagen en L <sup>1</sup><br>(Capítulo 3) | Modelo combinado<br>(SED+Imagen)<br>(Capítulo 4) |
|--|--|--|--|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                      | 0.5  | 0.5  | 2.5  |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                      | 2.09   | 2.09   | 2.10   |
| $T_*$ (K)  | 4000   | 4000   | 4580 <sup>2</sup>                                |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ )         | 5.0  | 5.0  | 5.0  |
| $R_c$ (AU)   | 100/300  | 100  | 120  |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                                      | 7  | 7  | 10   |
| $R_{max}$ (AU)   | 5000   | 5000   | 5000   |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                                | 0.01   | 0.01   | 0.01   |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ) | 1.0  | 1.0  | 1.0  |
| $z_{01}$   | 0.01   | 0.01   | 0.01   |
| A  | 2.25   | 2.25   | 2.30   |
| B  | 1.25   | 1.25   | 1.30   |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                                    | 5/10   | 10   | 20   |
| $i$ ( $^\circ$ )   | 45 <sup>S</sup> -50 <sup>N</sup>                     | 45   | 50   |

<sup>(1)</sup> En el modelado de las imágenes K y L, solamente se han tomado como parámetros variables  $\dot{M}$ ,  $R_c$ ,  $\theta$ , e  $i$ . Los supraíndices "S" y "N" indican la mitad de la imagen usada en el modelado correspondiente de los parámetros listados.

<sup>(2)</sup> Valor de la temperatura obtenido del trabajo de White & Hillenbrand (2004).

Los resultados derivados del modelado presentado en ambos capítulos concuerdan satisfactoriamente. Cabe mencionar que, en ambos casos, las respectivas imágenes (obtenidas con el telescopio de KPNO de 4-m y con el HST) fueron empleadas para restringir el rango posible de valores para parámetros geométricos, como el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ) y el ángulo de inclinación con respecto a la visual ( $i$ ). Las imágenes HST/NICMOS

del Capítulo 4 permitieron, además, determinar el valor del radio mínimo ( $R_{min}$ ) para el cual se adoptó un valor aproximado en el Capítulo 3.

La inclusión de la SED en el modelado permite derivar con mayor confianza parámetros como la masa del disco ( $M_{disco}$ ) y el radio máximo ( $R_{max}$ ), ya que incluye datos en el infrarrojo lejano y en el rango submilimétrico, donde estos parámetros son de relevancia. Sin embargo, como indica la Tabla 1, los valores adoptados en el Capítulo 3 para estos parámetros fueron posteriormente confirmados por el modelado combinado de SED+imágenes del Capítulo 4.

### **IRAS 04361+2547**

Como para el caso de IRAS 04016+2610, esta fuente fue analizada en el Capítulo 3 (sección 3.4.5) y en el Capítulo 4 (sección 4.4.5). La Tabla 2 indica los valores de los parámetros de cada modelo.

En el capítulo 3 se modeló la imagen en la banda L obtenida con el telescopio de 4-m del observatorio de KPNO (Figura 3.5). Los parámetros determinados mediante este modelado fueron: la tasa de acreción de masa de la envolvente ( $\dot{M}$ ), el radio centrífugo ( $R_c$ ), el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), y el ángulo de inclinación con respecto a la visual ( $i$ ). Para los restantes parámetros se adoptaron valores fijos típicos de los objetos de clase I.

Debido a la forma asimétrica de la nebulosa asociada a IRAS 04361+2547, se enmascararon, alternadamente, las mitades Norte y Sur de la imagen en la banda L y se realizaron sendos modelados. En la Tabla 2 se emplean los supraíndices "S" y "N" para indicar a qué mitad corresponden los valores indicados, cuando estos difieren.

En el Capítulo 4 se obtuvieron dos modelos para IRAS 04361+2547, ya que los flujos observados y el espectro obtenido por Spitzer no coinciden. El modelo "a" reproduce la SED y la forma de la imagen IRAC pero ignora el espectro (Figura 4.8). El modelo "b" reproduce el espectro, la apariencia de la imagen IRAC y la SED, pero ignora los flujos obtenidos con IRAC (Figura 4.9). En la Tabla 2 se listan ambos modelos. Nótese que tanto en el modelo "a" como en el "b" se tiene en cuenta la apariencia de la imagen (IRAC). Por lo tanto, parámetros como el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), y la inclinación con

respecto a la visual ( $i$ ) deberían resultar bien determinados. Sin bien el valor de  $i$  del modelo "b" ( $i = 70.0^\circ$ ) concuerda con el derivado en el Capítulo 3 ( $i = 72.0^N-75.0^S$ ), difiere del obtenido para el modelo "a" ( $i = 18.2^\circ$ ). Sin embargo, debe tenerse en cuenta que las imágenes de IRAC poseen una resolución relativamente baja (Figuras 4.8 y 4.9). Por otra parte, podrían estar parcialmente saturadas. Todo esto dificulta la obtención de restricciones confiables para los parámetros geométricos, en particular para la inclinación. El valor de  $i$  obtenido del análisis de la imagen de alta resolución en la banda L en el Capítulo 3 proporciona el resultado más confiable.

**Tabla 2:** Diferentes modelos para IRAS 04361+2547

| Parámetros   | Modelado Imagen en L <sup>1</sup><br>(Capítulo 3) | Modelo a <sup>2</sup><br>(Capítulo 4) | Modelo b <sup>3</sup><br>(Capítulo 4) |
|--|---|---------------------------------------|---------------------------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                      | 0.50  | 0.80                                  | 0.35                                  |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                      | 2.09  | 3.10                                  | 3.80                                  |
| $T_*$ (K)  | 4000  | 4100                                  | 4100                                  |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ )         | $2.0^S-5.0^N$                                     | 1.3                                   | 4.2                                   |
| $R_c$ (AU)   | $30^N-50^S$                                       | 40                                    | 50                                    |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                                      | 7   | 2                                     | 50                                    |
| $R_{max}$ (AU)   | 5000  | 3600                                  | 3600                                  |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                                | 0.01  | 0.001                                 | 0.001                                 |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ) | 1.0   | 11.0                                  | 11.0                                  |
| $z_{01}$   | 0.01  | 0.01                                  | 0.01                                  |
| A  | 2.25  | 2.04                                  | 2.20                                  |
| B  | 1.25  | 1.04                                  | 1.20                                  |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                                    | 15.0  | 8.4                                   | 10.0                                  |
| $i$ ( $^\circ$ )   | $72.0^N-75.0^S$                                   | 18.2                                  | 70.0                                  |

<sup>(1)</sup> En el modelado de la imagen L, solamente se han tomado como parámetros variables  $\dot{M}$ ,  $R_c$ ,  $\theta$ , e  $i$ . Los supraíndices "S" y "N" indican la mitad de la imagen usada en el modelado correspondiente de los parámetros listados.

