



Universidad de Los Andes  
Facultad de Ciencias  
Posgrado en Física Fundamental

Proyecto Especial de Grado

## **Estudiando la mineralogía y estructura de discos protoplanetarios alrededor de estrellas tipo solar.**

Lic. Alice Gabriela Yumiry Pérez Blanco

Universidad de Los Andes (ULA)

Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA)

Asesor: Dr. Jesús Hernández

Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA)

Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México (IA - UNAM), Ensenada.

Mérida, 20 de Junio de 2016



## ACTA - VEREDICTO

En la ciudad de Mérida, a los veinte días del mes de junio de 2015, estando presentes en la sala de video conferencia de la Facultad de Ciencias de la Universidad de Los Andes, los siguientes doctores: Juan José Downes (CIDA), César Briceño Avila (CTIO; Cerro Tololo Inter-American Observatory, La Serena, Chile) y Jesús Hernández (CIDA; Instituto de Astronomía, UNAM, Ensenada, México), en su condición de miembros del Jurado designado por el Consejo Técnico del Postgrado en Física Fundamental, en reunión celebrada el 06 de mayo de 2016, y aprobado por el Consejo de Estudios de Postgrado en reunión plenaria N° 5 de fecha 25/05/2016, para conocer el Trabajo de Grado presentado por la estudiante de postgrado ALICE GABRIELA YUMIRY PÉREZ BLANCO, titular de la cédula de identidad V-18.114.356, como credencial de mérito para optar al Grado Académico de **MAGISTER SCIENTIAE EN FÍSICA FUNDAMENTAL**.

Reunido el Jurado y presente la aspirante, éste procedió a defender su Trabajo de Grado, titulado: "Estudiando la mineralogía y estructura de discos protoplanetarios alrededor de estrellas tipo solar", desarrollado bajo la TUTORIA del Dr. Jesús Hernández, titular de la cédula de identidad N° V-10.715.412, el cual había sido previamente analizado por los miembros del Jurado.

Concluida la defensa del Trabajo de Grado, el jurado consideró que estaban cumplidas las exigencias requeridas para ser **aprobado** como trabajo de mérito con mención publicación, para que el mencionado aspirante le fuera conferido el grado de **MAGISTER SCIENTIAE EN FÍSICA FUNDAMENTAL**.

Así lo declaran y firman:

Dr. César Briceño Avila  
Miembro del Jurado

Dr. Juan José Downes  
Miembro del Jurado

Dr. Jesús Hernández  
Tutor-Presidente del Jurado

## DEDICATORIA

---

*Juana Gil†(1919-2016)*

*Para mi familia*

Gilberto, Celia, Ailec y Gilbert...

Los hombres y mujeres de quienes he recibido todo y a quienes les debo todo...

**Los amo.**

## AGRADECIMIENTOS

---

'Every adventure requires a first step'  
— The Cheshire Cat, *Alice's in Wonderland*.

Todo empezó hace dos años, cuando al terminar el pregrado decidí que no era suficiente, y me embarqué en este viaje de hacer un posgrado, lo que implicó estar lejos de mi familia nuevamente. A quienes les agradezco ser parte de mi fortaleza. Quienes han sido y seguirán siendo un apoyo incondicional, con sus palabras de aliento que me dan ese extra que necesito cada día para seguir adelante y llegar a la meta.

Este viaje tampoco fuese sido posible sin mi tutor, el Dr. Jesús Hernández, quien más que un guiador se ha vuelto un buen amigo. Sus consejos, anécdotas y exigencias, me han abierto caminos dentro de este mundo de la astronomía. Le agradezco por conducirme por esta vía y abrirme las puertas para poder ser la profesional que soy hoy en día.

En el verano del 2009, fue cuando di inicio a mi primer contacto con la astronomía gracias al programa de verano del Centro de Investigaciones de Astronomía "Francisco J. Duarte" (CIDA) y 7 años más tarde, después de varias pasantías, curso especializados y la tesis de pregrado, aun sigo siendo parte de esta gran institución. Le agradezco al CIDA que ha sido mi casa lejos de casa, quien me ha dado oportunidades únicas. Grandes profesores (todos los investigadores del CIDA) y grandiosos compañeros y colegas (los estudiantes del CIDA). Eddy Dávila, María Isabel 'Penny' Romeno, Bolivia Cuevas, Madeleine Rodriguez, quienes como yo están luchando para surgir en este mundo que se encuentra más allá de nuestras manos. Destacando a los estudiantes del grupo de formación estelar, María Ocando, Luis Villarreal, Eugenio López y Yolanda Landaeta, por agradables discusiones, recomendaciones sobre nuestros trabajos y una bonita amistad. A Alfredo Mejía, el mejor compañero de oficina que he podido tener, excelente colega y amigo. A Elvis Puro, que a lo largo de todos estos años me ha ofrecido su amistad, buenos consejos y palabras de aliento para afrontar todas las situaciones personales y profesionales en esta casa lejos de casa. Gracias a todos los que hacen vida en el CIDA, hogar que me vio crecer profesionalmente y que nunca olvidaré.

Este camino ha estado lleno de viajes alrededor del mundo, con algunos altibajos, pero en los cuales fui capaz de cumplir las metas fijadas. Viajes que me dieron la oportunidad no solo de adquirir nuevos conocimientos y ver nuevos lugares, sino conocer personas extraordinarias, principalmente astrónomas extraordinarias. A la Dra. Nuria Calvet, quien es el motor principal que mueve a un gran grupo de trabajo en el área de la formación estelar alrededor del mundo y que me siento orgullosa de poder trabajar en él. A las Dra.s Catherine Espaillet y Melissa McClure, por ayudarme a adquirir los conocimientos necesarios para llevar a cabo parte de este trabajo y por la cálida bienvenida en

sus grupos de trabajo en la Universidad de Boston (BU; Boston University, por sus siglas en inglés) en Estados Unidos y en las instalaciones de la ESO (European Southern Observatory) en Garching bei Muenchen - Alemania, respectivamente. A los estudiantes en BU y en ESO, que me dieron una calurosa bienvenida, haciendo más agradable el tiempo pasado en estos lugares; especialmente a Daniel Feldman (BU) por su constante ayuda. A COSPAR, Dr. Randall Smith (Center for Astrophysics - Estados Unidos; CfA, por sus siglas en inglés) y Dr. Diego Altamirano (Universidad de Southampton - Reino Unido) por dejarme ser parte del grupo estudiantes que han podido realizar con éxito el programa de pasantías de COSPAR.

Al Postgrado de Física Fundamental de la Universidad de los Andes, por ser una de las universidades del país en ofrecer el posgrado en la carrera de física y específicamente en el área de la astrofísica. Gracias por dejarme ser parte de su programa de maestría. A los excelentes profesores, que imparten sus conocimientos y experiencias. A todos los compañeros, por hacer tan agradables las clases y la vida en este posgrado. A Paula Garcia, secretaria del posgrado, por ser tan atenta y siempre tener una respuesta eficaz a mis inquietudes. A todos los que hacen posible que el Postgrado de Física Fundamental siga adelante.

A todos aquellos que me han prestado su apoyo de manera directa o indirecta para poder lograr esta meta.

Dicen que los últimos serán los primeros, le agradezco a Dios, por ser esa fuerza intangible que me ha puesto retos que han ayudado a forjar mi destino y espero siga abriendo puertas para poder seguir adelante en esta escalera de la vida.

No hay palabras que expresen lo agradecida que estoy por todo y con todos, por lo que he podido vivir con la astronomía. Esforzarse rinde sus frutos, ya sea aquí o en el otro lado del mundo, por eso hay que seguir soñando... Ahora a buscar nuevos retos.

Simplemente...

Gracias.

## ÍNDICE GENERAL

---

Índice de figuras	vi
Índice de tablas	vii
Resumen	viii
1 INTRODUCCIÓN	1
2 MARCO TEÓRICO	4
2.1 Formación estelar	4
2.2 Clases infrarrojas y objetos jóvenes	5
2.2.1 Estrellas HAeBe	7
2.2.2 Estrellas IMTTS	9
2.2.3 Estrellas TTS	10
2.3 Discos protoplanetarios	11
2.3.1 Tipos de discos	12
2.3.2 Tendencias evolutivas	15
2.4 Mineralogía presente en los discos protoplanetarios	17
2.4.1 Detección de minerales en discos protoplanetarios	20
2.5 Modelo de acreción de un disco irradiado	21
3 OBSERVACIONES	26
3.1 Selección de la muestra	26
3.1.1 Cúmulo $\sigma$ Orionis	26
3.1.2 Cúmulo NGC 2264	27
3.2 Datos espectroscópicos	29
3.3 Datos fotométricos: ópticos e infrarrojos	31
4 METODOLOGÍA	33
4.1 Ajuste del modelo de acreción de un disco irradiado	39
4.2 Estudio de las componentes del polvo	41
5 RESULTADOS Y DISCUSIÓN	43
5.1 Análisis del modelo de acreción de un disco irradiado	43
5.2 Análisis mineralógico	51
6 CONCLUSIÓN	57
A APÉNDICE: NUEVA VERSIÓN DEL CÓDIGO DE D'ALESSIO ET AL.	59
B APÉNDICE: ARCHIVO DE ENTRADA USADO EN EL MODELO DE D'ALESSIO ET AL.	62
C APÉNDICE: CÁLCULO DE LOS PAH	67
BIBLIOGRAFÍA	69

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

Figura 1	Esquema general de la evolución de una protoestrella para llegar a un sistema planetario. . . . .	5
Figura 2	Propuesta de clasificación de las estrellas pre-secuencia principal basado en sus SEDs. . . . .	7
Figura 3	Localización de los objetos estelares jóvenes en el diagrama HR. . . . .	8
Figura 4	Esquema de un disco completo primigenio. . . . .	13
Figura 5	Esquema de evolución de los discos. . . . .	15
Figura 6	Fracción de discos en diferentes poblaciones estelares. . . . .	16
Figura 7	Fracción de discos vs. Magnitud J. . . . .	17
Figura 8	Fracción de discos transicionales vs. edad del grupo estelar. . . . .	18
Figura 9	Representación de las componentes del polvo en espectros IRS. . . . .	19
Figura 10	Comparación de los minerales que se pueden encontrar en las estrellas y cometas. . . . .	20
Figura 11	Modelo de una estrella T Tauri. . . . .	23
Figura 12	Imagen del Cúmulo $\sigma$ Orionis . . . . .	28
Figura 13	Imagen del Cúmulo NGC 2264 . . . . .	29
Figura 14	SED de la estrella SO411 del cúmulo $\sigma$ Ori. . . . .	34
Figura 15	SEDs de las estrellas HBC222 y HBC217 del cúmulo NGC 2264. . . . .	35
Figura 16	SEDs de las estrellas HBC215 y HBC231 del cúmulo NGC 2264. . . . .	36
Figura 17	Comparación del espectro de SO411 con espectros de estrellas estándares. . . . .	37
Figura 18	Ejemplo de la substracción de los rasgos de PAH. . . . .	42
Figura 19	Ajuste del modelo del disco a la SED de la estrella SO411. . . . .	46
Figura 20	Ajuste del modelo a las SEDs de las estrellas HBC222 y HBC217. . . . .	47
Figura 21	Ajuste del modelo a las SEDs de las estrellas HBC215 y HBC231. . . . .	48
Figura 22	Acercamiento al rasgo de $10\ \mu\text{m}$ de las estrellas SO411 y HBC215. . . . .	53
Figura 23	Rasgos de PAH en las estrellas SO411, HBC22 y HBC217. . . . .	56

## ÍNDICE DE TABLAS

---

Tabla 1	Propiedades de las CTTS y WTTS. . . . .	12
Tabla 2	Descripción de la muestra. . . . .	27
Tabla 3	Magnitudes ópticas e infrarrojas de la muestra. . . . .	32
Tabla 4	Parámetros estelares de la muestra. . . . .	38
Tabla 5	Número total de modelos por estrella. . . . .	44
Tabla 6	Parámetros de los modelos . . . . .	45
Tabla 7	Fracción de masa de los silicatos presentes en los objetos. . . . .	52
Tabla 8	Rasgos de PAH presente en la muestra . . . . .	54



## RESUMEN

---

Nos planteamos estudiar la mineralogía y estructura de discos protoplanetarios alrededor de estrellas de tipo solar, las cuales poseen tipos espectrales alrededor de G0 y están localizadas en los cúmulos estelares jóvenes  $\sigma$  Orionis y NGC 2264. Estos cúmulos tienen edades de alrededor de  $3 \text{ Ma}^1$  y están a una distancia menor a 1Kpc. Para ello, contamos con datos espectroscópicos obtenidos con el telescopio espacial Spitzer y datos fotométricos, ópticos e infrarrojos, que en su mayoría fueron recolectados de la literatura y con los cuales se construyeron las distribuciones espectrales de energía, que son la primera aproximación que tenemos del tipo de disco alrededor de las estrellas en estudio. Usamos el modelo de acreción de un disco irradiado desarrollado por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), que permite analizar las similitudes y diferencias de la estructura y mineralogía de discos alrededor de estrellas de diferentes rangos de masa. Al comparar las observaciones con los modelos, fue posible realizar este estudio sobre cinco estrellas: SO411 en el cúmulo  $\sigma$  Orionis y HBC222, HBC217, HBC215 y HBC231 en el cúmulo NGC 2264. Logramos identificar una variedad de discos protoplanetarios: dos discos completos en las estrellas HBC215 y HBC231, un disco en transición en la estrella SO411 y dos discos en pre-transición en las estrellas HBC222 y HBC217. Además, identificamos los elementos químicos que conforman el polvo en nuestra muestra, constituido principalmente por: silicatos amorfos (Olivinos y Piroxenos), silicatos cristalinos (Fosterita y Enstatita) e hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAH). Este trabajo no constituye una muestra estadísticamente significativa en el estudio de discos protoplanetarios alrededor de estrellas de tipo solar, pero sí uno de los primeros pasos en el análisis sistemático de este tipo de estrellas y el aporte de una metodología que puede ser aplicada en otras regiones de formación estelar. Con esto se espera que se pueda aumentar el número de estrellas de tipo solar que han sido analizadas hasta ahora. Además, abre las opciones de explorar la diversidad de discos protoplanetarios que pueden ser encontrados en este tipo de estrellas y la variedad de elementos químicos que componen al polvo. Estudiar discos protoplanetarios en diferentes rangos de masa es de gran importancia para un mejor entendimiento de la formación y evolución temprana de sistemas planetarios. Particularmente, este trabajo se enfoca en estrellas con temperaturas superficiales similares a nuestro Sol y con un estado evolutivo en donde se espera que la población de discos existentes hayan sido afectados por procesos evolutivos del disco. Así, esperamos contribuir con un mejor entendimiento del origen de ciertos materiales observados en nuestro sistema solar, mediante la detección y análisis de minerales presentes en los discos protoplanetarios estudiados y su relación con la estructura del disco.

---

<sup>1</sup> Ma = Millones de años,  $10^6$  años.

## INTRODUCCIÓN

---

'El destino se lo forja uno a golpes y trabajos,  
yo haré con mi existencia lo que me de la gana...  
siempre que salga vivo y pueda volver a casa.'

— *El plan infinito*, Isabel Allende.

Cuando miramos al cielo pareciera que las estrellas no cambiaran, como si fuesen fuentes puntuales de luz que brillan estáticamente, lo cual no es cierto. Todas las estrellas cambian su brillo, algunas lo hacen en cortos periodos de tiempo (por ejemplo: estrellas Cefeidas, RR Lyrae, Supernovas) y otras estrellas cambian de forma más gradual, en escalas de tiempo más largas a las que manejamos cotidianamente. Estos cambios que realizan las estrellas durante su vida son estudiados por la evolución estelar, y dentro de esta rama de la astronomía tenemos la formación estelar, la cual estudia los procesos físicos que regulan el origen de una estrella. El estudio de la formación estelar es uno de los tópicos de mayor relevancia en la actualidad, ya que nos ayuda a entender como es el proceso de formación de las estrellas y los futuros sistemas planetarios.

Las estrellas se originan en nubes moleculares primigenias, con tamaños típicos de 10-100 pc<sup>1</sup>. La estabilidad de la nube molecular se establece mediante un balance entre la fuerza de contracción gravitatoria y fuerzas de soporte relacionadas principalmente con la presión térmica y la presión magnética. Al llegar a un estado de inestabilidad, la nube molecular comienza un proceso jerárquico denominado fragmentación (Schulz, 2005), en donde se generan estructuras de menor escala, como son los núcleos moleculares (~ 0.1 pc) y las protoestrellas (~ 0.001 pc). El proceso de fragmentación favorece el origen de un mayor número de estrellas de menor masa. Esto puede ser interpretado a través de la función inicial de masa (IMF; Initial Mass Function, por sus siglas en inglés) que representa la frecuencia en que las estrellas de una masa específica son formadas (Salpeter, 1955; Carroll, 2007; Offner y col., 2014).

El medio interestelar (ISM; Interstellar medium, por sus siglas en inglés) del que se forman las protoestrellas está constituido esencialmente de gas (99%) con apenas 1% de polvo. El mayor componente químico del ISM es Hidrógeno (~70%), el cual puede encontrarse ionizado, neutral o molecular. En las nubes moleculares, y de allí su nombre, el Hidrógeno está generalmente en estado molecular. El Helio es el segundo elemento químico más abundante (28%). Elementos más pesados como el Carbono, Oxígeno, Nitrógeno constituyen apenas el ~2% del ISM (Ward-Thompson, 2011).

---

<sup>1</sup> Pársec (pc): Unidad de distancia usada en la astronomía. A la distancia de un pársec, una unidad astronómica subtende un ángulo de una segundo de arco. 1pc equivale a 206265 AU = 3.26 años luz = 3.086 x 10<sup>16</sup> m.

Generalmente, las estrellas no se forman aisladamente sino en aglomeraciones llamadas cúmulos. Además, muchas de estas estrellas se forman en sistemas múltiples, de dos o más estrellas (Reipurth y col., 2014). La ventaja de estudiar un cúmulo es que se pueden adoptar propiedades generales para las estrellas que forman parte de él. Por ejemplo, se puede asumir que las estrellas están a una misma distancia desde el Sol, poseen similar composición química, comparten propiedades cinemáticas (velocidad radial y movimientos propios) y tienen la misma edad. Además, como producto natural de la formación de la estrella y por conservación del momento angular, alrededor de estas se genera una estructura de forma aplanada, conocida como disco circunestelar o protoplanetario (Williams y Cieza, 2011).

En un cúmulo estelar dado, las estrellas más masivas evolucionarán más rápidamente. Es decir, una estrella masiva llegará más rápido a la secuencia principal, donde comenzará a transformar Hidrógeno a Helio en su núcleo, en comparación a una estrella menos masiva. En el camino desde la fase protoestelar hasta la secuencia principal, la estrella desarrolla un disco protoplanetario el cual puede evolucionar hacia un nuevo sistema planetario (Williams y Cieza, 2011; Hernández y col., 2007a).

En este contexto, queremos estudiar la estructura y composición del polvo de los discos protoplanetarios de una muestra de estrellas de masas intermedias localizadas en regiones donde se esperan poblaciones de discos relativamente evolucionadas. Los mecanismos de evolución y disipación del disco protoplanetario dependen de la edad y de la masa del objeto central. La muestra a estudiar abarca el rango de masa entre las estrellas clásicas T Tauri y las Herbig Ae/Be, con temperaturas similares a las del Sol, aunque con masas mayores ( $\sim 2 M_{\odot}$ ).