<sup>(2)</sup> Modelo a: Parámetros derivados del modelado de la SED(sin el espectro Spitzer/IRS)+imagen IRAC (ver Figura 4.8).

<sup>(3)</sup> Modelo b: Parámetros derivados del modelado de la SED(excluyendo los flujos IRAC)+espectro Spitzer/IRS+imagen IRAC (ver Figura 4.9).

Otros parámetros, como  $R_{min}$  y  $M_{disco}$ , de la Tabla 2, también presentan

alguna diferencia entre los valores obtenidos por los tres modelos. Dado que estos parámetros son más sensibles a la radiación de longitud de onda larga, el modelo "b" (que incluye la SED en estas regiones espectrales) proporciona los valores más confiables. El resto de los parámetros concuerda razonablemente bien.

### L1551 IRS 5

L1551 IRS 5 fue analizada en los Capítulos 3 y 5. En el primer caso (sección 3.4.4) se modelaron las imágenes en las bandas K y L obtenidas con el telescopio de KPNO de 4-m. En el Capítulo 5 (sección 5.5.12) se modeló la correspondiente SED. Los resultados obtenidos de los dos análisis se indican en la Tabla 3.

**Tabla 3:** Diferentes modelos para L1551 IRS 5

| Parámetros   | Modelado Imagen en K <sup>1</sup><br>(Capítulo 3) | Modelado Imagen en L <sup>1</sup><br>(Capítulo 3) | Modelado de la SED<br>(Capítulo 5) |
|--|---|---|------------------------------------|
| $M_*$ ( $M_\odot$ )                                      | 0.5   | 0.5   | 2.0                                |
| $R_*$ ( $R_\odot$ )                                      | 2.09  | 2.09  | 8.0                                |
| $T_*$ (K)  | 4000  | 4000  | 4800                               |
| $\dot{M}$ ( $10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ )         | 5.0   | $2.0^S-5.0^N$                                     | 10.0                               |
| $R_c$ (AU)   | $40^N-50^S$                                       | $50^N-100^S$                                      | 100                                |
| $R_{min}$ ( $R_*$ )                                      | 7.0   | 7.0   | 10.1                               |
| $R_{max}$ (AU)   | 5000  | 5000  | 5000                               |
| $M_{disco}$ ( $M_\odot$ )                                | 0.01  | 0.01  | 0.50                               |
| $\dot{M}_{disco}$ ( $10^{-8} M_\odot \text{ año}^{-1}$ ) | 1.0   | 1.0   | 0.9                                |
| $z_{01}$   | 0.01  | 0.01  | 0.01                               |
| A  | 2.25  | 2.25  | 2.25                               |
| B  | 1.25  | 1.25  | 1.25                               |
| $\theta$ ( $^\circ$ )                                    | 20  | 20  | 33                                 |
| $i$ ( $^\circ$ )   | $72^S-77^N$                                       | 72  | 60                                 |

<sup>(1)</sup> En el modelado de las imágenes K y L, solamente se han tomado como parámetros variables  $\dot{M}$ ,  $R_c$ ,  $\theta$ , e  $i$ . Los supraíndices "S" y "N" indican la mitad de la imagen usada en el modelado correspondiente de los parámetros listados.

Para el modelado de las imágenes en las bandas K y L se enmascararon

las mitades Norte y Sur, alternadamente (ver Figura 3.2). En la Tabla 3 los supraíndices "S" y "N" indican a qué mitad corresponden los valores listados cuando estos difieren. Los parámetros que se modelaron en este caso son: la tasa de acreción de masa de la envoltura ( $\dot{M}$ ), el radio centrífugo ( $R_c$ ), el ángulo de apertura de la cavidad ( $\theta$ ), y el ángulo de inclinación con respecto a la visual ( $i$ ). Para los demás parámetros se adoptaron valores fijos. La Figura 5.13 muestra el modelado de la SED presentado en el Capítulo 5.

En general, los valores de los parámetros de la Tabla 3 concuerdan razonablemente bien. En particular, la tasa de acreción de masa del disco y el valor derivado para el radio centrífugo. Se encontraron, sin embargo, algunas diferencias para el ángulo de inclinación con respecto a la visual ( $i$  : 72–77 vs 60°) y el ángulo de apertura de la cavidad bipolar ( $\theta$  : 20 vs 33°). Si bien estos valores no son completamente discordantes, resultan más confiables los derivados en el Capítulo 3 del modelado de las imágenes, ya que éstas permiten obtener en forma más confiable parámetros geométricos como  $i$  y  $\theta$ . Finalmente, podría mencionarse la masa del disco ( $M_{disc}$ ) para la cual el valor derivado del análisis de la SED, en el Capítulo 5, debería ser más aceptable ya que incluye datos en la región de longitudes de ondas largas.