Para conocer la estructura y composición del polvo haremos uso los modelos desarrollados por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), los cuales son modelos de un disco de acreción irradiado alrededor de estrellas T Tauri. Estos modelos han sido continuamente usados para estudiar discos protoplanetarios alrededor de estrellas T Tauri en diferentes estados evolutivos y con diferentes parámetros estelares. También, consistentemente se han incorporado mejoras en los modelos para explicar nuevas observaciones que implican mayor detalle en la estructura y composición química del disco alrededor de estrellas con diferentes masas (Calvet y col., 2005; Espaillat y col., 2007b; Espaillat y col., 2008; Espaillat y col., 2011; Espaillat y col., 2012).

Junto a los modelos, usaremos un conjunto de datos espectroscópicos tomados por el espectrógrafo infrarrojo (IRS; InfraRed Spectrograph, por sus siglas en inglés. Houck y col., 2004) ubicado en el telescopio espacial Spitzer y una recopilación de datos fotométricos (ópticos e infrarrojos) provenientes de diferentes telescopios espaciales y sondeos fotométricos.

Con este trabajo esperamos ampliar el conocimiento acerca de la estructura del disco, tamaño y composición de los granos de polvo en discos protoplanetarios alrededor de estrellas tipo solar. Es la primera vez que se hace un estudio de esta naturaleza en una muestra de estrellas tipo solar, estudiando

la estructura del disco y su componente mineralógica. Aunque nuestra muestra es estadísticamente pequeña, es un punto de partida no solo para establecer metodologías que pueden ser usadas en trabajos futuros, sino que además de analizamos las particularidades observadas en cada estrella estudiada.

## MARCO TEÓRICO

---

### 2.1 FORMACIÓN ESTELAR

Gracias a los trabajos pioneros de Hartmann (1904) y de Trumpler (1930) hemos comprendido que el espacio entre las estrellas no está completamente vacío, sino que está compuesto por el ISM de baja densidad, constituido por 99% gas y 1% polvo. Químicamente, el ISM está conformado principalmente por Hidrógeno (~70% de su masa) y Helio (25-30% de su masa), con una ínfima parte de elementos más pesados (Prialnik, 2000). El ISM es muy diverso y muestra un gran rango de densidades (de  $10^{-3}$  a más de  $10^3$  partículas por  $\text{cm}^3$ ) y temperaturas (de 10 K a  $10^6$  K). Estas diferencias llevan a clasificar el ISM en tres categorías: 1) fase caliente, con el Hidrógeno básicamente ionizado, 2) fase tibia, en donde el Hidrógeno puede estar ionizado o neutro, y 3) fase fría, donde el Hidrógeno se encuentra básicamente en forma molecular (Schulz, 2005). En la fase fría encontramos las nubes moleculares, las cuales son complejos de material interestelar con temperaturas de 10-50 K y representa en promedio la parte más densa del ISM ( $>10^3$  partículas por  $\text{cm}^3$ ).

Las nubes moleculares generalmente están ubicadas dentro o cerca de los brazos espirales de nuestra galaxia y cubren un amplio rango de masa (de 10 a  $10^6 M_{\odot}$ ) y de tamaños (de 1 a 200 pc; Schulz, 2005; Salaris y Cassisi, 2005; Boer y Seggewiss, 2008). Pueden variar desde escalas galácticas hasta escalas de regiones de formación estelar individual (Dobbs y col., 2014), tales como las observadas en Orión, Perseus y Tauro. Particularmente, se cree que la naturaleza y tamaños de las nubes están definidas por la turbulencia (Apai y Lauretta, 2010), aunque estudios adicionales son necesarios para llegar a un mejor entendimiento acerca de la formación y evolución de estas nubes (Dobbs y col., 2014).

La nube molecular colapsa debido a que la fuerza gravitacional supera las fuerzas de presión térmica del gas, los movimientos turbulentos y campos magnéticos, que actúan en contra de dicho colapso (Hartmann, 2009). A medida que el colapso progresa, la nube disminuye en tamaño y se va haciendo más densa, dividiéndose a su vez en partes más pequeñas. Este proceso se conoce con el nombre de *fragmentación*. La fuerza de atracción gravitatoria compacta el material en el centro en cada fragmento en escalas de tiempo de pocos miles de años. Estos fragmentos o núcleos densos de la nube molecular primigenia se conocen como *protoestrellas* (Prialnik, 2000); la cual es la etapa previa a la formación de la estrella. Este proceso de fragmentación implica que las estrellas generalmente se forman en grupos a los cuales llamamos *cúmulos*, que no son más que un conjunto de estrellas que se mantienen juntas por efecto de la gravitación. Destacando a los *cúmulos abiertos*, formados por estrellas relativamente jóvenes localizadas en el disco galáctico y caracterizados por una densidad estelar un centenar de veces más elevada de la que se encuentra en regiones en la vecindad solar (Karttunen, 2006). Los cúmulos  $\sigma$  Orionis y NGC 2264 son ejemplos de cúmulos abiertos y las estrellas a estudiar en este

trabajo forman parte de ellos.

Un esquema general de la evolución de una protoestrella a un sistema planetario se representa en la figura 1, donde: a) Inicialmente tenemos un núcleo denso que posee una ínfima velocidad de rotación; b) Por conservación del momento angular se concentrará el material en el plano medio a la normal de rotación, originando el disco protoplanetario, cuyo material es transportado hacia la estrella manteniendo el principio de conservación de la energía y de momento angular (Lynden-Bell y Pringle, 1974); c) Eventualmente, en su mayoría la envoltura se disipa y queda un sistema estrella-disco; d) El disco protoplanetario evoluciona, disipando material al ISM, concentrando material en su plano medio e incorporándolo a objetos cada vez mayores en tamaño y masa (Alexander y col., 2014). Las clases referidas en la figura 1 serán discutidas en la siguiente sección (2.2) en conjunto con otros tipos de objetos jóvenes en diferentes rangos de masa estelar.

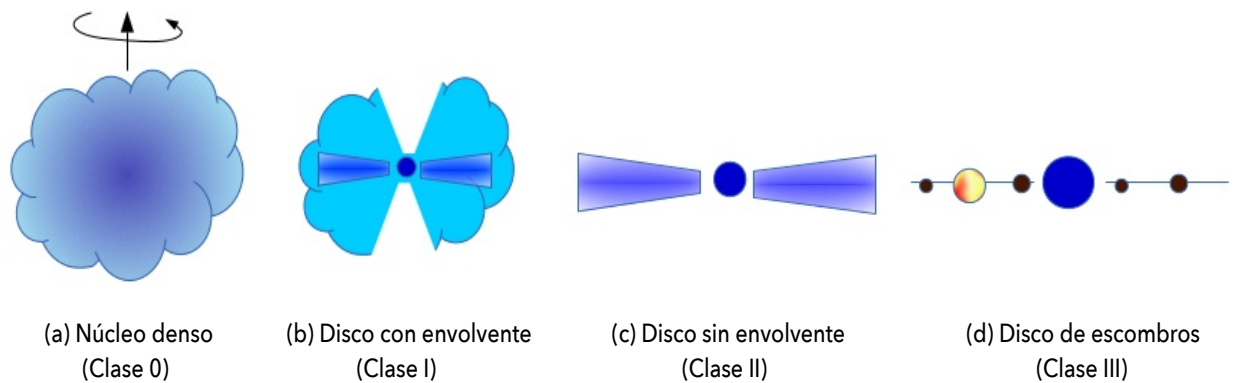


Figura 1: Esquema general de la evolución de una protoestrella para llegar a un sistema planetario. De la evolución de un núcleo denso se genera una estructura aplanada, denominada disco protoplanetario, el cual evolucionará hasta formar un sistema planetario. Cada una de las etapas de la evolución del disco, descritas en la figura, se conecta a una clase infrarroja que está relacionada a la cantidad de exceso infrarrojo observado. Particularmente en los objetos de clase III, el exceso infrarrojo es inexistente o muy pequeño, como se espera en estrellas con disco de escombros o un sistema planetario ya formado.

## 2.2 CLASES INFRARROJAS Y OBJETOS JÓVENES

Las estrellas nacientes calientan el polvo circunestelar, el cual reemite radiación a longitudes de ondas en el infrarrojo, milimétrico o radio, lo que significa que la radiación observada posee dos componentes, la emisión de la estrella y el flujo adicional proveniente del material circunestelar. Este flujo adicional generalmente se conoce como *exceso infrarrojo*. Aunque el exceso infrarrojo también se observa en objetos relativamente evolucionados, por ejemplo: nebulosas planetarias, gigantes de la rama asintótica, estrellas con discos de escombros, se considera una de las características típicas de

estrellas de pocos e incluso fracciones de millones de años de edad.

Las distribuciones espectrales de energía (SED; Spectral Energy Distribution; por sus siglas en inglés) muestra el flujo observado en cada longitud de onda, y es una herramienta muy útil para detectar y caracterizar los excesos infrarrojos producidos por el material circunestelar. Particularmente, podemos estudiar la huella de la acreción de gas en el ultravioleta (Calvet, Hartmann y Strom, 2000), la fotosfera estelar y las emisiones infrarrojas provenientes del polvo en el disco (Espaillat y col., 2014, y sus referencias). Un ejemplo de la utilidad de la SED para el estudio de objetos jóvenes fue realizado por Lada (1987). Basado en trabajos como el elaborado en la región de Ophiuchus (ver figura 2; Lada y Wilking, 1984), Lada (1987) definió diferentes clases infrarrojas de objetos usando la pendiente de la SED ( $d\log(\lambda F_\lambda)/d\log \lambda$ ), en un rango de 2.2 a 25  $\mu\text{m}$ . Esta clasificación se interpreta como una secuencia en la evolución de la protoestrella y se identifican como:

- ★ **Clase I**, con pendiente positiva. Son aquellas que aún están rodeadas por material primigenio que cae de la nube a la estrella desde su formación (figura 1 (b)).
- ★ **Clase II**, con pendiente negativa. Su exceso es explicado por la presencia de un disco (figura 1 (c)).
- ★ **Clase III**, con pendiente fotosférica. En su mayoría, el disco se ha disipado (figura 1 (d)).

Después de la introducción de este sistema, una modificación fue sugerida con la introducción de las fuentes **Clase 0** (Andre, Ward-Thompson y Barsony, 1993); considerando el descubrimiento de fuentes embebidas no detectables por debajo de 25  $\mu\text{m}$  (figura 1 (a)). Las Clases 0 son objetos muy rojos, con una gran cantidad de emisión sub-milimétrica respecto a su luminosidad total. Estas fuentes tienen grandes cantidades de gas y polvo a su alrededor, como podría esperarse si representan una fase anterior de la evolución de la protoestrella de Clase I (Hartmann, 1998). La figura 2 muestra las SEDs de las diferentes clases infrarrojas (Schulz, 2005).

La figura 3 ilustra un diagrama Hertzsprung-Russell (DHR) junto con un grupo de isócronas y caminos evolutivos (García, 2011), los cuales representan una herramienta importante para el estudio de los objetos estelares jóvenes que siguen una evolución característica de la fase pre-secuencia principal (PMS; pre-main sequence, por sus siglas en inglés). Las estrellas se pueden ubicar en diferentes regiones del DHR, su localización va a depender de su estado evolutivo y de la masa estelar. Para una misma edad las estrellas más masivas son más calientes (localizadas a la izquierda del DHR) que las menos masivas (localizadas a la derecha del DHR). En la fase PMS podemos identificar distintos tipos de objetos en diferentes rangos de masa. De lo más masivo a lo menos masivo: estrellas Herbig Ae/Be (HAeBe), estrellas T Tauri de masa intermedia (IMTTS; Intermediate Mass T Tauri Star, por sus siglas en inglés) y estrellas T Tauri (TTS; T Tauri Star, por sus siglas en inglés).

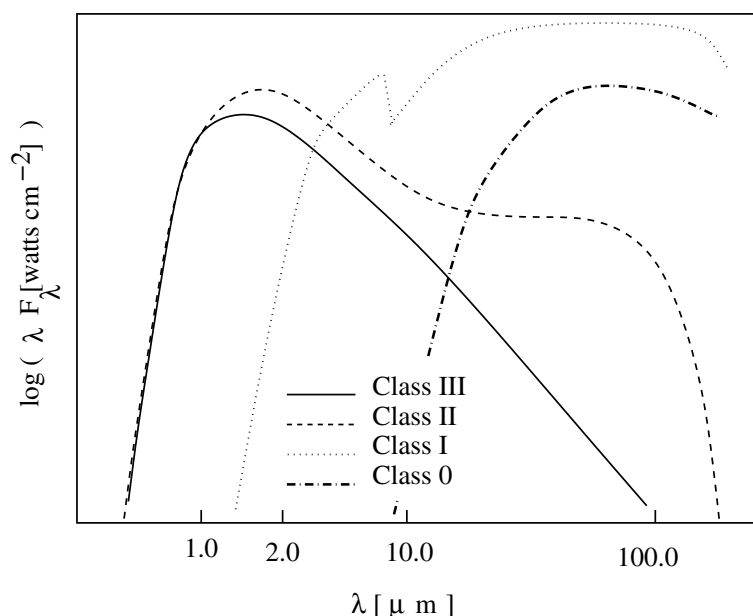


Figura 2: Propuesta de clasificación de las estrellas pre-secuencia principal basado en sus SEDs en un rango de 1-100 $\mu\text{m}$ , proveniente de Schulz (2005).

### 2.2.1 Estrellas HAeBe

Las estrellas HAeBe fueron definidas por Herbig (1960) a partir de una lista de 26 estrellas que cumplen las siguientes condiciones: a) tipos espectrales A o más tempranos con líneas en emisión (principalmente la línea  $H\alpha$ ), b) localizadas en un región oscurecida (nebulosa oscura o de absorción) y c) la estrella ilumina la nebulosa en su vecindad. En la actualidad, generalmente se considera como estrella tipo HAeBe aquellas con tipos espectrales B, A y F tempranos (F5 o más temprano) y además se han relajado las dos últimas condiciones para incluir HAeBe en zonas con poca nebulosidad (probablemente más evolucionadas) y se ha incorporado otras características como la presencia de excesos en el infrarrojo y en el UV (Vieira y col., 2003; Hernández y col., 2004; Hernández y col., 2005; Hartmann, 2009; de Wit y col., 2014).

El rango de masa que abarcan estas estrellas es muy difícil de determinar, debido a que la clasificación depende fuertemente del tipo espectral y del estado evolutivo de la estrella. Es decir, como se observa en la figura 3, una estrella de una masa solar o mayor sigue un camino evolutivo radiativo, en donde la estrella puede comenzar su evolución en un tipo espectral K y terminar con un tipo espectral A o B cerca de la secuencia principal. Un rango típico de masa usado para HAeBe en muchos trabajos es de  $\sim 2$  a  $10 M_{\odot}$  (Vieira y col., 2003; Stahler, 2004; Hernández y col., 2004; Hernández y col., 2005; Guimarães y col., 2006; Hartmann, 2009), aunque este rango puede variar ligeramente de autor en autor (por ejemplo García, 2011). Estas estrellas evolucionan relativamente rápido en el DHR,



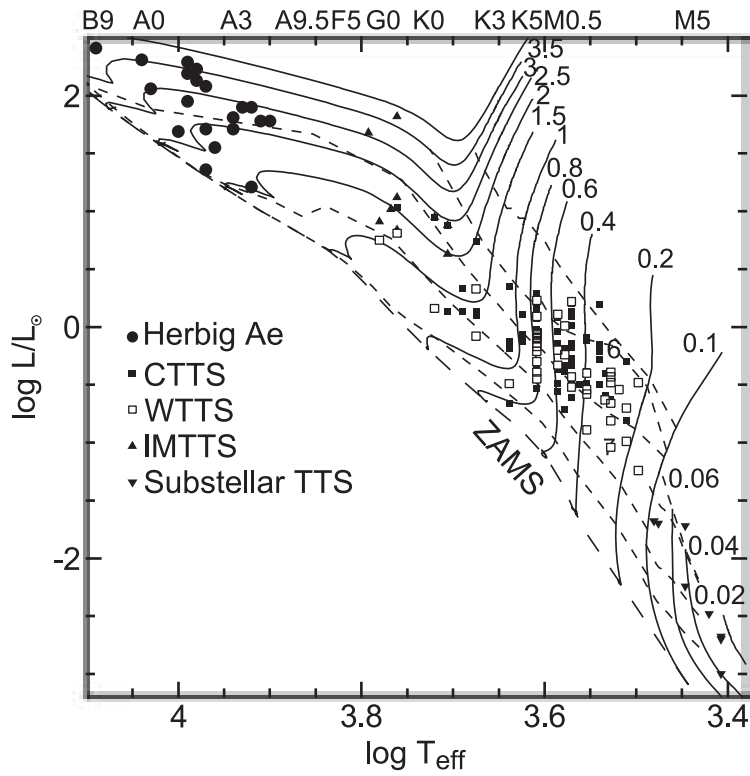


Figura 3: Localización de los objetos estelares jóvenes en el diagrama HR. Muestra las estrellas Herbig Ae/Be, estrellas clásicas T Tauri (CTTSs), estrellas T Tauri de línea débiles (WTTSs), estrellas T Tauri de masa intermedia (IMTTSs), y Enanas Marrones Jóvenes (YBD; Young Brown Dwarf, por sus siglas en inglés). Estas últimas denominadas en el gráfico como T Tauri sub-estelar (del inglés Substellar TTS). Las IMTTS se encuentran en el rango de masa entre las HAeBe y las TTS. Adicionalmente se localiza la secuencia principal de edad cero (ZAMS; Zero Age Main Sequence, por sus siglas en inglés), trazas evolutivas (líneas continuas, marcadas por las correspondientes masas estelares en masas solares) e isócronas (líneas punteadas, que corresponden a 0.3, 1, 3, 10 y 30 Ma de arriba a abajo). Figura tomada de (García, 2011).

llegan a la secuencia principal en  $\sim 7$  y  $0.3$  Ma para masa de  $2$  y  $7 M_{\odot}$ , respectivamente (Siess, Dufour y Forestini, 2000). Para una estrella de  $10 M_{\odot}$  la escala de tiempo para llegar a la secuencia principal es aún menor. Estrellas mayores a  $10 M_{\odot}$  son visibles en el óptico cuando ya han alcanzado la secuencia principal (Stahler, 2004).

Se ha establecido que el escenario físico de las HAeBe es el de una estrella que posee un disco protoplanetario desde el cual se transporta el material a la estrella por un mecanismo denominado acreción (de Wit y col., 2014). Este disco (ver figura 4) es el responsable de los excesos infrarrojos observados, y el fenómeno de acreción explica las líneas en emisión y el exceso UV originado en la región de choque de acreción (Muzerolle y col., 2004). Normalmente se considera que las HAeBe son la contraparte más masiva de las estrellas clásicas TTS (sección 2.2.3), de las cuales tenemos un mejor entendimiento. Estudiar las HAeBe es difícil debido a las pocas que se conocen. Esto se debe a: su rápida evolución en el diagrama HR, al poco número de objetos relativamente masivos que se produce en el fraccionamiento de una nube y a la rápida disipación del disco protoplanetario (ver sección 2.3).

### 2.2.2 Estrellas IMTTS

Las IMTTS, también llamadas T Tauri tempranas (ETTS; Early TTS, por sus siglas en inglés. Herbst y col., 1994) o TTS de tipo espectral G (GTT; G-type TTS, por sus siglas en inglés. Herbst y Shevchenko, 1999), son un subconjunto de estrellas TTS masivas con tipos espectrales que van desde F tardías (F6 o más frías) a estrellas K tempranas (Calvet y col., 2004). Similar a las HAeBe, estas estrellas muestran la línea  $H_{\alpha}$  en emisión, excesos infrarrojos y excesos UV, lo que permite interpretarlas como estrellas con discos de acreción. Aunque la definición de rango de masa es muy incierta, se propone que estas estrellas están entre las HAeBe y las TTS ( $\sim 1-2 M_{\odot}$ ). En este rango de masa la estrella tiene una etapa de contracción (lo que disminuye su luminosidad) y poco cambio en la temperatura superficial de la estrella, seguida por una etapa en donde los cambios de temperatura son sustanciales (figura 2). La escala de tiempo para que una IMTTS llegue a la secuencia principal es entre  $7$  y  $35$  Ma (Siess, Dufour y Forestini, 2000). Debido a que los mecanismos de disipación del disco son más efectivos a masas estelares mayores, se espera una considerable fracción de estrellas PMS sin disco activo en el rango de masa de las IMTTS (la contraparte de las WTTS, ver sección 2.2.3). Sin embargo, este tipo de objetos son difíciles de confirmar debido a que no existe un indicador directo de juventud, como la presencia de litio (LiI) en absorción en estrellas TTS. Este rasgo espectral presente en IMTTS solo es un indicador que no estamos en presencia de estrellas postsecuencia principal (Hernández y col., 2004).

Al estudiar un cúmulo estelar joven usando técnicas fotométricas, las muestras de este tipo de estrellas son las que sufren de mayor contaminación. El color fotométrico de grupos de estrellas de campo son similares a los colores esperados en el rango de tipo espectral de las IMTTS (Hernández y col., 2014). Otra dificultad en el estudio de las IMTTS es que, por las mismas razones que las HAeBe, son menos numerosas que las TTS y, además, son más débiles que las HAeBe. Particularmente, los

discos protoplanetarios desaparecen en escalas de tiempo menores a 5 Ma y las IMTTS generalmente presentan una región fotosférica de emisión compleja que dificulta el estudio de las propiedades del disco de acreción, lo que es crucial en el entendimiento de la evolución del disco y su relación con la masa estelar (García López y col., 2011). Realizar un aporte al conocimiento de las IMTTS es de gran relevancia para el entendimiento global de la formación y evolución temprana de las estrellas y sus planetas. Las estrellas estudiadas en este trabajo se ubican en esta categoría.

### 2.2.3 Estrellas TTS

Las estrellas TTS deben su nombre a la estrella T Tauri ubicada en la constelación de Tauro y están caracterizadas por: un tipo espectral tardío (K3-K5 hasta M6), presencia de líneas espectrales en emisión y originalmente asociadas a nubes moleculares (Joy, 1945). El rango de masa normalmente se define entre las IMTTS ( $\sim 1 M_{\odot}$ ) y el límite subestelar ( $\sim 0.08 M_{\odot}$ ). Debido a la actividad magnética en la superficie de la estrella y al fenómeno de acreción, las TTS son muy activas, fotométricamente variables, y fuentes de rayos X (Grankin y col., 2007; M. Güdel y col., 2007; Cody e Hillenbrand, 2010). Muchas de las TTS, presentan líneas de emisión prohibidas originadas en material circunestelar que se encuentra relativamente a baja densidad, como: vientos estelares, eyecciones de material (jets y outflows), remanentes de la fase de colapso o discos. El tiempo característico para alcanzar la secuencia principal desde su formación es de unas pocas decenas de Ma a más de 20 Giga años (Siess, Dufour y Forestini, 2000).

Una de las características fundamentales que manifiesta la naturaleza PMS de las TTS es la presencia de LiI a  $6708 \text{ \AA}$  en absorción. A diferencia de las HAeBe y las IMTTS, las TTS poseen una gran estructura estelar convectiva, donde el material de la superficie estelar es transportado eficientemente a la parte interna de la estrella donde se alcanza la temperatura necesaria ( $\sim 3 \times 10^6 \text{ K}$ ) para activar la cadena protón-protón para la transmutación nuclear del LiI. Por el mismo mecanismo convectivo, el material cadente de LiI es llevado a la superficie estelar. Al observarse la línea de LiI en la fotosfera de la estrella implica que no ha pasado el tiempo suficiente para disminuir sustancialmente la cantidad primordial de LiI, es decir la estrella debe tener pocos millones de años (Briceno y col., 1997; Piau y Turck-Chièze, 2002; Xing, Shi y Wei, 2007; Briceno, 2008; Sestito, Palla y Randich, 2008; Xing, 2010; Jeffries, 2014).

Espectroscópicamente, las TTS se pueden clasificar basados en la intensidad de la línea  $H_{\alpha}$  en: **Clásicas TTS** (CTTSs; Classical T Tauri Stars, por sus siglas en inglés) y **TTS de líneas débiles** (WTTSs; Weak-line T Tauri Stars, por sus siglas en inglés), donde:

- ★ Las CTTS presentan la línea  $H_{\alpha}$  relativamente intensa debido a la acreción de masa del disco a la estrella. Al igual que las HAeBe, poseen excesos infrarrojos producidos en un disco circunestelar (Herbig y Bell, 1988). Generalmente, las CTTS se asocian a la clase infrarroja II (clase II).

- ★ Las WTTS tienen una emisión de la línea  $H_\alpha$  menos intensa que las CTTS. El origen de la emisión de la línea  $H_\alpha$  es debido a actividad cromosférica y por lo tanto no poseen un disco en acreción (Herbig y Bell, 1988). Generalmente, las WTTS se asocian a la clase infrarroja III (clase III).

El criterio original para clasificar WTTS y CTTS coloca como límite  $10\text{\AA}$  de ancho equivalente en la línea  $H_\alpha$  (Appenzeller y Mundt, 1989). Actualmente el criterio basado en el ancho equivalente de la línea  $H_\alpha$  depende del tipo espectral (White y Basri, 2003; Barrado y Navascués y Martín, 2003), debido a que las emisiones cromosféricas relativas a la fotosfera son mayores en tipos espectrales más tardíos. Particularmente, Barrado y Navascués y Martín (2003) definieron la siguiente relación para estrellas G5 o más tardías:

$$\log[W(H_\alpha)] = 0.0893 \times \text{SpT} - 4.5767, \quad (1)$$

donde  $W(H_\alpha)$  es el ancho equivalente de la línea  $H_\alpha$  y SpT es el tipo espectral numérico que corresponde: G1 es 41, K1 es 51, M0 es 60, etc. Esta relación puede extenderse con cautela hacia la región de las IMTTS.

En la tabla 1 se resumen las características generales para las CTTS y las WTTS. Existen algunas excepciones, en donde las estrellas con excesos infrarrojos característicos de un disco protoplanetario poseen emisiones en la línea  $H_\alpha$  por debajo del valor requerido para ser una CTTS (Hernández y col., 2014; Nguyen y col., 2009b; Nguyen y col., 2009a; Natta y col., 2004). Este tipo de objetos se puede interpretar como una estrella con discos protoplanetarios relativamente pasivos, sin acreción o con muy bajo nivel de acreción.

### 2.3 DISCOS PROTOPLANETARIOS

Las estrellas durante su formación y por conservación del momento angular generan una estructura aplanada alrededor de ellas denominada *disco circunestelar*. El disco circunestelar también evoluciona con el tiempo debido a: fotoevaporación, acreción de material del disco a la estrella, concentración al plano medio del disco, condensación, crecimiento de granos de polvo e incorporación de material de disco a planetésimos o planetas (Alexander y col., 2014; Testi y col., 2014). Es por esta razón que al disco circunestelar también se le da el nombre de *disco protoplanetario* (Williams y Cieza, 2011).

El análisis de la distribución del exceso de flujo infrarrojo no solo permite detectar discos protoplanetarios, sino además caracterizarlos en diferentes tipos. Trabajos basados en datos del telescopio espacial Spitzer (Werner y col., 2004), han proporcionado herramientas fotométricas y espectroscópicas cruciales para detectar y caracterizar discos circunestelares, impulsando el conocimiento actual sobre la formación de sistemas planetarios. Debido a que en el óptico la estrella es mucho más brillante que

Tabla 1: Propiedades de las CTTS y WTTS, proveniente de Stahler (2004).

Característica	CTTS	WTTS
Emisión H $\alpha$	$W_{H\alpha} \gtrsim 10\text{\AA}$	$W_{H\alpha} \lesssim 10\text{\AA}$
Otras líneas de emisión permitidas	Muy fuertes y anchas	Moderadamente fuertes y angostas
Líneas de emisión prohibidas	si	no
Li en absorción	si	si
Variabilidad fotométrica	Periódica/Aperiódica	Periódica
Exceso infrarrojo	si	no
Emisión de rayos X	si	si
Emisión en radio	Libre extendida	Compacta no térmica
Velamiento óptico	si	no

su disco, la detección de discos en luz visible es extremadamente difícil. Pero la diferencia relativa entre el brillo de la estrella y el disco disminuye en el infrarrojo, donde Spitzer ha realizado sus observaciones (Werner y col., 2004). En la última década, gracias a Spitzer, se han producido avances significativos en el estudio de objetos estelares jóvenes y discos protoplanetarios. En particular, ha habido un progreso importante revelando las estructuras detalladas de los discos y descubriendo una variedad de discos de transición (Kim y col., 2013). En esta sección detallaremos los diferentes tipos de discos, su caracterización y algunas tendencias evolutivas determinadas a través del análisis fotométrico infrarrojo en grupos estelares de diferentes edades.

### 2.3.1 Tipos de discos

En la sección 2.2 mostramos que existen clases infrarrojas asociadas con el material circunestelar alrededor de un objeto. Estas clases infrarrojas definen una secuencia evolutiva. Particularmente, en esta sección discutiremos los diferentes tipos de objetos que manifiestan una evolución desde un disco protoplanetario muy joven (clase II), como los observados en las CTTS en regiones de 1 o 2 Ma de edad (por ejemplo: Tauro, Nebulosa de Orión; Hartmann, 2005; Megeath y col., 2016), a un disco de escombros o de segunda generación (clase III), con una pequeña cantidad de polvo circunestelar producida por colisiones entre sólidos ya formados en el disco. Finalmente, en el camino evolutivo entre el disco primigenio y el disco de segunda generación nos encontramos los discos en transición, discos en pre-transición y los discos evolucionados. A continuación detallaremos estos tipos de discos.

- ★ **Discos primigenios** son objetos muy jóvenes, también denominados *discos completos* (FD; Full Disks, por sus siglas en inglés). Como se esquematiza en la figura 1, durante el proceso de formación estelar, el material exterior a la protoestrella no cae directamente sobre ella sino

que es sustentado por la fuerza centrípeta asociada a su rotación haciendo que se forme un disco primigenio alrededor del objeto central (Hartmann, 2009). Se forma una pared de polvo debido a que la radiación estelar sublima la componente de polvo al alcanzar unos pocos miles de grados (ver figura 4). El gas, el cual está parcialmente ionizado, continua su movimiento hacia la estrella cerca del plano medio del disco hasta que las líneas del campo magnético de la estrella son lo suficientemente intensas para canalizar el gas ionizado a través de ellas creando columnas magnetósfericas de acreción (Calvet y Hartmann, 1992). Mediante colisiones, el gas neutro también es llevado a través de estas columnas de acreción. El gas que fluye por las columnas de acreción, y que produce líneas en emisión, llega con velocidades de caída libre a la estrella. Debido a que la energía cinética se usa para calentar la fotosfera estelar, en la región de choque se produce una mancha brillante la cual se encuentra a temperaturas mayores que la fotosfera estelar ( $\sim 10000$  K); esto se manifiesta como un exceso de energía en la región UV de la SED del objeto. Debido a que existe transporte del material hacia la estrella, y para conservar el momento angular, parte de material es llevado a la parte más externa del disco. En esta fase, el disco es acampanado y está constituido por un 99% de gas y 1% de polvo. La fase de colapso puede durar unos  $10^4$  años y los discos primigenios formados pueden durar de 1 a 10 Ma (escala de tiempo típico de 5 Ma; Hernández y col., 2007a). Estas fases son una fracción muy reducida de la vida total de la estrella, pero de importancia crucial tanto para la estrella como para la posible formación de planetas alrededor de la misma (Mamajek y col., 2004; Hernández y col., 2010; Tsukamoto y Machida, 2011; Ocando A, 2012).

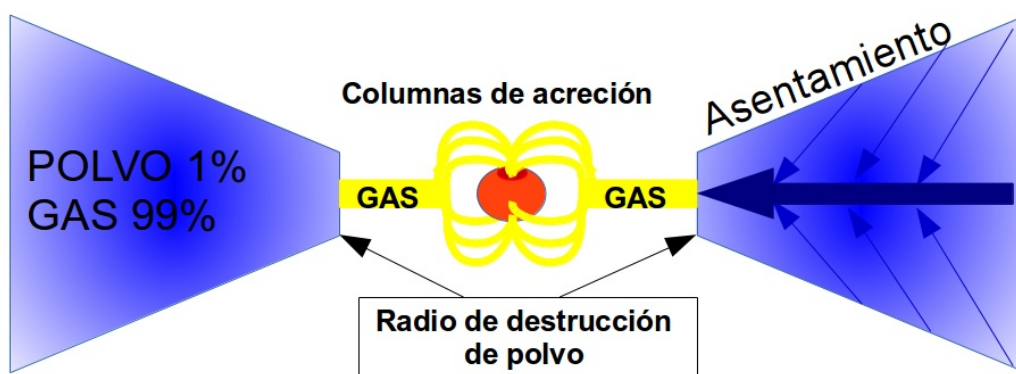


Figura 4: Esquema de un disco completo primigenio. Se evidencia la forma acampanada. En esta etapa el disco esta constituido por una mezcla uniforme de gas (99%) y polvo (1%). El disco se trunca internamente por la destrucción del polvo debido a la radiación estelar. El gas (ópticamente transparente a la radiación estelar) continua hacia la estrella y eventualmente es canalizado por columnas magnéticas de la magnetósfera estelar. Este mecanismo de acreción produce líneas en emisión y excesos en el UV generados en el choque del gas con la superficie estelar.

- ★ **Discos de segunda generación**, también denominados *discos de escombros* (DD; Debris Disks, por sus siglas en inglés), están asociados a objetos clase III donde, en general, no se detecta material circunestelar en el cercano infrarrojo ( $<10\mu\text{m}$ ). El disco primigenio de gas y polvo evoluciona disipando material al medio interestelar y concentrándolo a la zona media del disco donde se forman granos y acumulaciones de gas y polvo cada vez mayores en tamaño y masa. Luego los sólidos ya formados comienzan a colisionar generando polvo de segunda generación, lo que implica que el disco se compone básicamente de polvo reprocesado. Los modelos de evolución de sólidos en el disco establecen que, cerca de 10 Ma se forman cuerpos relativamente grandes (1000–2000 Km) los cuales afectan gravitacionalmente a sus vecinos más pequeños, creando colisiones en cascada y así una considerable cantidad de polvo de segunda generación (Kenyon y Bromley, 2005; Hernández y col., 2006). Finalmente, el disco protoplanetario de segunda generación evoluciona a un nuevo sistema planetario (Carroll, 2007). Este tipo de disco es observado tanto en estrellas jóvenes de unos pocos millones de años y en estrellas de la secuencia principal relativamente viejas, de miles de millones de años. Una evidencia de discos de escombros alrededor de estrellas relativamente viejas, es la estrella  $\beta$ Pictoris con unos 15 Ma y la estrella Vega con 300 Ma (Carroll, 2007).
  
- ★ **Discos en transición (TD; Transitional Disks, por sus siglas en inglés)**. También conocidos como *"weak excess transitional disks"* (Muzerolle y col., 2010). Son los discos protoplanetarios alrededor de estrellas jóvenes que son ópticamente gruesos y ricos en gas, pero que poseen una zona central (hueco) carente de polvo y en algunas ocasiones carente de gas. Esta cavidad central se ubica a mayor distancia del radio de destrucción de polvo. Observacionalmente, el disco en transición se revela como un déficit en el exceso del cercano infrarrojo, con emisiones en el infrarrojo medio e infrarrojo lejano similar a un disco primigenio (Espaillat y col., 2014; Kim y col., 2013). Estos huecos internos en la distribución de polvo pueden ser producidos por planetas gigantes que desgastan localmente el disco en su trayectoria o pueden atribuirse a fenómenos de fotodisociación o fotoevaporación (Kim y col., 2009).
  
- ★ **Disco en pre-transición (PTD; Pre Transitional Disks, por sus siglas en inglés)**. También conocido como *"warm transitional disks"* (Muzerolle y col., 2010), es otro disco con claras estructuras radiales. A diferencia de los TD, los PTD poseen material distribuido en forma de un anillo de gas y polvo, dentro de la cavidad principal. Esto se manifiesta por un modesto exceso en el cercano infrarrojo en comparación al exceso observado en los TD. Se ha sugerido que los PTDs conforman una etapa previa a la fase TD (Espaillat y col., 2010).
  
- ★ **Discos evolucionados (EV; Evolved Disks, por sus siglas en inglés)**. También denominados *"anemic disks"* (Lada y col., 2006a) o *"homologously depleted"* (Currie y Sicilia-Aguilar, 2011). Son discos protoplanetarios alrededor de estrellas jóvenes compuestos de polvo y gas primigenio con una mayor concentración en el plano medio del disco en relación a un disco primigenio. Forman parte de uno de los caminos evolutivos de los discos, donde el material se aplanan homogéneamente alrededor de la estrella, y se puede observar la evidencia de su existencia como un modesto exceso en el cercano, mediano e inclusive lejano infrarrojo.

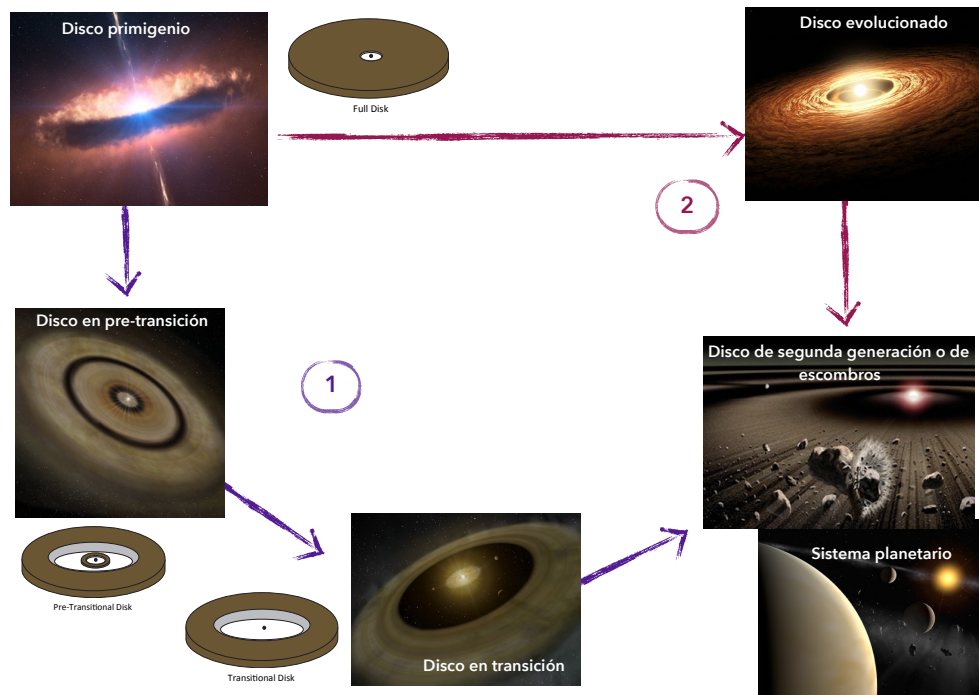


Figura 5: Esquema de evolución de los discos. Ver texto para la descripción. Las ilustraciones de los discos completos, en pre-transición y en transición fueron tomadas de Espaillat y col. (2014)

En la figura 5 se representa esquemáticamente la diversidad de discos descritos previamente y sus estados evolutivos. El disco primigenio puede generar estructuras como las inferidas en modelos de formación de planetas. Primero, en la fase PTD, se forma una región carente de polvo en un anillo el cual se asocia a la órbita del protoplaneta. Eventualmente, el material en la parte interna de la orbital del protoplaneta se disipa o es acreado a la estrella, generando una cavidad interna en el disco protoplanetario durante la fase TD (ver Espaillat y col., 2014, para detalles o modelos alternativos). Debido a que esta fase representa ~10–20% de la población de discos protoplanetarios (Muzerolle y col., 2010), se ha propuesto como camino evolutivo alternativo la fase EV, en donde el material del disco primigenio evoluciona aplanándose homogéneamente a su plano medio (Hernández y col., 2007a; Ribas, Bouy y Merín, 2015). La fase posterior a los TD y EV es la de los discos de escombros.