## ***Bibliografía***

- Ábrahám, P., Kóspál, A., Csizmadia, S., et al. 2004a, *A&A*, 428, 89
- Ábrahám, P., Kóspál, A., Csizmadia, S., et al. 2004b, *A&AL*, 419, 39
- Acosta-Pulido, J. A., Kun, M., Ábrahám, P., et al. 2007, *AJ*, 133, 2020
- Adams, F. C., Lada, C. J., & Shu, F. H. 1987, *ApJ*, 308, 788
- Adams, F. C. & Lin, D. N. C. 1993, en *Protostars and Planets III*, eds. E. H. Levy & J. I. Lunine, ed. Universiad de Arizona, pag.721
- Adams, F. C. & Shu, F. H. 1986, *ApJ*, 308, 836
- Akeson, R. L., Ciardi, D. R., Van Belle, G. T., & Creech-Eakman, M. J. 2002, *ApJ*, 566, 1124
- Alves, J. F., Lada, C. J., & Lada, E. A. 2001, *Nature*, 409, 159
- André, P. 1994, en *The Cold Universe*, eds. T. Montmerle, C. J. Lada, I. F. Mirabel, J. Tran Thanh Van, ed. Frontieres, pag. 179
- André, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1993, *ApJ*, 406, 122
- André, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 2000, en *Protostars and Planets IV*, eds. Mannings, V., Boss, A.P., Russell, S. S., ed. Universidad de Arizona, pag.59
- Andrews, S. M., Rothberg, B., & Simon, T. 2004, *ApJL*, 610, 45
- Andrews, S. M. & Willians, J. P. 2005, *ApJ*, 631, 1134
- Arce, H. G. & Goodman, A. A. 2001, *ApJ*, 554, 132
- Aspin, C., Beck, T. L., & Reipurth, B. 2008, *AJ*, 135, 423

- Aspin, C. & Reipurth, B. 2003, *AJ*, 126, 2936
- Aspin, C. & Reipurth, B. 2000, *MNRAS*, 311, 522
- Aspin, C. & Sandell, G. 2001, *MNRAS*, 328, 751
- Bachiller, R., Martin-Pintado, J., Tafalla, M., Cernicharo, J., & Lazareff, B. 1990, *A&A*, 231, 174
- Bachiller, R., Tafalla, M., & Cernicharo, J. 1994, *ApJ*, 425, L93
- Bally, J. & Lada, C. J. 1983, *ApJ*, 265, 824
- Barsony, M. & Kenyon, S. J. 1992, *ApJ*, 384, 53
- Basri, G. & Bertout, C. 1989, *ApJ*, 341, 340
- Beck, T. L. 2007, *AJ*, 133, 1673
- Beckwith, S. V. W. & Sargent, A. I. 1991, *ApJ*, 381, 205
- Beckwith, S. V. W., Sargent, A. I., Chini, R. S., & Guesten, R. 1990, *AJ*, 99, 924
- Beichman, C. & Harris, S. 1981, *ApJ*, 245, 589
- Beichman, C. A., Myers, P. C., Emerson, J. P., et al. 1986, *ApJ*, 307, 337
- Belloche, A., André, P., Despois, D., & Bilinder, S. 2002, *A&A*, 393, 947
- Benson, P. & Meyers, P. C. 1989, *ApJS*, 71, 89
- Bernasconi, P. A. & Meader, A. 1996, *A&A*, 307, 829
- Bertout, C. 1989, *ARA&A*, 27, 351
- Biscaya, A. M., Rieke, G. H., Narayanan, G., Luhman, K. L., & Young, E. T. 1997, *ApJ*, 491, 359
- Bontemps, S., André, P., & Cabrit, S. 1996, *A&A*, 311, 858
- Bouvier, J., Cabrit, S., Fernandez, M., Martin, E. L., & Matthews, J. M. 1993, *A&A*, 272, 176

- Briceño, C., Vivas, A. K., Hernández, J., et al. 2004, *ApJL*, 606, 123
- Brinch, C., Crapsi, A., Hogerheijde, M. R., & Jorgensen, J. K. 2007a, *A&A*, 461, 1037
- Brinch, C., Crapsi, A., Jorgensen, J. K., Hogerheijde, M. R., & Hill, T. 2007b, *A&A*, 475, 915
- Brown, D. W. & Chandler, C. J. 1999, *MNRAS*, 303, 855
- Burrows, C. J., Stapelfeldt, K. R., Watson, A. M., Krist, J. E., & Ballesteros, G. E. 1996, *ApJ*, 473, 437
- Calvet, N., Hartmann, L., & Kenyon, S. J. 1991, *ApJ*, 383, 752
- Cambrésy, L., Copet, E., Epchtein, N., et al. 1998, *A&A*, 338, 977
- Cameron, A. G. W. 1995, *Meteoritics*, 30, 133
- Carr, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 522
- Carr, J. S. 1990, *AJ*, 100, 1244
- Carr, J. S., Harvey, P. M., & Lester, D. F. 1987, *ApJL*, 321, 71
- Cassen, P. & Moosman, A. 1981, *Icarus*, 48, 353
- Chandler, C. J., Barsony, M., & Moore, T. J. T. 1998, *MNRAS*, 299, 789
- Chandler, C. J. & Richer, J. S. 2000, *ApJ*, 530, 851
- Chavarría-K, C. 1981, *A&A*, 101, 105
- Chavarría-K., C. & de Lara, E. 1981, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 6, 159
- Chen, H., Myers, P. C., Ladd, E. F., & Wood, D. O. S. 1995, *ApJ*, 448, 377
- Choi, M., Evans, II, N. J., Gregersen, E. M., & Wang, Y. 1995, *ApJ*, 448, 742
- Cieza, L., Padgett, D. L., Stapelfeldt, K. R., et al. 2007, *ApJ*, 667, 308
- Clark, F. O. 1991, *ApJS*, 75, 611