### 2.3.2 Tendencias evolutivas

En la figura 6 se muestra que la fracción de discos disminuye sustancialmente con la edad del cúmulo estelar (Haisch, Lada y Lada, 2001; Hernández y col., 2008). Esto se puede interpretar como evidencia de evolución del disco, disminuyendo la cantidad de exceso infrarrojo (Hernández y col., 2007b) debi-



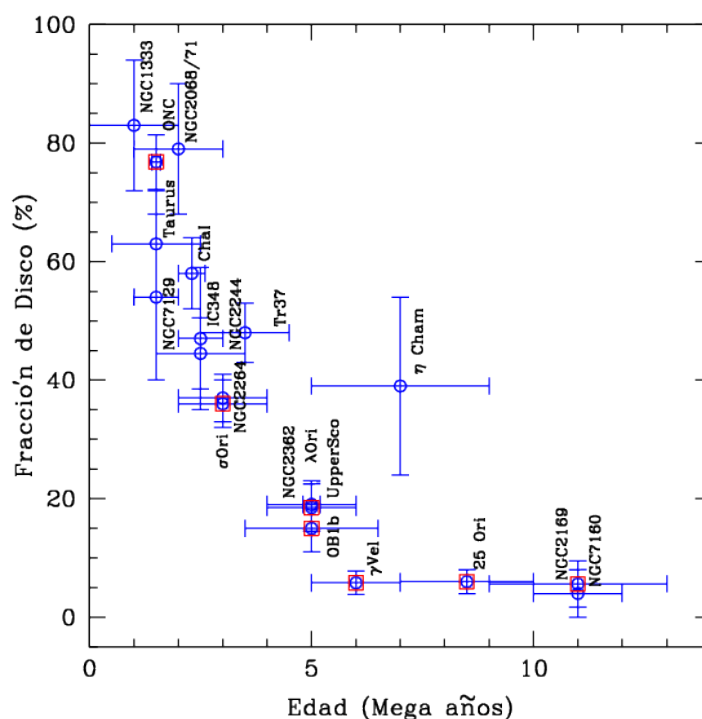


Figura 6: Fracción de discos en diferentes poblaciones estelares, en donde se manifiesta la presencia de menor número de discos a edades mayores (Ocando A, 2012). Los símbolos rojos representan poblaciones analizadas por nuestro grupo de trabajo: ONC,  $\sigma$  Ori (Hernández y col., 2007a),  $\lambda$  Ori (Hernández y col., 2010), OB1b y 25 Ori (Hernández y col., 2007b),  $\gamma$  Vel (Hernández y col., 2008), NGC2169 (Ocando A, 2012).

do al desgaste producido por la fotoevaporación de la estrella, el asentamiento de material al plano medio del disco, la incorporación de material del disco a cuerpos mayores (planetésimos, planetas) y al material que es llevado a la estrella por medio de la acreción.

La figura 7 muestra la fracción de protoplanetarios para diferentes masas en el cúmulo estelar  $\sigma$  Orionis. Es evidente que existe una dependencia de la fracción de discos con la masa del objeto central, la cual para un grupo estelar definido puede reflejarse en el brillo medido. La fracción de discos decae hacia masas mayores, lo que sugiere que los efectos disipativos y evolutivos en los discos son más efectivos a masas estelares mayores. Esto da como resultado que los objetos con discos como las HAeBe y las IMTTS son más difíciles de encontrar que las TTS. En la figura 7 se muestra la fracción de discos completos (líneas punteadas) y la fracción de cualquier tipo de discos (líneas a trazos), ambas fracciones decaen con la edad, lo cual es lo esperado teóricamente en la evolución de discos primordiales. Sin embargo, para grupos estelares de mayor edad ( $>4$  Ma) la tendencia de la fracción de cualquier tipo de discos cambia drásticamente debido a la mayor detección de discos de escombros, los cuales comienzan a dominar a 5 Ma en el rango de masa de las HAeBe (Hernández

y col., 2009).

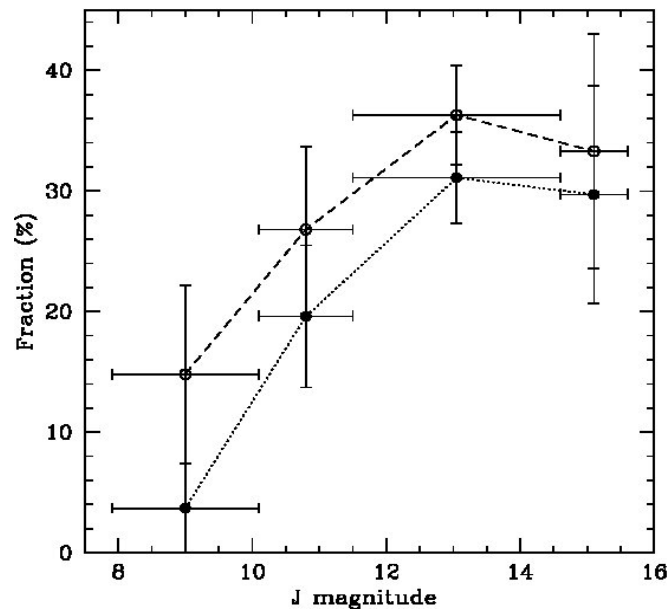


Figura 7: Fracción de discos vs. Magnitud J. Cada punto representa diferentes rangos de masa, de izquierda a derecha, están las HAeBe, IMTTS, TTS y YBD. Los círculos completos y la línea punteada representan la fracción de un disco grueso. Los círculos abiertos y la línea a trazos representa la fracción de estrellas con disco protoplanetarios. La fracción de discos más pequeña se observa en el rango de masa de las HAeBe, mientras que la mayor fracción de discos se observa en el rango de masa de las TTS. Representa la figura 12 del trabajo de Hernández y col. (2007a).

Finalmente, Muzerolle y col. (2010) demostraron que al comparar la fracción de los TDs con una población global de discos, la fracción de los TDs parecieran aumentar entre 1 y 3 Ma y luego permanecer relativamente constante, entre 10% y 20% (rombos sólidos en la figura 8). Al realizar la fracción entre los TD + EV y la población total de discos, observamos que esta fracción incrementa paulatinamente con la edad (cuadros en la figura 8). Esto sugiere que la población de discos evolucionados domina cada vez más a edades mayores y que los TDs pueden ser escasos, más aun en estrellas de masas estelares mayores a las TTS.

## 2.4 MINERALOGÍA PRESENTE EN LOS DISCOS PROTOPLANETARIOS

Como el material que origina el disco protoplanetario proviene del ISM, más precisamente del núcleo de la nube molecular primigenia, la composición inicial del polvo en un disco protoplanetario se asume que es similar a la composición del ISM (Williams y Cieza, 2011; Dunham y col., 2014). Una de las primeras teorías para entender qué sucede con la química del ISM, específicamente con los granos de polvo, fue propuesta por Gustav Mie (1868-1957) en 1908. El fue capaz de mostrar que existe una

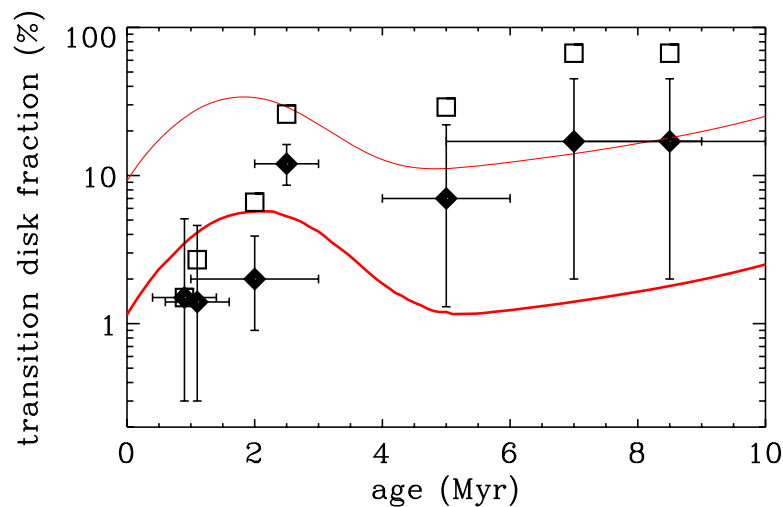


Figura 8: Fracción de discos transicionales vs. edad del grupo estelar (diamantes). Los cuadros abiertos representa el porcentaje incluyendo las clases con excesos fuertes y débiles. La línea sólida muestra el valor predicho del modelo de disipación del tiempo transcurrido desde 0.1 a 1 Ma. Representa la parte inferior de la figura 6 del trabajo de Muzerolle y col. (2010).

relación entre la longitud de onda en la que se está observando y el tamaño del grano de polvo, por medio de un coeficiente de extinción ( $Q_\lambda$ ) (Carroll, 2007). El polvo es el principal responsable de la opacidad en el disco protoplanetario y las propiedades de la opacidad depende de la estructura, composición y tamaño del polvo. Esto juega un papel crucial en la distribución de densidad y temperatura del disco y su posterior evolución a un nuevo sistema planetario (García, 2011). La composición del polvo protoplanetario es la clave para entender mejor la composición de los planetesimales y planetas y proveer una visión general dentro de la formación planetaria. Esto resalta la necesidad de entender como es la evolución de la composición del polvo (Apai y Lauretta, 2010). La variedad de especies de polvo que se pueden identificar incluyen: silicatos, granos de Carbono y carbonatos, y granos de sulfuro; y su abundancia es derivada de observaciones de discos, a través de estudios espectroscópicos. (Apai y Lauretta, 2010).

Los granos de silicatos son la componente de polvo mejor estudiada, y en el mediano infrarrojo las características de los granos cristalinos son más notables. Se pueden destacar como los silicatos más abundantes al Piroxeno y Olivino, este último altamente rico en Magnesio. Otros componentes detectados y que muestran características espectrales en algunos discos jóvenes son granos cristalinos de Carbono, nano diamantes y grafitos (Apai y Lauretta, 2010). Así mismo, otra componente del polvo que se puede destacar son los hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAH; Polycyclic Aromatic Hydrocarbon, por sus siglas en inglés), estas son moléculas orgánicas complejas con múltiples estructuras de anillos de benzeno, también conocidas como bandas de emisión infrarroja no identificadas. Principalmente se han detectado en el rango de longitud de onda entre  $3.3\mu\text{m}$  y  $12\mu\text{m}$  (Carroll, 2007).

La coexistencia de todos estos elementos nos da una pista de la naturaleza del polvo en los discos protoplanetarios; compuesto de grafitos y granos de silicatos que van desde unos varios micrones hasta una fracción de nanómetros, que es el tamaño característico de los pequeños PAHs (Carroll, 2007). En la figura 9, se muestran espectros IRS donde se identifican algunos de estos componentes del polvo.

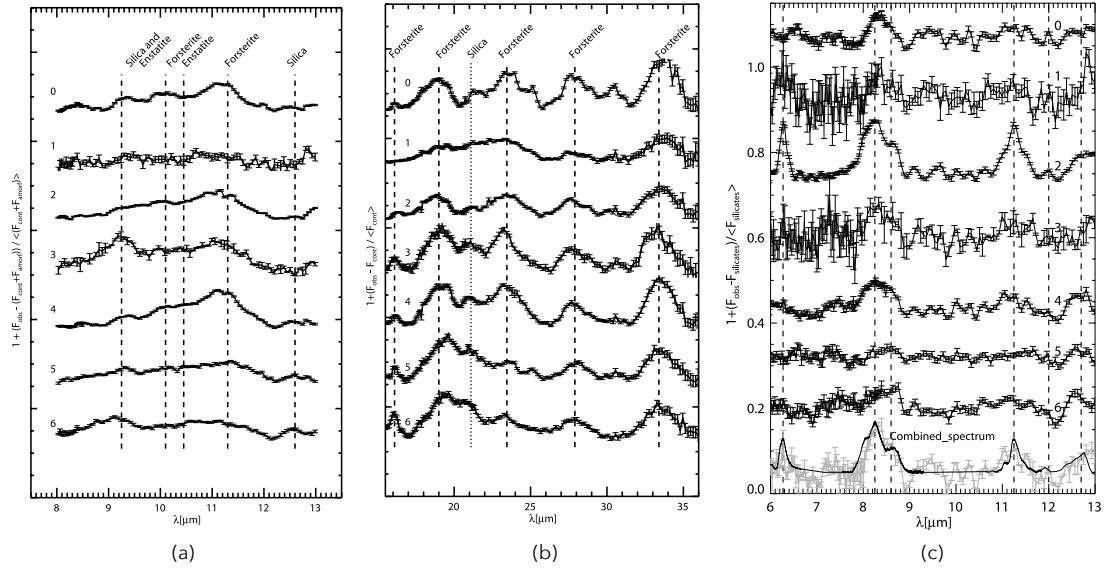
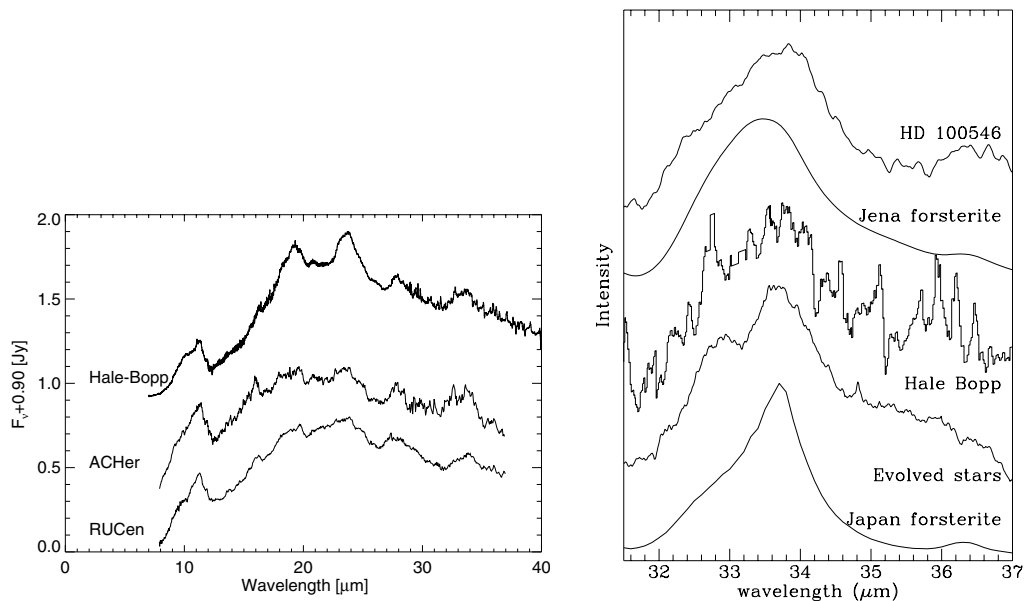


Figura 9: Representación de las componentes del polvo en espectros IRS (Bouwman y col., 2008). En la figura (a), se representan las bandas de emisión de los silicatos cristalinos a  $10\mu\text{m}$ , el espectro de baja resolución que va de  $7$  a  $14\mu\text{m}$  y está normalizado para ajustar los silicatos amorfos, PAH y el continuo del modelo. En la figura (b), misma leyenda de la figura (a), pero el espectro de baja resolución se encuentra entre  $17$  y  $36\mu\text{m}$ . En la figura (a) y (b), las líneas a trazos y punteadas representan la posición característica de los rasgos de Silica, Forsterita y granos de Entastita. En la figura (c), se representa la emisión de los PAHs en espectros IRS de baja resolución, las líneas a trazos representan la posición característica de las bandas de PAH.

El estudio de los minerales se extiende más allá de los discos protoplanetarios a objetos como cometas, meteoros y asteroides, los cuales presentan elementos similares. Los cometas contienen gases congelados de agua, amoníaco y metano; y grandes cantidades de Hidrógeno que están atrapados en estas moléculas o en moléculas más complejas que pueden disociarse para formar  $\text{NH}_3$ ,  $\text{OH}$ ,  $\text{CO}_2$  y  $\text{CH}$  al exponerse a la radiación solar (Harwit, 2006). Al estudiar los meteoros se pueden encontrar abundancias de silicatos de tamaños milimétricos, con lo cual se puede tener información detallada de la historia del sistema solar (Harwit, 2006). Un ejemplo reciente que se puede resaltar, es la composición del cometa 67P/C-G y el asteroide 24Themis, ambos tienen presencia de agua en forma de hielo, componentes orgánicos y silicatos amorfos en forma de Piroxeno (Błęcka y col., 2015). Otro ejemplo, es el estudio realizado con el instrumento PACS (Pilbratt y col., 2010) a bordo del telescopio espacial Herschel, para el disco protoplanetario HD100546, hace una medida de la composición de los

cristales de Olivino y, una comparación con asteroides con Olivinos ricos en Hierro. También fueron detectados cristales de Olivine en las afueras del disco de escombros  $\beta$  Pictoris (de Vries y col., 2012, y sus referencias). Con estos ejemplos y como se muestra en la figura 10, nos damos cuenta que los minerales que se encuentran en los discos protoplanetario son esencialmente los mismos que podemos encontrar en objetos dentro del sistema solar.



(a) Espectro de ISO-SWS del cometa Hale-Bopp del sistema solar (Crovisier et al. 1997), la estrella RV Tauri AC Her (Molster et al. 1999) y la combinación del espectro TIMMI2 y IRS de RU Cen. Los espectros están normalizados para su comparación. Los rasgos de la emisión del polvo en la parte superior del continuo se identifican y son debido a la enstatita y granos de forsterita. Figura proveniente de Gielen y col. (2007).

(b) Espectro enfocado a  $33\mu\text{m}$  de la estrella joven HD 100546 (Malfait et al. 1998), el cometa Hale-Bopp (Crovisier et al. 1997) y una estrella evolucionada con evidencia de disco (Molster et al. enviado a A&A). Además de dos medidas de laboratorio de forsterita. Figura proveniente de Molster y col. (2002).

Figura 10: Comparación de los minerales que se pueden encontrar en las estrellas y cometas.