- Clarke, A. J., Oudmaijer, R. D., & Lumsden, S. L. 2005, MNRAS, 363, 1111
- Cohen, M. 1984, in IUE Proposal, ID NJGMC, 1788
- Cohen, M., Aitken, D., Roche, P., & Williams, P. 1983, ApJ, 273, 624
- Cohen, M., Hollenbach, D. J., Haas, M. R., & Erickson, E. F. 1988, ApJ, 329, 863
- Cohen, M. & Schwartz, R. D. 1983, ApJ, 265, 877
- Cohen, M. & Schwartz, R. D. 1987, ApJ, 316, 311
- Connelley, M. S., Reipurth, B., & Tokunaga, A. T. 2007, AJ, 133, 1528
- Cotera, A. S., Whitney, B. A., Young, E., et al. 2001, ApJ, 556, 958
- Cox, J. P. & Giuli, R. T. 1968, en Principles of Stellar Structure, Physical Principles - Volumen I, ed. Gordon & Breach, Science Publishers, INC.
- Cudworth, K. M. & Herbig, G. 1979, AJ, 84, 548
- D'Alessio, P., Cantó, J., Calvet, N., & Lizano, S. 1998, ApJ, 500, 411
- Davidson, J. A. & Jaffe, D. T. 1984, ApJL, 277, 13
- Davis, C. J., Mundt, R., Eislöffel, J., & Ray, T. P. 1995, AJ, 110, 766
- de Geus, E. J. 1992, A&A, 262, 258
- de Lara, E., Chavarria-K, C., & Lopez-Molina, G. 1991, A&A, 243, 139
- Dent, W. R. F., Matthews, H. E., & Ward-Thompson, D. 1998, MNRAS, 301, 1049
- Devine, D., Reipurth, B., & Bally, J. 1999, AJ, 118, 972
- D'Alessio, P. 1996, Tesis doctoral, Instituto de Astronomía, UNAM, Apartado Postal 70-264, Ciudad Univesitaria, CP. 04510, México 20, D.F., México
- D'Alessio, P., Calvet, N., & Hartmann, L. 2001, ApJ, 553, 321
- Duchene, G., Bouvier, J., Bontemps, S., André, P., & Motte, F. 2004, A&A, 427, 651

- Duschl, W. J. 1986a, A&A, 163, 56
- Duschl, W. J. 1986b, A&A, 163, 61
- Egan, M. P., Price, S. D., Kraemer, K. E., et al. 2003, VizieR Online Data Catalog, 5114
- Eisloffel, J., Hessman, F. V., & Mundt, R. 1990, A&A, 232, 70
- Eisner, J. A., Hillebrand, L. A., Carpenter, J. M., & Wolf, S. 2005, ApJ, 635, 396
- Elias, J. H. 1978, ApJ, 223, 859
- Emerson, J. P., Harris, S., Jennings, R. E., et al. 1984, ApJL, 278, 49
- Evans, Neal J., I., Balkum, S., Levreault, R. M., Hartmann, L., & Kenyon, S. 1994, ApJ, 424, 793
- Fernandez, M. 1995, A&AS, 113, 473
- Frank, J., King, A., & Raine, D. 1992, en *Accretion Power in Astrophysics*, 2nd Edición, ed. Universidad de Cambridge, vol.21
- Fridlund, C. V. M., Nordh, H. L., van Duinen, R. J., Alders, J. W. G., & Sargent, A. I. 1980, A&A, 91, 1
- Frindlund, C. V. M. & Lisean, R. 1998, ApJL, 499, 75
- Fuller, G. A., Ladd, E. F., & Hodapp, K.-W. 1996, ApJ, 463, 97
- Furlan, E., McClure, M., Calvet, et al. 2008, ApJS, 176, 184
- Gómez, M. & Mardones, D. 2003, AJ, 125, 2134
- Gómez, M., Persi, P., Marenzi, A. R., Roth, M., & Tapia, M. 2004, A&A, 423, 629
- Gómez, M., Whitney, B. A., & Kenyon, S. J. 1997, AJ, 114, 1138
- Goodrich, R. W. 1987, PASP, 99, 116
- Gramajo, L. V., Whitney, B. A., Kenyon, S. J., Gómez, M., & Merrill, K. M. 2007, AJ, 133, 1191

- Gredel, R. 1994, *A&A*, 292, 580
- Green, J. D., Hartmann, L., Calvet, N., et al. 2006, *ApJ*, 648, 1099
- Greene, T. P. & Lada, C. J. 1996, *AJ*, 112, 2184
- Gueth, F. & Guilloteau, S. 1999, *A&A*, 343, 571
- Gullbring, E., Hartmann, L., Briceño, C., & Calvet, N. 1998, *ApJ*, 492, 323
- Haisch, K. E. J., Greene, T. P., Barsony, M., & Stahler, S. W. 2004, *ApJ*, 127, 1747
- Hartigan, P., Morse, J., Palunas, P., Bally, J., & Devine, D. 2000, *ApJ*, 119, 1872
- Hartmann, L. 1998, en *Accretion Processes in Star Formation*, eds. Hartmann, L., ed. Universidad de Cambridge
- Hartmann, L., Boss, A., Calvet, N., & Whitney, B. 1994, *ApJL*, 430, 49
- Hartmann, L. & Calvet, N. 1995, *AJ*, 109, 1846
- Hartmann, L., Calvet, N., Allen, L., Chen, H., & Jayawardhana, R. 1999, *AJ*, 118, 1784
- Hartmann, L., Calvet, N., & Boss, A. 1996, *ApJ*, 464, 387
- Hartmann, L., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R. D. 1986, *ApJ*, 309, 275
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1985, *ApJ*, 299, 462
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1987a, *ApJ*, 312, 243
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1987b, *ApJ*, 322, 393
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1996, *ARA&A*, 34, 207
- Hartmann, L., Megeath, S. T., Allen, L., et al. 2005, *ApJ*, 629, 896
- Hartmann, L. & Stauffer, J. R. 1989, *AJ*, 97, 873
- Hartmann, L., Stauffer, J. R., Kenyon, S. J., & Jones, B. F. 1991, *AJ*, 101, 1050

- Harvey, P. M. & Wilking, B. A. 1982, PASP, 94, 285
- Henning, T., Burkert, A., Launhardt, R., Leinert, C., & Stecklum, B. 1998, A&A, 336, 565
- Henning, T., Schreyer, K., Launhardt, R., & Burkert, A. 2000, A&A, 353, 211
- Henry, L. G. & Greenstein, J. L. 1941, ApJ, 93, 70
- Herbig, G. H. 1966, Vistas in Astronomy, 8, 109
- Herbig, G. H. 1977, ApJ, 217, 693
- Herbig, G. H. 1989, en European Southern Observatory Astrophysics Symposia, eds. B. Reipurth., pag. 233
- Herbig, G. H., Aspin, C., Gilmore, A. C., Imhoff, C. L., & Jones, A. F. 2001, PASP, 113, 1547
- Herbst, W., Racine, R., & Warner, J. W. 1978, ApJ, 223, 471
- Hessman, F. V., Eisloffel, J., Mundt, R., et al. 1991, ApJ, 370, 384
- Heyer, M. H., Ladd, E. F., Myers, P. C., & Campbell, B. 1990, AJ, 99, 1585
- Heyer, M. H., Snell, R. L., & Goldsmith, P. F. 1987, ApJ, 321, 370
- Ho, P. T. P. & Townes, C. H. 1983, ARA&A, 21, 239
- Hodapp, K., Capps, R. W., Strom, S. E., Salas, L., & Grasdalen, G. L. 1988, ApJ, 335, 814
- Hodapp, K., Hora, J. L., Rayner, J. T., Pickles, A. J., & Ladd, E. F. 1996, ApJ, 468, 861
- Hogerheijde, M. R. 2001, ApJ, 553, 618
- Hogerheijde, M. R. & Sandell, G. 2000, ApJ, 534, 880
- Hogerheijde, M. R., van Dishoeck, E. F., Blake, G. A., & van Langevelde, H. J. 1997, ApJ, 489, 293
- Hogerheijde, M. R., van Dishoeck, E. F., Blake, G. A., & van Langevelde, H. J. 1998, ApJ, 502, 315

- Ibrahimov, M. A. 1999, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4691, 1
- Ishi, M., Tamura, M., & Itoh, Y. 2004, *ApJ*, 612, 956
- Jayawardhana, R., Hartmann, L., & Calvet, N. 2001, *ApJ*, 548, 310
- Jorgensen, J. K., Schoier, F. L., & van Dishoeck, E. F. 2002, *A&A*, 389, 908
- Kaas, A. A., Olofsson, G., Bontemps, S., et al. 2004, *VizieR Online Data Catalog*, 342, 10623
- Keene, J. & Masson, C. R. 1990, *ApJ*, 355, 635
- Kenyon, S., Hartmann, L., Gomez, R., Carr, J. S., & Tokunaga, A. 1993a, *AJ*, 105, 1505
- Kenyon, S., Hartmann, L., & Hewett, R. 1988, *ApJ*, 325, 231
- Kenyon, S. & Hartmann, L. W. 1991, *ApJ*, 383, 664
- Kenyon, S. J. 1999, en *NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems*, eds. C. J. Lada & N. D. Kylafis, ed. Academia Kluwer, pag. 613
- Kenyon, S. J., Calvet, N., & Hartmann, L. 1993b, *ApJ*, 414, 676
- Kenyon, S. J., Dobrzycka, M., & Hartmann, L. 1994a, *AJ*, 108, 1872
- Kenyon, S. J., Gómez, M., Marzke, R. O., & Hartmann, L. 1994b, *AJ*, 108
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1987, *ApJ*, 323, 714
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1989, *ApJ*, 342, 1134
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
- Kenyon, S. J., Hartmann, L. W., Strom, K. M., & Strom, S. E. 1990, *AJ*, 99, 869
- Kenyon, S. J., Kolotilov, E. A., Ibragimov, M. A., & Mattei, J. A. 2000, *ApJ*, 531, 1028
- Kenyon, S. J., Whitney, B., Gómez, M., & Hartmann, L. 1993c, *ApJ*, 414, 773

- Kessler-Silacci, J. E., Geers, V. C., Augereau, J.-C., et al. 2004, *A&AS*, 37, 378
- Kim, S. H., Martin, P. G., & Hendry, P. D. 1994, *ApJ*, 422, 164
- Koenigl, A. & Ruden, S. P. 1993, en *Protostars and Planets III*, eds. E. H. Levy & J. I. Lunine, ed. Universiad de Arizona, 641
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Csizmadia, S., et al. 2004, *Publications of the Astronomy Department of the Eotvos Lorand University*, 14, 119
- Kurucz, R. L. 1994, Kurucz CD.ROM 19, Solar Model Abundance Model Atmospheres (Cambridge: SAO), <http://kurucz.harvard.edu/>
- Lachaume, R. 2004, *A&A*, 422, 171
- Lada, C. J. 1987, en *Star Forming Regions*, IAU Symposium, eds. M. Peimbert & J. Jugaka, ed. Dordrech:Kluwer, 115, pag. 1
- Lada, C. J., Alves, J. F., & Lombardi, M. 2007, en *Protostars and Planets V*, Ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil, Univeridad de Arizona, Tucson, pag.3
- Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Lada, C. J. & Wilking, B. A. 1984, *ApJ*, 287, 610
- Lada, E. 1999, en *The Origin of stars and planetary systems*, eds. C. J. Lada & N. D., Kylafis, ed. Kluwer Academic Publishers, pag.441
- Ladd, E. F., Fuller, G. A., Padman, R., Myers, P. C., & Adams, F. C. 1995, *ApJ*, 439, 771
- Larson, B. D. 1969, *MNRAS*, 145, 405
- Lay, O. P., Carlstrom, J. E., Hills, R. E., & Phillips, T. G. 1994, *ApJL*, 434, 75
- Lazareff, B., Monin, J., & Pudritz, R. E. 1990, *ApJ*, 358, 170
- Lee, C., Mundy, L. G., Stone, J. M., & Ostriker, E. C. 2002, *ApJ*, 576, 294
- Leinert, C., Richichi, A., & Haas, M. 1997, *A&A*, 318, 472
- Levreault, R. M. 1988, *ApJS*, 67, 283