#### 2.4.1 Detección de minerales en discos protoplanetarios

Los estudios de espectros realizados en laboratorios suministran la información necesaria para el entendimiento e interpretación de los espectros astronómicos, debido a que existe una relación directa entre los parámetros físicos y la información que se puede obtener de un espectro observado. Por medio del estudio de la espectroscopia infrarroja, la cual es una técnica poderosa para la caracterización de las propiedades del polvo protoplanetario, se tienen medidas tomadas por telescopios terrestres (limitada por la ventana atmosférica entre  $8\text{-}13\mu\text{m}$  y por la sensibilidad del fondo térmico de la atmós-

fera) y desde el espacio, que cubren tres regiones: cercano, mediano y lejano infrarrojo. Especialmente estamos interesados en el mediano infrarrojo donde se producen las resonancias vibracionales de muchos componentes químicos, como por ejemplo: silicatos y otros óxidos, sulfuros, partículas amorfas de Carbono, moléculas de PAHs e incluso los nano-diamantes (Colorado y BioChem., 2002).

Para el estudio de datos infrarrojos existen diferentes telescopios en el espacio, donde la sensibilidad, cobertura espectral y resolución, son parámetros observacionales importantes para realizar estudios espectroscópicos. Por ejemplo, se pueden citar los siguientes telescopios especiales: Satélite Astronómico Infrarrojo (IRAS; Infrared Astronomical Satellite, por sus siglas en inglés. Olnon y col., 1986), Observatorio Infrarrojo Espacial (ISO; Infrared Space Observatory, por sus siglas en inglés. Kessler, 2003; Garcia, 2011), AKARI<sup>1</sup> (Previamente conocido como ASTRO-F o IRIS, InfraRed Imaging Surveyor, por sus siglas en inglés. Murakami y col., 2007), Observatorio Espacial Herschel (Herschel Space Observatory, por sus siglas en inglés. Pilbratt y col., 2010) y Telescopio Espacial Spitzer (Spitzer Space Telescope, por sus siglas en inglés. Werner y col., 2004). Además podemos apoyarnos en sondeos fotométricos de todo el cielo como los realizados en 2MASS (Two Micron All Sky Survey, por sus siglas en inglés) y WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer, por sus siglas en inglés).

Con el uso de de telescopios terrestres y espaciales, se ha podido obtener una enorme cantidad de datos para caracterizar la mineralogía de discos alrededor de una variedad de objetos, con rangos de masas que van desde las HAeBe hasta las TTSs e incluso objetos subestelares. Estos datos nos permiten hacer un contraste entre la composición química y el estado amorfo/cristalino de las partículas de polvo (Garcia, 2011). Una de las misiones que se destaca es Spitzer, que ofrece la oportunidad de estudiar sistemas estrellas-disco con una gran precisión a través de excelentes datos fotométricos y espectroscópicos. La fotometría en el mediano infrarrojo de Spitzer, donde predomina la radiación del polvo, nos da la información de la forma del disco e indirectamente, su estado evolutivo, asumiendo una evolución desde el disco acampanado hasta un disco plano. La espectroscopia en el mediano infrarrojo tomada con IRS (Houck y col., 2004), evidencia los procesos físicos y químicos que afectan el polvo caliente en las capas superficiales en la región interior del discos. La forma e intensidad de los rasgos de silicatos en el espectro infrarrojo proporcionan la información de los granos de polvo, estructura y distribución de tamaño (Oliveira, 2011).

## 2.5 MODELO DE ACRECIÓN DE UN DISCO IRRADIADO

Las observaciones nos dan información cuantitativa sobre la realidad que somos capaces de medir. Esto lo convierte en la base de cualquier esfuerzo de modelado, no solo la motivación de generar nuevos modelos sino también aprender a conocer sus limitaciones, asumiendo sus resultados como una descripción aproximada de la realidad. Vale la pena resaltar que cuando se calcula el modelo para un disco protoplanetario, hay que tomar en cuenta la importancia de la estrella central, que algunas veces es subestimada (Cap. 2, sección 2; Garcia, 2011). La estrella es la principal fuente de energía

<sup>1</sup> "AKARI" significa "LUZ" en japonés, <http://www.ir.isas.jaxa.jp/AKARI/about/>

del disco, calentándolo por radiación estelar y por la energía que se produce durante el proceso de acreción. Es por ello que las propiedades de la estrella central son un recurso esencial para el modelado de los discos (García, 2011). De esta forma, si queremos interpretar nuestras observaciones en un contexto físico, es necesario usar modelos que permitan derivar coherentemente, a partir de las observaciones disponibles, las propiedades físicas y químicas del disco protoplanetario.

En una serie de artículos se muestran los modelos desarrollados por la Dra. Paola D'Alessio (1964 - 2013) (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), los cuales son modelos auto-consistentes de un disco de acreción irradiado alrededor de estrellas T Tauri. Este asume un disco de acreción estable e incluye calentamiento por disipación viscosa (usando la prescripción  $\alpha$  de Shakura y Sunyaev, 1973), irradiación de la estrella central, decaimiento radiativo y rayos cósmicos; siendo la irradiación la principal fuente de calor (Espaillat, 2009; D'Alessio y col., 2006). Los parámetros de entrada para calcular la estructura del disco son: masa ( $M_*$ ), radio ( $R_*$ ) y temperatura efectiva de la estrella central ( $T_{eff}$ ), y la tasa de acreción del disco ( $\dot{M}$ ); éste último se asume que es constante como función de la distancia a la estrella central (D'Alessio y col., 2006). El disco es una mezcla de gas y polvo, acoplados térmicamente; donde el polvo está compuesto principalmente por silicatos amorfos (Piroxeno y Olivino) y silicatos cristalinos (Fosterita y Enstatita). La abundancia de los minerales presentes en el disco se estima como una mezcla en donde se toma en cuenta las opacidades individuales conocidas de cada componente (Draine y Lee, 1984; Pollack y col., 1994). Las ecuaciones de la estructura del disco en la dirección vertical son resueltas usando un esquema iterativo que recalcula la absorción de la radiación estelar, generando la estructura del disco en cada paso. Un análisis multiparamétrico permite obtener las SEDs teóricas que se ajustan mejor a nuestras observaciones. Entre los parámetros que se toman en cuenta en este análisis se pueden citar: el ángulo de inclinación del eje del disco respecto a la línea de visión ( $i$ ), el radio máximo del disco ( $R_d$ ), la temperatura de la pared interna del disco ( $T_{wall}$ ), el nivel de asentamiento ( $\epsilon$ ), el parámetro de viscosidad ( $\alpha$ ), la distribución de tamaños de granos de polvo<sup>2</sup>. La SED se calcula mediante la integración de la ecuación de transferencia, incluyendo la dispersión térmica y la emisividad, a lo largo de los rayos que cubren la proyección del disco en el plano del cielo para un ángulo de inclinación dado y para cada longitud de onda (D'Alessio y col., 2006). Un ejemplo de este modelo se ve reflejado en la figura 11 (D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001).

Se dice que los modelos de D'Alessio son auto-consistente porque resuelven detalladamente la estructura vertical del disco con calentamiento por radiación y viscosidad, es decir, una todas las propiedades descritas previamente con las características de la estrella central para crear la estructura de un disco. A esto se le suma que los modelos de D'Alessio han sido usados para confirmar teóricamente las señales del crecimiento del grano de polvo y el asentamiento del disco en las estrellas T Tauri. D'Alessio y col. (1999) demuestra que los modelos de discos con una mezcla de granos de polvo típicas del ISM (uniformemente pequeña; 0.005 - 0.25  $\mu\text{m}$ ) no pueden explicar las observaciones de los discos de estrellas T Tauri. Los modelos producen demasiada emisión infrarroja y muy poca emisión en el milimétrico. Esto fue interpretado como una sobre-abundancia de granos pequeños los

<sup>2</sup>  $a_{max}$ : valor del tamaño máximo característico de la distribución de granos de polvo.

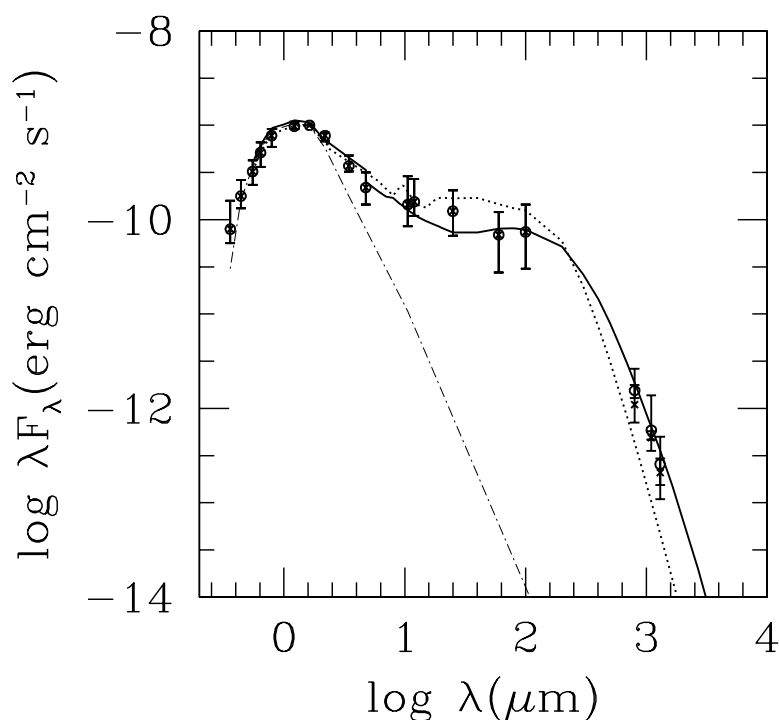


Figura 11: Modelo de una estrella T Tauri proveniente de D'Alessio, Calvet y Hartmann (2001). Muestra la SED media determinada a partir de estrellas TTS de K7-M2 en Tauro (círculos), la SED fotosférica de una estrella con tipo espectral similar (línea a trazos y puntos), la SED del modelo predicho por el modelo con polvo del ISM (línea curva punteada) y la SED predicha por el modelo con una distribución con granos de polvo con mayor tamaño (línea curva sólida). Figura tomada de Hartmann (1998).

cuales emiten en el infrarrojo, y una subabundancia de granos grandes ( $>1 \mu\text{m}$ ), que emiten en el milímetro. D'Alessio y col. (2006) incorporó más tarde en sus modelos el crecimiento del grano y el asentamiento del polvo, demostrando así que un disco que incluye sedimentación y granos de tamaño milimétrico en el plano medio puede reproducir la mediana observada en las SEDs de discos en la región de formación estelar de Tauro (Espaillat, 2009).

En la tesis de Espaillat (2009) se da una breve descripción de los parámetros físicos del código de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), además se resaltan las ecuaciones más importantes que rigen al modelo; entre las que podemos destacar:



- ★ **Estructura vertical del disco.** En el trabajo de D'Alessio y col. (1998) se da un grupo de ecuaciones que describen a estructura vertical del disco.

$$\kappa_p(T) \frac{\sigma T^4(z)}{\pi} = \kappa_p(T) J_d(z) + \kappa_p(T_\star) \frac{\sigma T_\star^4}{\pi} \left( \frac{R_\star}{R} \right)^2 e^{-\tau_s/\mu_0}, \quad (2)$$

donde  $\kappa_p$  es la media de la opacidad de Planck,  $J_d$  es la media de la intensidad, el sub-índice  $d$  se refiere al disco (temperatura local del disco y su emisividad) y  $z$  es la altura.  $T$  temperatura de la estructura del disco.  $R$  distancia radial del disco con respecto a la estrella.  $T_\star$  y  $R_\star$  son la temperatura y el radio estelar.  $\tau$  es la profundidad óptica estelar.  $\mu_0$  es el coseno del ángulo de la radiación estelar que llega a la superficie del disco respecto a la normal de dicha superficie.

- ★ **Densidad de la superficie del disco y masa del disco.** En el modelo de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), la densidad superficial del disco puede ser calculada por medio de la ecuación de un disco irradiado. Por la conservación del momento angular, la densidad superficial se expresa como:

$$\Sigma = \frac{\dot{M}}{4\pi\nu} \left[ 1 - \left( \frac{R_\star}{R} \right)^{1/2} \right], \quad (3)$$

donde  $\dot{M}$  es la tasa de la masa de acreción y  $\nu$  es la viscosidad. La viscosidad esta definida en términos de la prescripción  $\alpha$ .  $\nu = \alpha c_s^2 / \Omega_K$  (Shakura y Sunyaev, 1973), donde:  $\alpha$  representa un parámetro para el transporte eficiente del momento angular,  $c$  es la velocidad del sonido y  $\Omega_K$  es la velocidad angular Kepleriana. Por otro lado, la masa del disco esta dada por:

$$M_d = \int_{R_i}^{R_d} \Sigma 2\pi R dR, \quad (4)$$

donde  $R_d$  y  $R_i$  son el radio del disco interno y externo, respectivamente.

- ★ **Efecto de la opacidad del polvo en la estructura del disco.** La opacidad del disco depende de los cambios en el polvo, ya sea por el crecimiento del grano o el asentamiento. El parámetro de asentamiento esta dado por:  $\epsilon = \zeta_{small} / \zeta_{standard}$ , donde  $\zeta_{small}$  es la razón polvo/gas en las capas superiores del disco y  $\zeta_{standard}$  es la razón polvo/gas estándar.

★ **Radio de la pared interna del disco**, dada por la ecuación:

$$R_{\text{wall}} = \left[ \frac{(L_{\star} + L_{\text{acc}})}{16\pi\sigma_{\text{R}}} \left( 2 + q \frac{\kappa_{\text{s}}}{\kappa_{\text{d}}} \right) \right]^{1/2} \frac{1}{T_{\text{o}}^2}, \quad (5)$$

donde  $L_{\star}$  es la luminosidad de la estrella,  $L_{\text{acc}}$  es la luminosidad del choque de acreción ( $\sim GM_{\star}\dot{M}/R_{\star}$ ) en la superficie estelar, que también calienta la pared interna.  $\sigma_{\text{R}}$  es la constante de Stefan–Boltzmann. A la distancia del radio de sublimación del polvo  $T_{\text{o}} = T_{\text{sub}}$ , usualmente toma el valor de 1400 K.  $q$  se define como la razón entre la profundidad óptica estelar ( $\tau_{\text{s}}$ ) y la profundidad óptica del disco ( $\tau_{\text{d}}$ ) (Calvet y col., 1991; Calvet y col., 1992). La opacidad en la pared se representa a través de la razón entre la opacidad de los silicatos ( $\kappa_{\text{s}}$ ) y a los granos pequeños de polvo ( $\kappa_{\text{d}}$ ).

Para una descripción detallada sobre los parámetros físicos y la explicación de estas ecuaciones se recomienda la revisión de las tesis de las Dras. Catherine Espaillat (Espaillat, 2009) y Lucía Adame (Adame, 2010).

Los estudios realizados por D'Alessio et al. y sus posteriores aplicaciones fueron fundamentales para un mejor entendimiento de la estructura del disco protoplanetario y su evolución a un sistema planetario. Estos modelos en conjunto con datos infrarrojos de telescopios espaciales, como Spitzer y Herschel, nos han mostrado la gran diversidad de discos protoplanetarios producto de los mecanismos de disipación y evolución del disco, como es el crecimiento de los granos de polvo y sedimentación (Espaillat, 2009).

## OBSERVACIONES

## 3.1 SELECCIÓN DE LA MUESTRA

Realizar estudios en la región infrarroja del espectro electromagnético ayuda a mejorar el conocimiento que se tiene de la masa y estructura de un disco protoplanetario. En este aspecto, el telescopio espacial Spitzer ha mejorado en gran medida la capacidad que tenemos para identificar y estudiar los discos protoplanetarios en estrellas jóvenes (Lada y col., 2006b; Hernández y col., 2007a). En los últimos años, éste ha mostrado claras tendencias evolutivas de discos protoplanetarios localizados en cúmulos de unos pocos millones de años. Particularmente, IRS en el rango espectral de 5 a 38  $\mu\text{m}$  (Houck y col., 2004), nos ha permitido estudiar la composición química del polvo del disco protoplanetario, y así inferir propiedades del material que dará origen a nuevos planetas (Calvet y col., 2005; Espaillat y col., 2007b; Espaillat y col., 2007a; McClure y col., 2012).

Con el fin de estudiar discos relativamente evolucionados alrededor de estrellas tipo solar o ligeramente más masivas, seleccionamos estrellas con tipos espectrales reportados F y G, localizados en cúmulos relativamente cercanos (distancias menores a 1Kpc) con edades entre 2 y 5 Ma, y que hayan sido observados con IRS (Houck y col., 2004). En este rango de edad se espera que la población de discos haya sido afectada por procesos disipativos, en especial en estrellas con masas mayores a las T Tauri.

Nuestra muestra consiste en un conjunto de 5 estrellas con tipos espectrales F y G, pertenecientes a los cúmulos estelares jóvenes:  $\sigma$  Ori y NGC 2264. En la tabla 2 se dan algunas propiedades de cada una de las estrellas seleccionadas.

3.1.1 *Cúmulo  $\sigma$  Orionis*

El cúmulo  $\sigma$  Ori localizado en la asociación estelar Orion OB1b, fue primero reconocido por Garrison (1967) como un grupo de 15 estrellas B alrededor del sistema multiple masivo  $\sigma$  Ori A/B (ver figura 12, Garrison, 1967). Esta población estelar ha sido estudiada intensamente mediante fotometría y espectroscopía de baja resolución en el óptico e infrarrojo cercano; además las propiedades de rayos X han sido estudiadas usando datos de XMM-Newton (Sacco y col., 2007; Hernández y col., 2007a; Hernández y col., 2014; Franciosini, Pallavicini y Sanz-Forcada, 2006; Caballero, 2007b; Maxted y col., 2008). El cúmulo posee la ventaja de ser moderadamente joven, una distancia heliocéntrica relativamente cercana, y sobre todo, una extinción interestelar muy baja ( $E(B-V) \sim 0,05$  magnitud. Hernández y col., 2007a). Este hecho puede ser debido a los fuertes vientos, la radiación ultravioleta

Tabla 2: Descripción de la muestra.

Región	Objeto	2massID	Nombre Común	RA grados	DEC grados	SPT	Referencia
SigmaOri	SO411	J05381412-0215597	HD 294268	84.558841	-2.266595	F7.5(*)	1
NGC 2264	HBC222	J06405118+0944461	NGC 2264 108	100.213274	9.746149	F8	2
NGC 2264	HBC217	J06404218+0933374	NGC 2264 84	100.175759	9.560399	G0	2
NGC 2264	HBC215	J06404136+0954138	NGC 2264 299	100.172338	9.90385	G3	2
NGC 2264	HBC231	J06410620+0936229	NGC 2264 164	100.275843	9.606382	G3	2

(\*) Modificación del tipo espectral descrito en la sección 4.

(1) Hernández y col. (2014).

(2) Wenger y col. (2000).

y/o turbulencia generada por la estrella de tipo O en el centro del cúmulo, que dispersó el gas y el polvo interestelar. Por otra parte, varios autores han sugerido que  $\sigma$  Ori es también una región H II pequeña (Caballero, 2007a).

La distancia de  $\sigma$  Ori ha sido controversial, con valores que abarcan desde 334 pc (Caballero, 2008) a 444 pc (Sherry y col., 2008). Trabajos recientes, aplicando métodos interferométricos, sugieren que el sistema Sigma Ori A/B se encuentra a 380pc (John Monnier y Schaefer G, 2013, comunicación privada). La cercanía al sistema permite observar y estudiar desde sus estrellas más masivas hasta sus objetos subestelares. Este cúmulo es relativamente joven, 3–4 Ma, la gran mayoría de sus miembros no han comenzado a fusionar Hidrógeno en Helio, es decir se encuentra en un estado evolutivo PMS. Su juventud hace que el cúmulo  $\sigma$  Ori sea de una importancia trascendental en el estudio general de formación y evolución temprana de las estrellas y sus discos protoplanetarios. Finalmente, el cúmulo  $\sigma$  Ori es uno de los cúmulos estelares jóvenes con más número de miembros reportados, permitiendo así resultados más confiables al usar métodos estadísticos para caracterizar propiedades de sus estrellas y/o sus discos protoplanetarios (ver Walter y col., 2008, Handbook of Star Forming Regions volumen I, para mayores detalles de este cúmulo.) .