- Lin, D. N. C. & Pringle, J. E. 1990, *ApJ*, 358, 515
- Linke, R. A. & Goldsmith, P. F. 1980, *ApJ*, 235, 437
- Lis, D. C., Menten, K. M., & Zylka, R. 1999, *ApJ*, 527, 856
- Lissauer, J. J. 1995, *Icarus* (ISSN 0019-1035), 114, 217
- Lodato, G. & Bertin, G. 2001, *A&A*, 375, 455
- Lodato, G. & Bertin, G. 2003, *A&A*, 408, 1015
- Loinard, L., Rodríguez, L. F., D'Alessio, P., Wilner, D. J., & Ho, P. T. P. 2002, *ApJ*, 581, 109
- Looney, L. W., Mundy, L. G., & Welch, W. J. 1997, *ApJ*, 484, 157
- Lorenzetti, D., Giannini, T., & Nisini, B. 2001, *The Promise of the Herschel Space Observatory*. eds. G.L. Pilbratt, J. Cernicharo, A.M. Heras, T. Prusti, & R. Harris, 460, 451
- Lorenzetti, D., Giannini, T., Nisini, B., et al. 2000, *A&A*, 357, 1035
- Lucas, P. W., Blundell, K. M., & Roche, P. F. 2000, *MNRAS*, 318, 526
- Lucas, P. W. & Roche, P. F. 1997, *MNRAS*, 286, 895
- Lucas, P. W. & Roche, P. F. 1998, *MNRAS*, 299, 699
- Lynden-Bell, D. & Pringle, J. 1974, *MNRAS*, 168, 168
- Maddalena, R. J., Morris, M., Moscovitz, J., & Thaddeus, P. 1986, *ApJ*, 303, 375
- Malbet, F., Lachaume, R., Berger, J.-P., et al. 2005, *A&A*, 437, 627
- Mardones, D., Myers, P. C., Tafalla, M., et al. 1997, *ApJ*, 489, 719
- Mathis, J. S., Rumpl, W., & Nordsieck, K. H. 1997, *ApJ*, 217, 425
- Mattila, K., Liljeström, T., & Toriseva, M. 1989, *European Southern Observatory Astrophysics Symposia*, eds. B. Reipurth, 33, 153
- McCaughrean, M. J., Chen, H., Bally, J., et al. 1998, *ApJL*, 492, 157

- McGehee, P. M., Smith, J. A., Henden, A. A., et al. 2004, *ApJ*, 616, 1058
- McMuldroch, S., Blake, G. A., & Sargent, A. I. 1995, *AJ*, 110, 354
- McMuldroch, S., Sargent, A. I., & Blake, G. A. 1993, *AJ*, 106, 2477
- Mendoza, E. E. 1971, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 6, 137
- Mendoza V., E. E. 1971, *ApJL*, 169, L117
- Miller, G. E. & Scalo, J. M. 1979, *ApJS*, 41, 513
- Mineshige, S. & Osaki, Y. 1983, *PASP*, 35, 377
- Mitchell, G. F., Sargent, A. I., & Mannings, V. 1997, *ApJ*, 483, 127
- Moneti, A., Forrest, W. J., Pipher, J. L., & Woodward, C. E. 1988, *ApJ*, 327, 870
- Mookerjea, B., Ghosh, S. K., Karnik, A. D., et al. 1999, *ApJ*, 522, 285
- Moriarty-Schienvén, G. H., Wannier, P. G., Keene, J., & Tamura, M. 1994, *ApJ*, 436, 800
- Moriarty-Schienvén, G. H., Wannier, P. G., Tamura, M., & Keene, J. 1992, *ApJ*, 400, 260
- Moriarty-Schieven, G. H., Aspin, C., & Davis, G. R. 2008, *AJ*, 136, 1658
- Moriarty-Schieven, G. H., Butner, H. M., & Wannier, P. G. 1995, *ApJ*, 455, 190
- Moriarty-Schieven, G. H. & Snell, R. L. 1988, *ApJ*, 332, 364
- Moriarty-Schieven, G. H. & Wannier, P. G. 1991, *ApJL*, 373, 23
- Moriarty-Schieven, G. H., Wannier, P. G., Tamura, M., & Keene, J. B. 1992, *ApJ*, 400, 260
- Motte, F. & André, P. 2001, *A&A*, 365, 440
- Mould, J. R., Hall, D. N. B., Ridgway, S. T., Hintzen, P., & Aaronson, M. 1978, *ApJL*, 222, 123

- Mundt, R. & Eisloffel, J. 1998, *AJ*, 116, 860
- Mundt, R. & Fried, J. 1983, *ApJL*, 274, 83
- Mundt, R., Stocke, J., Strom, S. E., Strom, K. M., & Anderson, E. R. 1985, *ApJ*, 297, L41
- Muzerolle, J., Megeath, S. T., Flaherty, K. M., et al. 2005, *ApJL*, 620, 107
- Myers, P. C. 1999, en *NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems*, eds. C. J. Lada & N. D. Kylafis, ed. Academia Kluwer, pag. 613
- Myers, P. C., Adams, F. C., Chen, H., & Schaff, E. 1998, *ApJ*, 492, 703
- Myers, P. C., Fuller, G. A., Goodman, A. A., & Benson, P. J. 1991, *ApJ*, 376, 561
- Myers, P. C., Fuller, G. A., Mathieu, R., et al. 1987a, *ApJ*, 319, 34
- Myers, P. C., Fuller, G. A., Mathieu, R. D., et al. 1987b, *ApJ*, 319, 340
- Myers, P. C., Heyer, M., Snell, R. L., & Goldsmith, P. F. 1988, *ApJ*, 324, 907
- Ohashi, N., Hayashi, M., Kawabw, R., & Ishiguro, M. 1996, *ApJ*, 466, 317
- Omont, A., Petitjean, P., Guilloteau, S., et al. 1996, *Nature*, 382, 428
- Onishi, T., Mizuno, A., Kawamura, A., Tachihara, K., & Fukui, Y. 2002, *ApJ*, 575, 50
- Osorio, M., D'Alessio, P., Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2003, *ApJ*, 586, 1148
- Osterloh, M. & Beckwith, S. V. W. 1995, *ApJ*, 439, 288
- Padgett, D. L. et al. 2005, *Spitzer Taurus Legacy Survey*
- Padgett, D. L., Brandner, W., Stapelfeldt, K. R., et al. 1999, *AJ*, 117, 1490
- Padgett, D. L., Cieza, L., Stapelfeldt, K. R., et al. 2006, *ApJ*, 645, 1283
- Padoan, P., Cambrésy, L., & Langer, W. 2002, *ApJL*, 580, 57
- Park, S. & Kenyon, S. J. 2002, *AJ*, 123, 3370

- Persi, P., Marenzi, A. R., Kaas, A. A., et al. 1999, *AJ*, 117, 439
- Persi, P., Tapia, M., Gómez, M., et al. 2007, *AJ*, 133, 1690
- Pfalzner, S. 2008, *A&A*, 429, 735
- Phillips, J. P., White, G. J., Ade, P. A. R., et al. 1982, *A&A*, 116, 130
- Poetzel, R., Mundt, R., & Ray, T. P. 1989, *A&AL*, 224, 13
- Polomski, E. F., Woodward, C. E., Holmes, E. K., et al. 2005, *AJ*, 129, 1035
- Pontoppidan, K. M., Dartois, E., van Dishoeck, E. F., Thi, W.-F., & d'Hendecourt, L. 2003, *A&A*, 404, 17
- Popham, R., Kenyon, S., Hartmann, L., & Narayan, R. 1996, *ApJ*, 473, 422
- Pringle, J. E. 1981, *ARA&A*, 19, 137
- Prusti, T., Bontekoe, T. R., Chiar, J. E., Kester, D. J. M., & Whittet, D. C. B. 1993, *A&A*, 279, 163
- Quanz, S. P., Henning, T., Bouwman, J., Ratzka, T., & Leinert, C. 2006, *ApJ*, 648, 472
- Quanz, S. P., Henning, T., Bouwman, J., et al. 2007, *ApJ*, 668, 359
- Reipurth, B. 1985, en *ESO-IRAM-Onsala Workshop on (Sub)Millimeter Astronomy*, eds. P. A. Shaver & K. Kjar (Garching, ESO), pag.458
- Reipurth, B. 1989, *Nature*, 340, 42
- Reipurth, B. & Aspin, C. 1997, *AJ*, 114, 2700
- Reipurth, B. & Aspin, C. 2004a, *ApJL*, 606, 119
- Reipurth, B. & Aspin, C. 2004b, *ApJL*, 608, 65
- Reipurth, B. & Bally, J. 1986, *Nature*, 320, 336
- Reipurth, B., Bally, J., & Devine, D. 1997, *AJ*, 114, 2708
- Reipurth, B., Chini, R., Krugel, E., Kreysa, E., & Sievers, A. 1993, *A&A*, 273, 221

- Reipurth, B., Rodríguez, L. F., Anglada, G., & Bally, J. 2002, *AJ*, 124, 1045
- Reipurth, B., Yu, K. C., Heathcote, S., Bally, J., & Rodríguez, L. F. 2000, *AJ*, 120, 1449
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., & Wood, K. 2007, *ApJS*, 169, 328
- Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., Wood, K., & Denzmore, P. 2006, *ApJS*, 167, 256
- Rodríguez, L. F., Porras, A., Claussen, M. J., et al. 2003, *ApJL*, 586, 137
- Rodríguez, L. F., D'Alessio, P., Wilner, D. J., et al. 1998, *Nature*, 395, 355
- Sandell, G. & Aspin, C. 1998, *A&A*, 333, 1016
- Sandell, G. & Weintraub, D. A. 2001, *ApJS*, 134, 115
- Sarceno, P., André, P., Ceccarelli, C., Griffin, M., & Molinari, S. 1996, *A&A*, 309, 827
- Sato, S., Okita, K., Yamashita, T., et al. 1992, *ApJ*, 398, 273
- Schütz, O., Meeus, G., & Sterzik, M. F. 2005, *A&A*, 431, 165
- Schwartz, R. D. 1975, *ApJ*, 195, 631
- Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- Shirley, Y. L., Evans, N. J. I., Rawlings, J. M. C., & Gregersen, E. M. 2000, *ApJS*, 131, 249
- Shu, F., Najita, J., Galli, D., Ostriker, E., & Lizano, S. 1993, in *Protostars and Planets III*, eds. E. H. Levy & J. I. Lunine, ed. Universiad de Arizona, pag.3
- Shu, F. H. 1977, *ApJ*, 214, 488
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593

- Simon, T., Morrison, N. D., Wolff, S. C., & Morrison, D. 1972, *PASP*, 84, 644
- Smak, J. 1984a, *Acta Astronómica*, 34, 161
- Smak, J. 1984b, *PASP*, 96, 5
- Smith, H. A., Thronson, Jr., H. A., Lada, C. J., et al. 1982, *ApJ*, 258, 170
- Snell, R. L., Bally, J., Strom, S. E., & Strom, K. M. 1985, *ApJ*, 290, 587
- Snell, R. L., Dickman, R. L., & Huang, Y. L. 1990, *ApJ*, 352, 139
- Snell, R. L., Loren, R. B., & Plambeck, R. L. 1980, *ApJ*, 239, 17
- Stahler, Shu, & Taam. 1980, *ApJ*, 422, 226
- Stahler, Shu, & Taam. 1981, *ApJ*, 248, 727
- Stanke, T., McCaughrean, M. J., & Zinnecker, H. 2000, *A&A*, 355, 639
- Stapelfeldt, K. M., Burrows, C. J., Krist, J. E., & Team, W. S. 1997, en *Herbig-Haro Flows and the Birth of Stars*; IAU Symposium, eds. B. Reipurth, C. Bertout, ed. Academia Kluwer, 182, 355
- Stapelfeldt, K. R., Krist, J. E., Menard, F., et al. 1998, *ApJL*, 502, 65
- Stark, D. P., Whitney, B. A., Stassun, K., & Wood, K. 2006, *ApJ*, 649, 900
- Staude, H. J. & Neckel, T. 1991, *A&AL*, 244, 13
- Stocke, J. T., Hartigan, P., Strom, S. E., et al. 1988, *ApJ*, 68, 229
- Strom, K. & Strom, S. E. 1993, *ApJ*, 412, 63
- Strom, K. M. & Strom, S. E. 1994, *ApJ*, 424, 237
- Strom, K. M., Strom, S. E., & Vrba, F. J. 1976, *AJ*, 81, 320
- Tafalla, M., Santiago, J., Johnstone, D., & Bachiller, R. 2004, *A&A*, 423, 21
- Tamura, M., Gatley, I., Joyce, R. R., et al. 1991, *ApJ*, 378, 611
- Tapia, M., Persi, P., Bohigas, J., & Ferrari-Toniolo, M. 1997, *AJ*, 113, 1769