### 3.1.2 Cúmulo NGC 2264

El cúmulo NGC 2264 está asociado a una extensa nube oscura que ha sido objeto de estudio para Wolf (1924) y Andrews (1933). Particularmente, Wolf (1924) descubre 20 estrellas variables débiles, las cuales aparentemente están asociadas con el brillo y la nebulosidad oscura de NGC 2264 (Herbig, 1954). La distancia derivada por varios investigadores para el cúmulo y/o la nube oscura muestra una dispersión considerable, en un rango que va desde 400 a 1000 pc (Herbig, 1954; Dahm, 2008). A

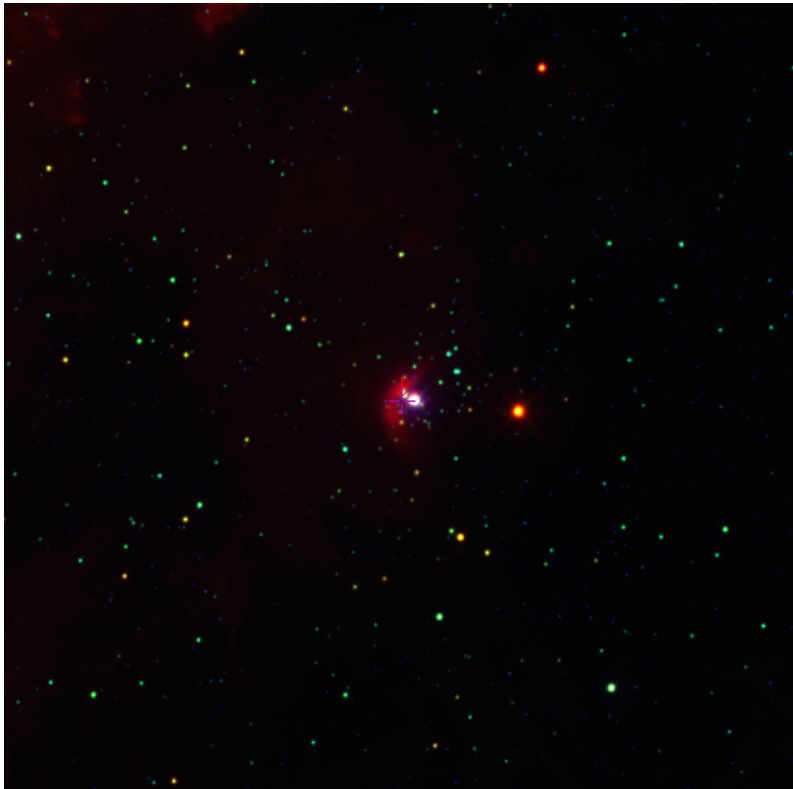


Figura 12: Imagen del Cúmulo  $\sigma$  Orionis a colores falsos ( $1.235\mu\text{m}$  = Azul,  $4.6\mu\text{m}$  = Verde y  $12\mu\text{m}$  = Rojo), realizada por Lic. Alice Pérez (Pérez, 2013).

pesar que se encuentra más distante en comparación de otras regiones de formación estelar como  $\rho$  Ophiuchus o la nube molecular de Orión, NGC 2264 presenta uno de los mejores ejemplos de la interacción del medio interestelar con las estrellas jóvenes (ver figura 13, Young y col., 2006).

Estudios recientes predicen que NGC 2264 es un cúmulo joven extenso con una estructura jerárquica (Teixeira y col., 2006) asociado a la nube molecular gigante en el complejo OB1 de Monoceros, localizado a una distancia de 800pc (Teixeira y col., 2006, distancia asumida en este trabajo). Muestra evidencia de una constante formación estelar, así como también una gran cantidad de flujos moleculares y objetos Herbig-Haro (Teixeira y col., 2006). La combinación de datos en el óptico con isócronas teóricas permitieron encontrar una edad típica para la población estelar en un rango de 1–3 Ma, con una dispersión individual que va desde  $10^5$  a  $10^7$  años (Young y col., 2006). Las fuentes con luminosidad en el lejano infrarrojo fueron detectadas con IRAS, donde muchas de estas son fuentes Clase 0 y Clase I (Teixeira y col., 2006). Esta región ha sido cubierta en alta resolución angular en longitudes de onda del submilimétrico por Williams y Garland (2002) y Wolf-Chase y col. (2003), mostrando que estas fuentes IRAS son débiles a 450 y 850  $\mu\text{m}$ , pero son parte de una colección compleja de núcleos submilimétricos, lo que evidencia una gama de estados evolutivos protoestelares

(Young y col., 2006). Mayores detalles acerca de las propiedades de este cúmulo son ofrecidos por Dahm (2008, Handbook of Star Forming Regions volumen I).



Figura 13: Imagen del Cúmulo NGC 2264. Representa el negativo original tomando el 7 de Noviembre de 1953 por C. A. Wirtanen. La estrella brillante, cercana al centro, es S Monocerotis. Imagen tomada de Herbig (1954).

### 3.2 DATOS ESPECTROSCÓPICOS

Parte de la selección de nuestra muestra incluyó una inspección de los espectros IRS (Houck y col., 2004) disponibles para las estrellas IMTTS en los cúmulos seleccionados, rechazando aquellos objetos con espectros de muy baja señal ruido (ejemplo, las estrellas HBC534, HBC535 y HBC538 pertene-

cientos al cúmulo NGC 2264). Los datos fueron obtenidos en diferentes propuestas de observación del telescopio espacial Spitzer. Para el cúmulo  $\sigma$  Orionis tenemos datos de la propuesta "*Mid-IR spectroscopy of pre-main-sequence stars in the sigma Orionis cluster*" (Oliveira y col., 2006), investigador principal: Oliveira, J. Para el cúmulo NGC 2264 tenemos datos de las propuestas "*Spectroscopy of protostellar, protoplanetary and debris disks*" (Houck y Watson, 2004) y "*Early T Tauri Stars with the IRS*" (Houck y col., 2007), investigador principal: Houck, J, para ambas.

El instrumento IRS proporcionan cuatro formas de observación (Werner y col., 2004). Dos a baja resolución ( $R \sim 64-128$ ), cubriendo un rango espectral de  $5.2 - 14.5 \mu\text{m}$  (SL; Short Low, por sus siglas en inglés) y de  $14.0 - 38.0 \mu\text{m}$  (LL; Long Low, por sus siglas en inglés). Los modos a alta resolución ( $R \sim 600$ ) cubren el rango espectral de  $9.9- 19.6 \mu\text{m}$  (SH; Short High, por sus siglas en inglés) y de  $18.7 - 37.2 \mu\text{m}$  (LH; Long High, por sus siglas en inglés).

Los espectros de la muestra fueron tomados de Cornell AtlaS of Spitzer/IRS Sources (CASSIS, por sus siglas en inglés. Leboutteiller y col., 2011), el cual proporciona a la comunidad científica espectros reducidos de IRS en los diferentes formatos: baja resolución y alta resolución. A pesar que CASSIS ofrece espectros reducidos y una descripción detallada su subtracción, algunos espectros ameritan reducciones y calibraciones de manera no estándar. Aquellos espectros que presentaron problemas en la calibración CASSIS se procesaron usando la herramienta de reducción, análisis y modelaje espectral (SMART; Spectral Modeling, Analysis and Reduction Tool, por sus siglas en inglés), el cual es un software desarrollado por el equipo de instrumentación de IRS para extraer y calibrar los espectros obtenidos con este instrumento (Leboutteiller y col., 2010). La calibración de aquellos objetos que lo requerían, la realizó la Dra. Melissa McClure (en comunicación privada en el 2015). Finalmente, eliminamos los puntos del espectro cuyo error porcentual fuese mayor a 50% del flujo medido en cada longitud de onda. A continuación se listan los detalles de la subtracción y calibración de los espectros:

- ★ **SO411:** SL fue tomado de CASSIS y LL necesito una nueva subtracción con SMART. Ambos sin problemas adicionales.
- ★ **HBC222:** SL y LL tomados de CASSIS. Debido a que LL evidenciaba problemas de gradientes de cielo en la reducción automática, probablemente generadas por una subtracción no óptima, se realizó el procesamiento a través de SMART.
- ★ **HBC217:** SL y LL tomados de CASSIS. Se organizaron los datos para eliminar un pequeño salto presente a  $14 \mu\text{m}$ .
- ★ **HBC215:** SL y LL tomados de CASSIS. Ambos sin problemas adicionales.
- ★ **HBC231:** SL fue tomado de CASSIS y LL necesitó una nueva subtracción debido a una protoestrella cerca del objeto a estudiar. La emisión de la protoestrella afectó negativamente la subtracción automática del fondo del cielo. Este problema fue solventado en gran medida usando la herramienta SMART. Existe la posibilidad de que el espectro extraído posea aún

contaminación residual de la protoestrella vecina, en las longitudes de ondas más largas.

Para la estrella SO411 también se cuentan con datos tomados por Daniel Feldman (BU) y Connor Robinson (BU) el 6 de Febrero de 2016 con SpeX, espectrógrafo ubicado en IRTF de la NASA (NASA Infrared Telescope Facility, por sus siglas en inglés) de 3 metros en Mauna Kea, Hawaii - USA. El espectro fue obtenido usando el modo LXD con una rendija de  $0.5 \times 15 \text{ arcsec}$ , esto proporciona una cobertura en longitud de onda de  $1.9 - 4.6 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \approx 150$ . Además, usaron el prisma de baja resolución con una rendija de  $3.0 \times 15 \text{ arcsec}$ , lo que proporciona una cobertura en longitud de onda de  $0.8 - 2.5 \mu\text{m}$  con una resolución de  $R \approx 75$ . El espectro fue observado con el *AB dither mode*, en el cual la fuente se desplaza en dos ubicaciones de la rendija entre la exposición A y B con el fin de restar la emisión del cielo y la corriente oscura para cada par de espectros AB. Los datos a longitudes de ondas mayores a  $4.2 \mu\text{m}$  fueron removidos debido a la contaminación del brillo intrínseco del cielo. El espectro fue reducido por Connor Robinson (BU) usando la versión del 2014 de *SpexTool*, que es un paquete de reducción en base a IDL<sup>1</sup> (Interactive Data Language, por sus siglas en inglés) construido específicamente para los espectros de dispersión cruzada de SpeX (Rayner y col., 2003; Cushing, Vacca y Rayner, 2004). SpeX proporciona diferentes ordenes espectrales, las cuales fueron extraídos, ordenados y corregidos por rasgos de absorción telúrica usando la medida del espectro estándar de una estrella A0V. Luego los diferentes ordenes se combinaron para obtener el espectro completo. La estrella HD 34317 fue la estándar telúrica A0V usada en este procedimiento.

### 3.3 DATOS FOTOMÉTRICOS: ÓPTICOS E INFRARROJOS

Para cada una de las estrellas de nuestra muestra se realizó una recopilación de datos ópticos e infrarrojos disponibles en la literatura (ver tabla 3). Estos datos fueron usados en la construcción de las SEDs de cada estrella, la cual es una aproximación observacional del tipo de disco alrededor de los objetos y es un paso fundamental para la creación de los modelos teóricos de un disco irradiado. Para mayores detalles de cada observación usada en nuestro trabajo recomendamos la lectura de las referencias respectivas.

Para la estrella SO411 se usó la recopilación fotométrica de Hernández y col. (2014) en donde proporciona la fotometría óptica en las bandas B- y V- (Kharchenko y Roeser, 2009), datos infrarrojos en las bandas de IRAC y MIPS (Hernández y col., 2007a) y las bandas J,H y K de 2MASS (Cutri y col., 2003). El telescopio espacial AKARI proporciona datos en las bandas  $9 \mu\text{m}$ ,  $18 \mu\text{m}$  y  $90 \mu\text{m}$  (Murakami y col., 2007; Ishihara y col., 2010) y el trabajo de Williams y col. (2013) proporciona datos en el submilimétrico ( $850 \mu\text{m}$  y  $1300 \mu\text{m}$ ). Adicionalmente, en Febrero del 2016, Daniel Feldman (BU) obtuvo datos ópticos en las bandas UBVRI con el instrumento Large Monolithic Imager (LMI) (Massey, 2015) ubicado en el telescopio Discovery Channel (DCT; Discovery Channel Telescope, por sus siglas en inglés) de 4.3 metros localizado en el Observatorio Lowell en Flagstaff, Arizona - Estados

<sup>1</sup> IDL, [http://www.harrisgeospatial.com/docs/using\\_idl\\_home.html](http://www.harrisgeospatial.com/docs/using_idl_home.html)



Tabla 3: Magnitudes ópticas e infrarrojas de la muestra.

Región	Objeto	U	B	V	R	I	J	H	K	[3.6]	[4.5]	[5.8]	[8.0]	[24]
		mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag	mag
SigmaOri <sup>(a)</sup>	SO411	11.071	10.963	10.498	10.084	9.843	9.393	9.061	8.873	8.38	8.14	7.60	5.76	1.27
NGC 2264 <sup>(b)</sup>	HBC222	12.684	12.42	11.87	11.661	11.308	10.744	10.234	...	8.738	8.373	8.096	7.568	4.443
NGC 2264 <sup>(b)</sup>	HBC217	12.575	12.57	12.01	11.74	11.276	10.759	10.276	9.842	9.078	8.734	8.283	7.590	2.777
NGC 2264 <sup>(b)</sup>	HBC215	14.634	14.56	13.62	13.025	12.511	11.64	10.951	10.427	9.665	9.297	8.996	8.477	6.794
NGC 2264 <sup>(b)</sup>	HBC231	14.577	14.13	13.29	12.89	12.438	11.636	11.015	10.551	10.141	9.866	9.618	9.216	4.804

Estos datos no están corregidos por extinción.

(a) Nuevos datos en las bandas *UBVRI* tomados con DCT. Hernández y col. (2007a) y Hernández y col. (2014); 2MASS.

(b) Wenger y col. (2000); Sung, Stauffer y Bessell (2009); 2MASS.

Unidos. La reducción y calibración de estos datos fue realizada por Daniel Feldman (BU) con IRAF<sup>2</sup>, siguiendo procedimientos estándares. La fotometría de apertura se realizó siguiendo el procedimiento descrito en Massey y Davis (1992), en la cual se usaron tres estrellas estándar Landolt (98\_670, 98\_676, 98\_675; Birney y Oesper, 2006) tomados simultáneamente con una masa de aire similar a la del campo SO411 (masa de aire  $\sim 1.35$ ).

Para las estrellas pertenecientes al cúmulo NGC 2264 (HBC222, HBC217, HBC231 y HBC215) se cuentan con datos ópticos provenientes de Wenger y col. (2000). Se tiene la información de las bandas J,H y K de 2MASS y las bandas de IRAC y MIPS provienen del trabajo de Sung, Stauffer y Bessell (2009).

<sup>2</sup> Software desarrollado a mediados de los años 80 por el Observatorio Nacional de Astronomía Óptica (NOAO, National Optical Astronomy Observatories, por sus siglas en inglés) en Tucson, Arizona – Estados Unidos; cuyo propósito general es la reducción y análisis de datos astronómicos (Barnes, 1993).

‘We will never know how to study by any means the chemical composition (of stars), or their mineralogical structure’

— Auguste Comte (1835) (Tennyson, 2005)

La selección de las IMTTS de la muestra se hizo cumpliendo los requisitos que se describen en la sección 3.1, donde se comprobó la calidad de los espectros IRS y la fotometría disponible de los objetos escogidos en cada cúmulo. Es importante resaltar que en la literatura existen trabajos similares realizados en otras regiones de formación estelar, como: IC348 (Lada y col., 2006b; Espaillat y col., 2012) y Tr 37 (Sicilia-Aguilar y col., 2011), que poseen edades similares pero se enfocan en otros tipos espectrales (por ejemplo: Espaillat y col., 2007b; Espaillat y col., 2008).

Como primera aproximación para conocer el exceso infrarrojo presente en las estrellas y darnos una idea del tipo de disco que podemos encontrar, se construyeron SEDs para cada uno de los objetos a estudiar (figuras 14, 15 y 16), que muestra la fotometría disponible (sección 3.3) para cada estrella. Esta información se comparará con las SEDs teóricas derivadas de los modelos de acreción de un disco irradiado alrededor de estrellas T Tauri (D’Alessio y col., 1998; D’Alessio y col., 1999; D’Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D’Alessio y col., 2005; D’Alessio y col., 2006).

Los datos espectroscópicos y fotométricos (descritos en las secciones 3.2 y 3.3, respectivamente), fueron corregidos por enrojecimiento interestelar usando la ley definida en Mathis (1990) ( $R_V = 3.1$ ) y el estimado para la extinción visual ( $A_V$ ). Este último valor se calculó minimizando la raíz cuadrática media de la diferencia entre los colores observados y los colores estándar (Hernández y col., 2014), tal como se expresa en la siguiente ecuación:

$$\text{RMS}(A_V) = \sqrt{\frac{\sum ([V - M_i]_{\text{obs}} - [1 - \frac{A_i}{A_V}] * A_V - [V - M_i]_{\text{std}})^2}{n}}, \quad (6)$$

donde  $[V - M_i]_{\text{obs}}$  son los colores observados V-R, V-I y V-J (cuando están disponibles),  $n$  es el número de colores usados para calcular la raíz cuadrática media ( $\text{RMS}(A_V)$ ) y  $[V - M_i]_{\text{std}}$  representan los colores estándares para el tipo espectral. El  $A_V$  se varió de 0 a 10 magnitudes en pasos de 0.01 magnitudes para obtener el mínimo valor de  $\text{RMS}(A_V)$ . Los valores de  $A_i/A_V$  provienen del trabajo de Cardelli, Clayton y Mathis (1989) y los colores estándares para el correspondiente tipo espectral fueron tomados del trabajo de Pecaut y Mamajek (2013).

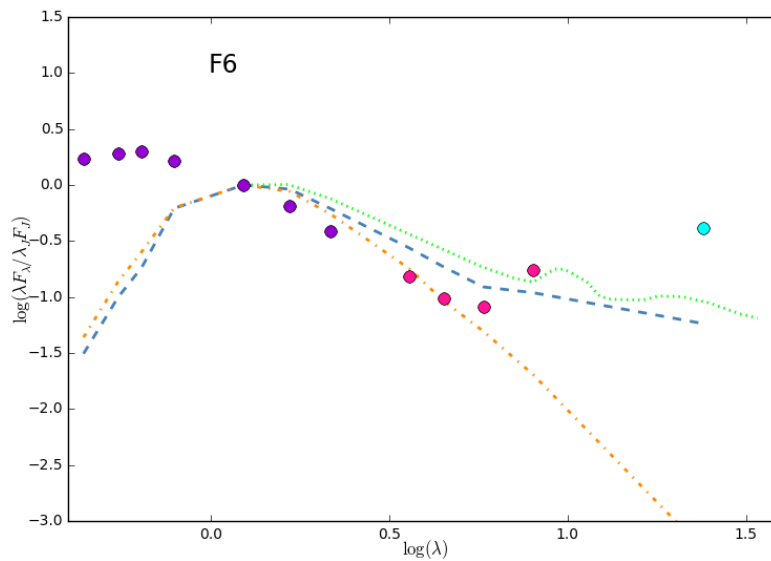
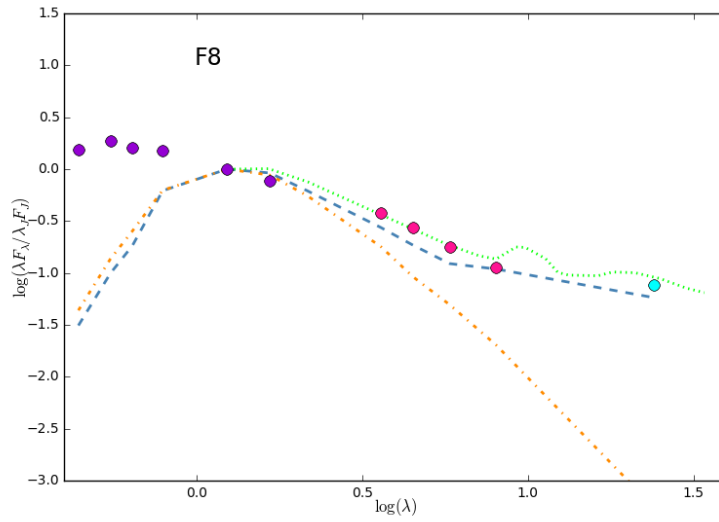


Figura 14: SED de la estrella SO411 del cúmulo  $\sigma$  Ori. Los círculos representan las bandas fotométricas: UBVRI en morado, IRAC en rosado y MIPS en cian. La líneas punteada verde representa la mediana de estrellas con discos en Tauro (Hartmann y col., 2005; Furlan y col., 2006, fotométrica y espectroscópica, respectivamente), la línea a trazos azul representa la mediana de estrellas en  $\sigma$  Ori con discos clase II (Hernández y col., 2007a) y la línea naranja a trazos y puntos representa la mediana de estrellas clase III en  $\sigma$  Ori (Hernández y col., 2007a). Además se indica el tipo espectral para la estrella.

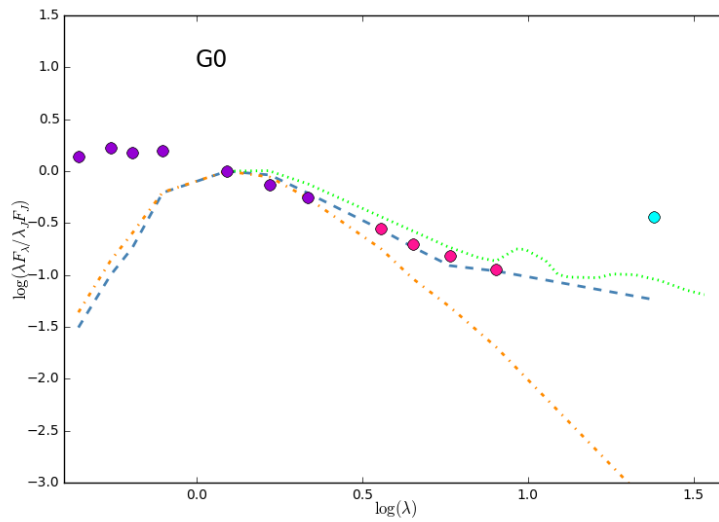
Las tasas de acreción se estimaron usando el código de Gullbring y col. (1998, disponible dentro de los modelos de D'Alessio), el cual usa el exceso de flujo medido en la banda U. Para tasas de acreción típicas de estrellas CTTS y IMTTS el flujo adicional de continuo producido en los choques no son importantes en la región óptica. Este efecto es más apreciable en el UV (Ingleby y col., 2011; Ingleby y col., 2013; Ingleby y col., 2014) debido al continuo generado en los choques de acreción y en el infrarrojo debido al continuo irradiado por la pared interna del disco (McClure y col., 2013). El velamiento<sup>1</sup> de líneas producidos por flujos adicionales en el óptico es solo importante en el cálculo de tipos espectrales y  $A_V$  en acretores rápidos o las denominadas estrellas de continuo ("Continuum Stars", Hernández y col., 2004).

Los parámetros estelares como: la temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ), luminosidad ( $L_\star$ ), masa de la estrella ( $M_\star$ ), radio de la estrella ( $R_\star$ ) y la tasa de acreción ( $\dot{M}$ ), deben ser calculados previamente; debido a que son las variables de entrada para la construcción de las SEDs teóricas de los modelos de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001;

<sup>1</sup> Definido como la razón entre el exceso de radiación ( $F^E$ ) y el flujo estelar ( $F_\star^*$ ) en el continuo, para mayores referencias ver Gullbring y col. (1998).

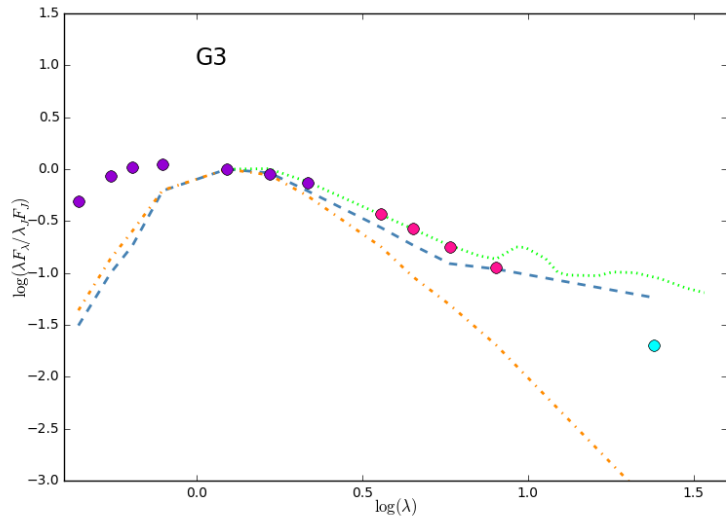


(a) HBC222.

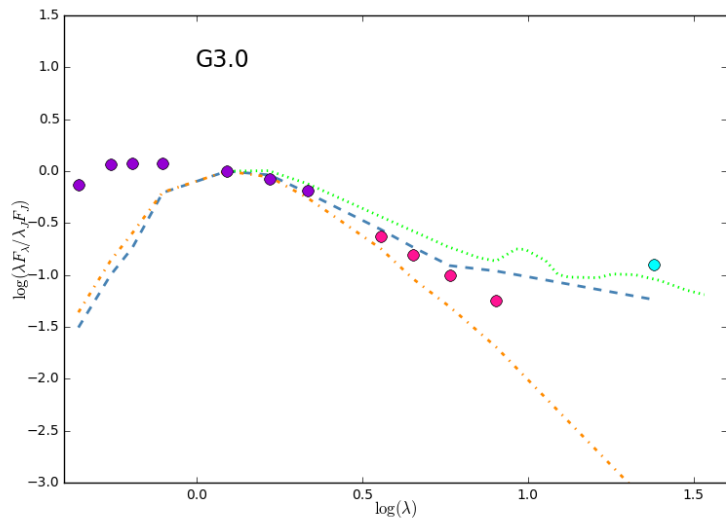


(b) HBC217.

Figura 15: SEDs de las estrellas HBC222 y HBC217 del cúmulo NGC 2264. Los elementos del gráfico son iguales a los de la figura 14.



(a) HBC215.



(b) HBC231.

Figura 16: SEDs de las estrellas HBC215 y HBC231 del cúmulo NGC 2264. Los elementos del gráfico son iguales a los de la figura 14.

D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006). Los parámetros incluidos en la tabla 4 fueron obtenidos siguiendo las metodologías establecidas, como se detalla a continuación:

- ★ **Tipos espectrales.** Para SO411 realizamos una mejor estimación del tipo espectral de la estrella SO411 reduciendo la barra de error del cálculo realizado en Hernández y col. (2014). Se usó un grupo de estrellas estándares que cubren un rango que desde F0 a G0. Mediante comparación directa del espectro de SO411 con las estándares en el rango espectral mostrado en la figura 17 pudimos estimar un tipo espectral de  $F6 \pm 1$ , lo que está dentro de la incertidumbre reportada Hernández y col. (2014) ( $F7.5 \pm 2.5$ ). Para esta comparación nos concentramos en los rasgos espectrales sensibles a la temperatura superficial de la estrella (Hernández y col., 2004). Las estrellas estándares, pertenecen al grupo de estrellas que fueron usadas para calibrar el código SPTCLASS<sup>2</sup> (Hernández y col., 2004; Pérez, 2013).

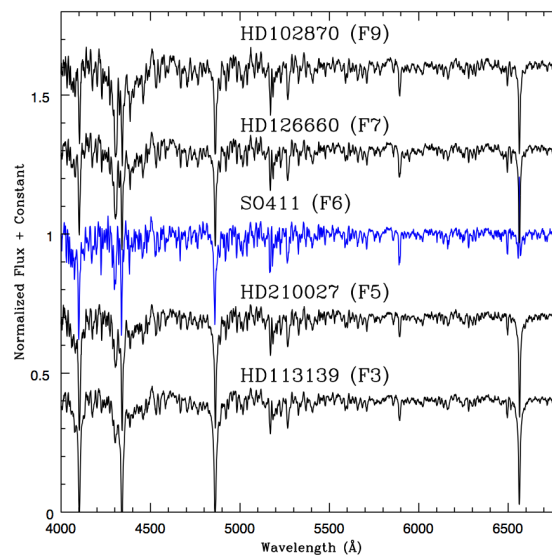


Figura 17: Comparación del espectro de SO411 con espectros de estrellas estándares. Nos concentramos en la comparación de rasgos espectrales sensibles a la temperatura efectiva de la estrella listados en Hernández y col. (2004).

Debido a la carencia de espectros ópticos, para las estrellas HBC222, HBC217, HBC215 y HBC231, no fue posible aplicar la metodología mencionada anteriormente. Los tipos espectrales asumidos en este trabajo fueron compilados por SIMBAD (Wenger y col., 2000) de diferentes bibliografías: HBC222 (Sung, Bessell y Lee, 1997), HBC217 (Flaccomio, Micela y Sciortino, 2006), HBC215 (Lamm y col., 2005) y HBC231 (Flaccomio y col., 1999).

- ★  **$T_{eff}$  y  $L_*$ .** Para calcular la  $T_{eff}$  se realizó una interpolación entre el tipo espectral de cada estrella y la temperatura efectiva reportada en los valores estándares tabulados en Pecaut

<sup>2</sup> SPTCLASS: SpecTral CLASSificator code, <http://www.cida.gob.ve/~hernandj/SPTclass/sptclass.html>

y Mamajek (2013). Con la magnitud aparente corregida por extinción y la distancia reportada podemos obtener la magnitud absoluta para cada estrella. Con la corrección bolométrica asociada al tipo espectral podemos calcular la magnitud bolométrica y finalmente, la  $L_{\star}$  (Pérez, 2013).

- ★  $M_{\star}$  y  $R_{\star}$ . Para las estrellas SO411, HBC222, HBC217 y HBC215 (ver tabla 4) los valores de masa y radio estelar fueron calculados usando una adaptación del código de Gullbring y col. (1998), el cual usa la estimación del  $A_V$  y modelos teóricos PMS (Siess, Dufour y Forestini, 2000; Baraffe y col., 2002). Para la estrella HBC231 el código no reportó valores para  $M_{\star}$  y  $R_{\star}$  debido a que los valores de entrada están fuera de los límites abarcados en las trazas evolutivas de Baraffe y col. (2002) consideradas dentro del código. De esta forma realizamos el cálculo de  $M_{\star}$  y  $R_{\star}$  para este objeto a través de la herramienta digital de Siess, Dufour y Forestini (2000), que toma como valores de entrada la  $T_{\text{eff}}$  [K] y  $L_{\star}$  [ $L_{\odot}$ ].
- ★  $\dot{M}$ . La tasa de acreción se deriva de la radiación del continuo caliente producido por el material del disco que cae sobre la superficie de la estrella. Estas medidas requieren distinguir entre la emisión producida por la acreción y la emisión de la fotosfera estelar, lo cual es difícil cuando la luminosidad de acreción es pequeña en comparación con la luminosidad estelar. Realizar medidas del exceso en la luminosidad se incrementa en gran medida por la necesidad de hacer correcciones de extinción, que requieren un conocimiento de los colores de la estrella subyacente y el exceso del continuo caliente. Las medidas de  $\dot{M}$  se realizaron siguiendo la metodología propuesta por Gullbring y col. (1998), que usa los colores observados en la banda U y los colores estándares para el tipo espectral correspondiente para calcular el exceso de flujo en la banda U. La luminosidad en esta banda corregida por extinción y contribución fotosférica está muy relacionada a la luminosidad de acreción (Gullbring y col., 1998). Usando esta metodología se estimó  $\dot{M}$  para las estrellas SO411, HBC217, HBC215. Para las estrellas HBC222 y HBC231 el código de Gullbring y col. (1998) no fue capaz de obtener medidas de  $\dot{M}$ . Para estas estrellas se asumió un valor típico de  $\dot{M} = 1 \times 10^{-8}$  (ver tabla 4).

Tabla 4: Parámetros estelares de la muestra.

Estrella	$M_{\star}$ $M_{\odot}$	$R_{\star}$ $R_{\odot}$	$T_{\text{eff}}$ K	$L_{\star}$ $L/L_{\odot}$	$\dot{M}$ $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	AV	Tipo Espectral
SO411	1.61	2.09	6250	9.3	$1.37 \times 10^{-9}$	0.23	F6
HBC222	1.63	2.31	6100	9.3	$1 \times 10^{-8}$	0.09	F8
HBC217	1.65	2.48	6050	9.6	$6.79 \times 10^{-8}$	0.27	G0
HBC215	1.53	1.97	5740	4.1	$3.08 \times 10^{-8}$	1.09	G3
HBC231	1.48	1.96	5740	4.9	$1 \times 10^{-8}$	0.58	G3

## 4.1 AJUSTE DEL MODELO DE ACRECIÓN DE UN DISCO IRRADIADO

A cada una de las estrellas de la muestra se le aplicó el modelo de acreción de un disco irradiado desarrollados por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), y descrito en la sección 2.5, con el que se puede estimar la estructura del disco presente en la estrella y predecir la SED. Los códigos de los modelos de D'Alessio están implementados en un servidor de BU en Estados Unidos, los cuales se pueden correr remotamente (Dra. Catherine Espaillat, comunicación privada).

En este trabajo se usó una nueva versión de los modelos de D'Alessio conocida como *EDGE* (Espaillat Disk Group Extraordinaires, por sus siglas en inglés) y escrita en el lenguaje de programación Python<sup>3</sup> (una parte de este archivo se ilustra en el apéndice A). Fue desarrollado por Daniel Feldman y Connor Robinson, estudiantes de BU en Estados Unidos y miembros del grupo de investigación de la Dra. Espaillat. Éste se encuentra en constante actualización y disponible en un repositorio de GitHub<sup>4</sup>. *EDGE* cuenta con un grupo de funciones que facilitan el análisis, entre las que se pueden destacar:

- ★ Convertir la frecuencia a longitud de onda en micras.
- ★ Convertir flujos en Jankys a  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ .
- ★ Convertir magnitudes a flujos en  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ .
- ★ Transformar los tipos espectrales a su equivalente en números, para ser usados en la función *star param* (descrita más adelante. Contribución de este trabajo).
- ★ Convertir magnitudes aparentes en magnitudes absolutas, dada la distancia del objeto en pársec.

*EDGE* presenta un grupo de funciones que dependen de algunas de las tareas descritas anteriormente, y con las que se realiza el cálculo de las SEDs teóricas. Entre las que se destacan:

- ★ **star param**, cálculo de la temperatura efectiva y luminosidad (contribución de este trabajo).
- ★ **MdotCalc**, cálculo de la tasa de acreción basado en la relación de Gullbring y col. (1998), usando la magnitud aparente de la banda U y algunas propiedades estelares y del disco.
- ★ **job file create**, genera un nuevo archivo de entrada usado para los modelos de D'Alessio. Incluye el tamaño del grano de polvo, el parámetro de asentamiento, masa, radio y temperatura de la estrella; distancia al cúmulo, tasa de acreción, altura de la pared interna del disco, la viscosidad, la inclinación, temperatura de la pared interna del disco y el radio del disco externo.

<sup>3</sup> <https://www.python.org/about/>

<sup>4</sup> <https://github.com/danfeldman90/EDGE>



- ★ **TTS Obs(object)**, contiene todos los datos observacionales para una estrella dada. Permitiendo crear un archivo pickle<sup>5</sup> con los datos, que puede ser recargado en un futuro para el mismo objeto.
- ★ **TTS Model(object)**, contiene todos los datos y meta-datos para construir un modelo para un disco completo y un disco en transición basado en el modelo desarrollado por D’Alessio y col. (2006) .
- ★ **PTD Model(object)**, contiene todos los datos y meta-datos para construir un modelo para un disco en pre-transición basado en el modelo desarrollado por D’Alessio y col. (2006).
- ★ **Red Obs(object)**, es similar al TTS Obs(object) excepto que contiene todos los datos observacionales que no han sido corregidos por extinción. Una vez corregidos por extinción se guardarán en un archivo TTS Obs(object) y se conserva el archivo con los datos no corregidos por extinción.
- ★ **loadPickle**, carga un archivo que contiene toda la información (fotométrica y espectroscópica) de una estrella.
- ★ **look**, realiza la gráfica del modelo y las observaciones para cada objeto.
- ★ **model rchi2**, procedimiento estadístico para conocer cual es mejor modelo calculado a través del  $\chi^2$ .

Para poder obtener un modelo para una estrella se debe, en primera instancia, crear un archivo *job file create* (una parte de este archivo se ilustra en el apéndice B), el cual tiene como parámetros de entrada a:  $M_*$ ,  $R_*$ ,  $T_{eff}$ ,  $\dot{M}$  y distancia. Cada cambio en alguno de estos valores se guarda en un nuevo archivo. Otros parámetros considerados al crear un archivo *job file create*, son los que están relacionados con el disco: la viscosidad ( $\alpha$ ), la inclinación, temperatura de la pared interna del disco ( $T_{wall}$ ), la altura de la pared del disco ( $alt_{inh}$ ,  $z$ ), el radio del disco externo ( $R_{out}$ ), tamaño del grano de polvo ( $a_{max}$ ) y el asentamiento en las capas superiores del disco ( $\epsilon$ ). De no conocer alguna medida para los parámetros, se toman valores estándares, como por ejemplo: para  $\dot{M}$  se toma  $1 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , para  $R_{out}$  se toma 300 AU<sup>6</sup> y para  $T_{wall}$  se toma 1400 K. En la sección 5.1 aparece la tabla 6 donde se muestra que para las estrellas HBC222, HBC217 y HBC231 se tomaron los valores estándares antes mencionados. Este archivo es enviado al servidor en BU en Estados Unidos, donde se inicia el proceso para calcular el modelo para una estrella con las indicaciones anteriores.

Como primera aproximación se debe tener una idea del tipo de disco que se quiere modelar. Esto puede ser inferido de las figuras 14, 15 y 16. Con esta información podemos escoger cual opción de EDGE es la más adecuada para nuestro objeto. Entre las dos opciones de modelos que presenta

<sup>5</sup> Es un archivo que tiene una estructura serializada que contiene la información de un objeto en Python. Es similar al archivo *.save* de IDL. Se utiliza para guardar la información que se desee volver a cargar después de cerrar la sección de Python.

<sup>6</sup> Unidad Astronómica (AU; Astronomical Unit, por sus siglas en inglés). Es la distancia promedio entre el Sol y la Tierra.  $1 \text{ AU} = 1.4959787066 \times 10^{11} \text{ m}$  (Carroll, 2007; Karttunen, 2006).