- Tapia, M., Persi, P., Bohigas, J., Roth, M., & Gómez, M. 2006, MNRAS, 367, 513
- Teixeira, T. C. & Emerson, J. P. 1999, A&A, 351, 303
- Terebey, S., Beichman, C. A., Gautier, T. N., & Hester, J. J. 1990, ApJ, 362, L6
- Terebey, S., Chandler, C. J., & André, P. 1993, ApJ, 414, 759
- Terebey, S., Shu, F. H., & Cassen, P. 1984, ApJ, 340, 472
- Terebey, S., Van Buren, D., Matthews, K., & Padgett, D. L. 2000, AJ, 119, 2341
- Terebey, S., Van Buren, D., Padgett, D. L., Hancock, T., & Brundage, M. 1998, ApJL, 507, 71
- Terranegra, L., Chavarria-K., C., Diaz, S., & Gonzalez-Patino, D. 1994, A&AS, 104, 557
- Thiebaud, E., Bouvier, J., Blazit, A., et al. 1995, A&A, 303, 795
- Tobin, J. J., Hartmann, L., Calvet, N., & D'Alessio, P. 2008, ApJ, 679, 1364
- Tsukagoshi, T., Kitamura, Y., Kawabe, R., et al. 2005, en Protostars and Planets V, LPI Contribution No. 1286., pag.8475
- Ulrich, R. K. 1976, ApJ, 210, 377
- Ulrich, R. K., Shafter, A. W., Hawkins, G., & Knapp, G. 1983, ApJ, 267, 199
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Simon, T. 2004, ApJL, 609, 29
- Vrba, F. J., Coyne, G. V., & Tapia, S. 1993, AJ, 105, 1010
- Walker, C. K., Adams, F. C., & Lada, C. J. 1990, ApJ, 349, 515
- Walter, F. M., Stringfellow, G. S., Sherry, W. H., & Field-Pollatou, A. 2004, AJ, 128, 1872
- Ward-Thompson, D., Buckley, H. D., Greaves, J. S., Holland, W. S., & André, P. 1996, MNRAS, 281, 53

- Watson, D. M., Kemper, F., Calvet, N., et al. 2004, *ApJS*, 154, 391
- Weaver, W. B. & Jones, G. 1992, *ApJS*, 78, 239
- Weintraub, D. A., Kastner, J. H., Gatley, I., & Merrill, K. M. 1996, *ApJL*, 468, 45
- Weintraub, D. A., Sandell, G., & Duncan, W. D. 1991, *ApJ*, 382, 270
- Welin, G. 1971, *Information Bulletin on Variable Stars*, 581, 1
- Welin, G. 1976, *A&A*, 49, 145
- White, R. J. 1979, *ApJ*, 229, 954
- White, R. J. & Hillenbrand, L. A. 2004, *ApJ*, 616, 998
- Whitney, B. A. & Hartmann, L. 1992, *ApJ*, 395, 529
- Whitney, B. A. & Hartmann, L. 1993, *ApJ*, 402, 605
- Whitney, B. A., Kenyon, S. J., & Gómez, M. 1997, *ApJ*, 485, 703
- Whitney, B. A. & Wolff, M. J. 2002, *ApJ*, 574, 205
- Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., & Cohen, M. 2003b, *ApJ*, 598, 1099 [W03b]
- Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., & Wolff, M. J. 2003a, *ApJ*, 591, 1049 [W03a]
- Whitney, B. A. et al. 2010, en preparación
- Whittet, D. C. B., Hough, J. H., & Shenay, S. S. 2001, *ApJ*, 547, 872
- Wilking, B. A., Lada, C. J., & Young, E. T. 1989, *ApJ*, 340, 823
- Wolf, S. & Henning, T. 2000, *Computer Physics Communications*, 132, 166
- Wolf, S., Padgett, D. L., & Stapelfeldt, K. R. 2003, *ApJ*, 588, 373
- Wolf, S., Schegerer, A., Beuther, H., Padgett, D. L., & Stapelfeldt, K. R. 2008, *ApJ*, 674, 101

- Wood, K., Smith, D., Stassun, K., & Kenyon, S. J. 2001, *ApJ*, 561, 299
- Wood, K., Wolff, M. J., Bjorkman, J. E., & Whitney, B. 2002, *ApJ*, 564, 887
- Wood, K., Wolk, S., Stanek, K. Z., et al. 2000, *ApJL*, 542, 21
- Woody, D. P., Scott, S. L., Scoville, N. Z., et al. 1989, *ApJL*, 337, 41
- Yang, J., Umemoto, T., Iwata, T., & Fukui, Y. 1991, *ApJ*, 373, 137
- Yokogawa, S., Kitamura, Y., Momose, M., & Kawabw, R. 2003, *ApJ*, 595, 266
- Yorke, H. W., Bodenheimer, P., & Laughlin, G. 1993, *ApJ*, 411, 274
- Young, C. H., Shirley, Y. L., & Evans II, N. J. 2003, *ApJS*, 145, 111
- Zhou, S. & Evans, II, N. J. 1994, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series; Clouds, Cores, and Low Mass Stars*, eds. D. P. Clemens & R. Barvainis, 65, 183
- Zhou, S., Evans, II, N. J., Koempe, C., & Walmsley, C. M. 1993, *ApJ*, 404, 232
- Zhu, Z., Hartmann, L., Calvet, N., et al. 2008, *ApJ*, 684, 1281