EDGE se tiene: 1) TTS Model para crear un disco completo o un disco en transición y 2) PTD Model para crear un disco en pre-transición donde se debe considerar la componente anular localizada dentro de la cavidad principal, la cual esta caracterizada por una temperatura y una altura al comienzo de dicha cavidad ( $T_{\text{outerwall}}$  y  $z_{\text{outerwall}}$ ) y un anillo interno que también esta caracterizado por una temperatura y altura de la pared que esta expuesta a la radiación estelar ( $T_{\text{wall}}$  y  $z_{\text{wall}}$ ); para esto se deben crear pares de archivos *job file create* que contengan esta información del disco. El resultado de cada modelo con la información de la estructura y composición del disco es guardado en un archivo *.fits*, creado con la tarea *collate* escrita en Python. Finalmente, se combinan los datos fotométricos y espectroscópicos para generar la gráfica correspondiente al modelo.

#### 4.2 ESTUDIO DE LAS COMPONENTES DEL POLVO

Los silicatos se dividen en dos versiones estequiométricas de amorfos y cristalinos: Olivinos ( $\text{Mg}_{2-2x}\text{Fe}_{2x}\text{SiO}_4$ ) y Piroxenos ( $\text{Mg}_{1-x}\text{Fe}_x\text{SiO}_3$ ), donde  $x = \text{Fe}/(\text{Fe} + \text{Mg})$  indica la cantidad de Hierro presente (McClure y col., 2012). El modelo asume que el polvo esta compuesto principalmente de *Olivino* ( $[\text{Mg,Fe}]_2\text{SiO}_4$ ), *Piroxeno* ( $[\text{Mg,Fe}]_2\text{SiO}_6$ ), *Fosterita* ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ), *Enstatita* ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_3$ ) y *Sílice* ( $\text{SiO}_2$ ). Para conocer las abundancias de los silicatos, se debe introducir de forma manual dentro del archivo *job file create* la mezcla con las cantidades de silicatos definidas, donde debe existir un balance entre la cantidad de cada componente para que sus abundancias porcentuales de un total de 100 %.

Los rasgos de silicatos más predominantes en los espectros IRS se encuentra a 10 o 20  $\mu\text{m}$ . Inicialmente el código asume una abundancia estándar, la cual esta dominada por silicatos amorfos (principalmente Olivinos) que producen rasgos relativamente suaves que no manifiestan niveles de cristalización. Un caso particular, es el que se puede observa en un TD, donde la zanja (o hueco) algunas veces contiene una cantidad pequeña de polvo ópticamente delgado donde el rasgo de silicato a 10  $\mu\text{m}$  es evidente (Espaillat y col., 2011). También es importante resaltar que las estrellas que presentan altas abundancias de silicatos cristalinos ricos en Magnesio y Sílice, son los que alteran el rasgo suave generado por los Olivinos (Sargent y col., 2009a).

Otro de los minerales que es observado muy fácilmente en las SEDs de discos alrededor de estrellas HAeBe, donde es fotoprocesado por el campo de radiación estelar y que fue observado en algunas de las estrellas de la muestra de este trabajo, son los PAHs. Estas moléculas son alteradas por los mismos procesos físicos en los discos protoplanetarios de HAeBe (Keller y col., 2008). Para conocer si en nuestra muestra hay presencia de PAH, seguimos la metodología propuesta por Keller y col. (2008), donde determina la emisión de PAH de estrellas HAeBe mediante la separación del continuo de la estrella, del disco y los rasgos de silicatos, dejando los pequeños residuos que representan las características de los PAH que se desean medir (ver figura 18).

Para obtener los residuos entre nuestro modelo y el espectro IRS se transformaron los valores de flujo del modelo a Janskys [Jy] con el fin de obtener una misma unidad de flujo de energía. Esto

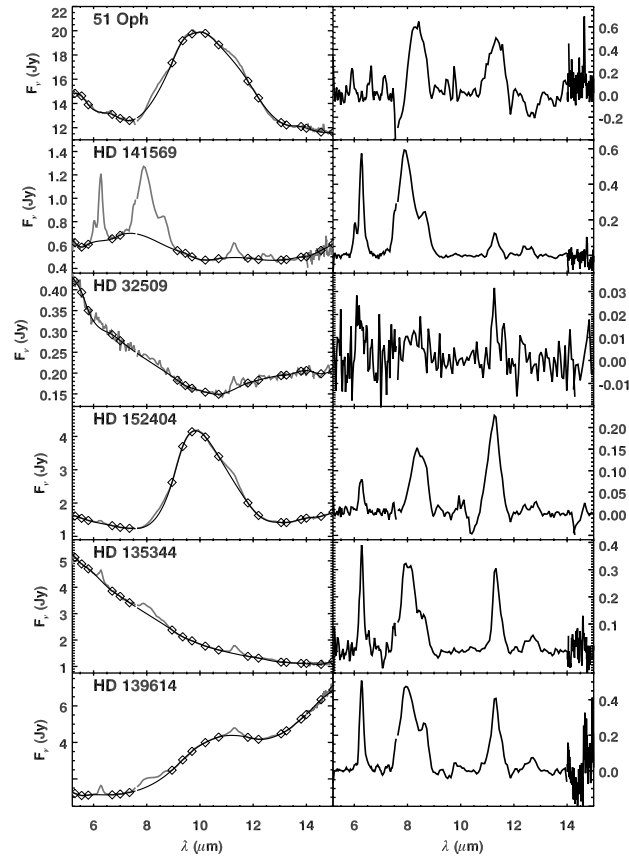


Figura 18: Ejemplo de la substracción de los rasgos de PAH. Se muestra el espectro de varios objetos con el continuo del polvo y el ajuste de los rasgos del polvo con una curva spline (a la izquierda: en diamantes abiertos se muestra un ajuste en longitud de onda con un spline) y la separación del continuo (a la derecha), dejando el espectro de los PAH para su análisis. Figura 3 tomado de Keller y col. (2008).

se realizó por medio de la ecuación:  $J_y = \text{Flux} * \text{WL} / 2.99e^{14} * 1/1e^{-23}$ , donde WL es la longitud de onda y Flux es el flujo extraído del modelo. Por medio de una interpolación de la longitud de onda aplicada al modelo, obtuvimos el flujo correspondiente a cada longitud de onda tabulada en el espectro IRS. Finalmente, se realizó la substracción entre el espectro IRS y el modelo, con el fin de obtener los rasgos espectroscópicos no definidos en la mezcla de polvo usada para modelar el disco. La motivación de este procedimiento se debe a que el código EDGE aun no incluye la componente de las opacidades para los PAHs. Normalmente, los rasgos PAHs se observan a 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, 11.9 o 12 y 12.7  $\mu\text{m}$ . En el apéndice C se muestra el código utilizado para realizar la medida de los rasgos de PAH.

## RESULTADOS Y DISCUSIÓN

---

Este trabajo se orientó al estudio de la estructura y composición química del polvo en discos protoplanetarios de estrellas de tipo solar perteneciente a los cúmulos estelares jóvenes,  $\sigma$  Ori y NGC 2264, mediante el uso del modelo desarrollado por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) descrito en la sección 2.5 y los datos espectroscópicos y fotométricos descritos en las secciones 3.2 y 3.3, respectivamente.

Primero se realizó una revisión bibliográfica para conocer toda la información disponible sobre las estrellas seleccionadas y se escogieron las observaciones para llevar a cabo nuestros cálculos. Con los datos fotométricos se calculó la extinción visual ( $A_v$ ) para cada estrella y ésta fue usada para corregir los datos por extinción. Además, se calcularon las características físicas como: la temperatura efectiva ( $T_{eff}$ ), y asumiendo una distancia, se calculó la luminosidad ( $L_*$ ). Así mismo, se estimaron otros parámetros estelares como la masa ( $M_*$ ), radio ( $R_*$ ) y tasa de acreción ( $\dot{M}$ ), reflejados en tabla 4. Junto con el espectro IRS, estas medidas previas conforman los parámetros de entrada necesarios para implementar el modelo de acreción de un disco irradiado descrito en la sección 2.5, para conocer la estructura y componentes de minerales en el disco alrededor de las estrellas de la muestra.

### 5.1 ANÁLISIS DEL MODELO DE ACRECIÓN DE UN DISCO IRRADIADO

El procedimiento para ajustar el modelo de acreción de un disco irradiado (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) descrito en la sección 4.1, arroja una gran diversidad de discos protoplanetarios en la muestra estudiada.

Aunque contamos con una muestra pequeña, fue necesario realizar más de 1900 modelos para todas las estrellas (ver tabla 5). Logrando así identificar: *dos discos completos (FD)*, para los cuales fue necesario usar una pared interna del disco calentada a una temperatura típica de destrucción de polvo (1400 K); *dos discos pre-transicionales (PTD)*, para los cuales fue necesario definir una componente interna en el disco conformada por un anillo de gas y polvo cerca de la estrella; y *un disco en transición (TD)*, el cual fue modelado asumiendo una cavidad interna en donde la temperatura de la pared interna del disco es mucho menor a lo requerido para la destrucción de polvo.

Partimos con los siguientes valores típicos conocidos para reproducir el disco alrededor de una estrella CTTS:  $\epsilon = 0.01$ ,  $\alpha = 0.01$ ,  $R_{out} = 300$  AU,  $T_{wall} = 1400$  K y  $a_{max} = 1$ . Para todos

Tabla 5: Número total de modelos por estrella.

Estrella	Número de modelos	Tipo de Disco	$\chi^2$
SO411	1534	TD	11.9
HBC222	60	PTD	12.9
HBC217	81	PTD	6.5
HBC215	142	FD	18.4
HBC231	137	FD	11.8

nuestros modelos usamos como valor constante un ángulo de inclinación de 60 grados. Este es el ángulo promedio para discos orientados aleatoriamente con respecto a un observador. Debido a que el modelo es multiparámetro, inicialmente ajustamos valores globales que definen aproximadamente la estructura del disco. Para afinar la búsqueda de los mejores valores de nuestro disco, generalmente variamos un parámetro del modelo fijando los parámetros restantes. Cada parámetro puede asumir alguno de los siguientes valores:

- ★  $\epsilon$ : 0.0001, 0.001, 0.01, 0.1, 0.2, 0.5 y 1.0,
- ★  $a_{\max}$  [ $\mu\text{m}$ ]: 0.05, 0.1, 0.25, 1.0, 2.0, 3.0, 4.0, 5.0, 10.0 y 100.0,
- ★  $T_{\text{wall}}$ , varía desde 50 a 1400 K, en pasos de 100 en 100 K, hasta encontrar un valor que se ajustara a las observaciones. De ser necesario se realizan variaciones más pequeñas, en pasos 10 en 10 K, para encontrar una mejor coincidencia con el ajuste.
- ★  $R_{\text{out}}$ , varía desde 50 a 300 AU, en pasos de 50 en 50 AU, hasta encontrar un valor que se ajustara a las observaciones. De ser necesario se realizan variaciones más pequeñas, en pasos 10 en 10 AU, para encontrar una mejor coincidencia con el ajuste.
- ★  $a_{\text{tinh}}$ , toma valores para la altura del disco interno no menores a 1 hasta 5.5 AU, y
- ★  $\alpha$ , toma valores que oscilen entre  $5 \times 10^{-5}$  a 1.

Con esta misma metodología se exploraron todos los parámetros del modelo apoyándonos en el valor reportado de  $\chi^2$  reducido (ver tabla 5), calculado al comparar la SED observada con la SED teórica. Se realizaron las iteraciones necesarias de exploración de los parámetros del disco hasta obtener el valor mínimo posible de  $\chi^2$  reducido. Debido a que en nuestras SEDs observadas no toma en cuenta todas las incertidumbres (por ejemplo: distancia y tipo espectral), el valor de  $\chi^2$  es usado sólo como referencia para la obtención del mejor modelo y no es usado para calcular confianzas estadísticas de nuestros ajustes. En la tabla 6 se reflejan los valores finales del mejor modelo para cada estrella.

Tabla 6: Parámetros de los modelos

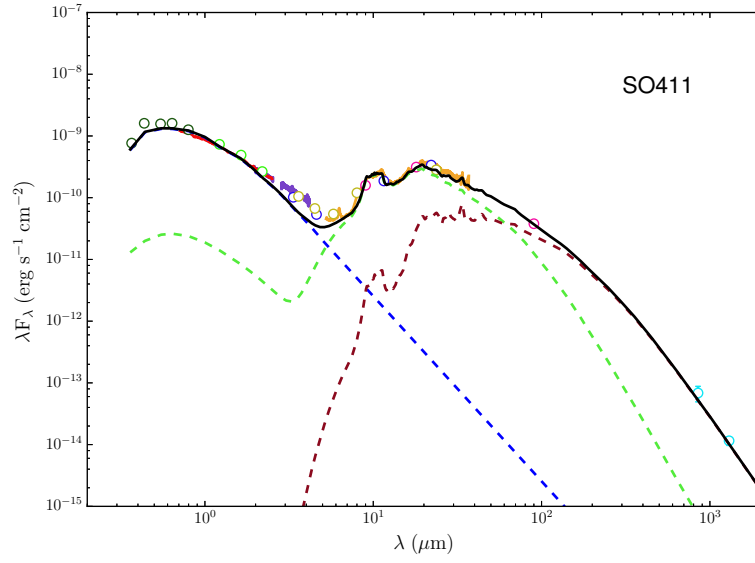
Estrella	$\epsilon$	$\alpha$	$a_{\max}$ $\mu\text{m}$	$\dot{M}$ $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	$R_{\text{innerdisk}}$ AU	$R_{\text{outerdisk}}$ AU	$T_{\text{wall}}$ K	$T_{\text{outerwall}}$ K	$z_{\text{wall}}$ AU	$z_{\text{outerwall}}$ AU
SO411	0.1	0.004	1	$1.37 \times 10^{-9}$	8.38	250	290	...	5.2	...
HBC222	0.001	0.002	10	$1 \times 10^{-8}$	34.96	300	1400	140	4.4	1
HBC217	0.0001	$5 \times 10^{-5}$	100	$6.79 \times 10^{-8}$	35.46	300	1400	141	3.2	2
HBC215	0.0001	0.05	4	$3.08 \times 10^{-8}$	0.36	100	1200	...	3.0	...
HBC231	0.1	0.98	1	$1 \times 10^{-8}$	0.29	300	1400	...	1.6	...

El disco de la estrella SO411 del cúmulo  $\sigma$  Ori fue modelado como un TD. Obtener el mejor ajuste para esta estrella fue complicado debido a la posible presencia de polvo ópticamente delgado, el cual genera ligeros excesos en el cercano infrarrojo, particularmente en las bandas de IRAC. Esta es la principal fuente de incertidumbre de nuestro modelo, la cual explica las diferencias observadas en el cercano infrarrojo. Otra complicación al modelar este disco se deriva del tipo de mineralogía presente, siendo necesario incluir diferentes porcentajes de componentes de silicatos. Lo descrito anteriormente explica la necesidad del gran número de modelos creados para poder obtener el modelo más adecuado en la presente versión de EDGE. Se realizaron mejoras al modelo para incluir una componente de polvo ópticamente delgada dentro de la cavidad del TD que pudiera conducir a una mejor comparación en la región del cercano infrarrojo. En la figura 19 se muestra el mejor modelo encontrado para esta estrella.

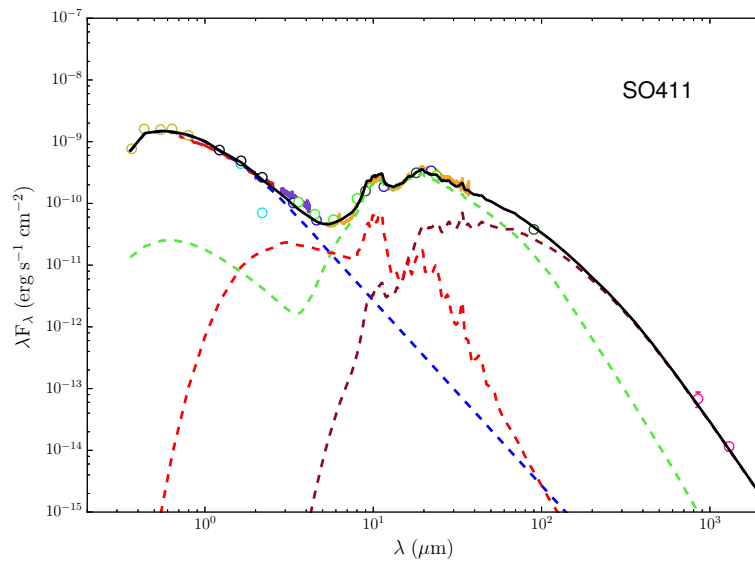
Para las estrellas HBC222 y HBC217 del cúmulo NGC 2264 encontramos que el mejor modelo de sus discos se representan como PTD.  $T_{\text{outerwall}}$  y  $z_{\text{outerwall}}$  y  $T_{\text{wall}}$  y  $z_{\text{wall}}$  son el dúo de componentes que se incluyen en el modelo mediante pares de *job file create*. Para estas estrellas se dejó constante el valor típico del tamaño del disco (300 AU). En la figura 20 muestra los modelos finales encontrados para las estrellas con un PTD.

Para las estrellas HBC215 y HBC231 del cúmulo NGC 2264 encontramos que el mejor modelo se representa como FD. Como se menciona anteriormente, en este caso se requiere una temperatura de la pared interna del disco de 1400 K. Esto implica que existe una cavidad interna de la componente de polvo del disco localizada a la distancia donde éste es destruido. Para la estrella HBC231, las emisiones infrarrojas en el rango espectral alrededor del rasgo de silicatos a  $10 \mu\text{m}$  están subestimadas en comparación con el modelo. Esto se debe a la posible contaminación por el fondo estelar del espectro extraído de HBC231. Debido a que esta posible contaminación afecta principalmente las longitudes de onda más largas, es posible que la altura de la pared interna esté sobre estimada. En la figura 21 muestra los modelos finales encontrados para las estrellas con un FD.

El modelo usado en este trabajo no es el único que puede inferir a partir de la SED la estructura física de un disco. En la región de formación estelar de Tauro existen cinco objetos con una disminución

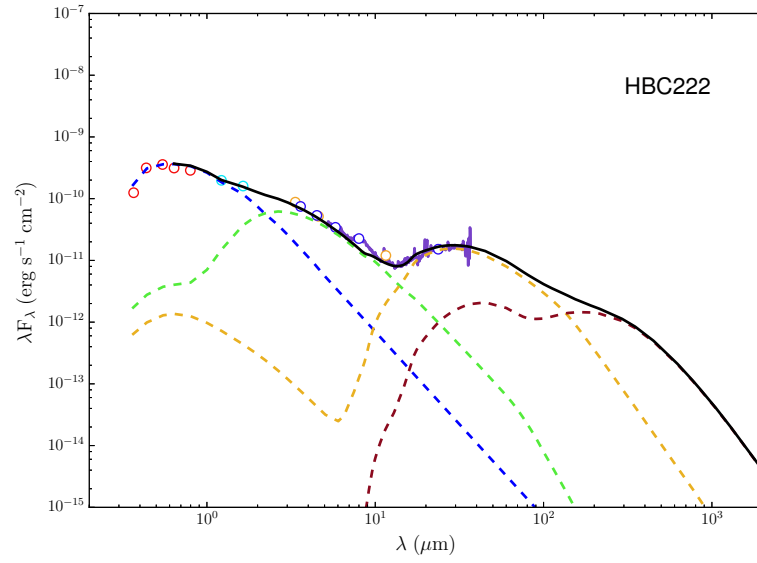


(a) Disco en transición.

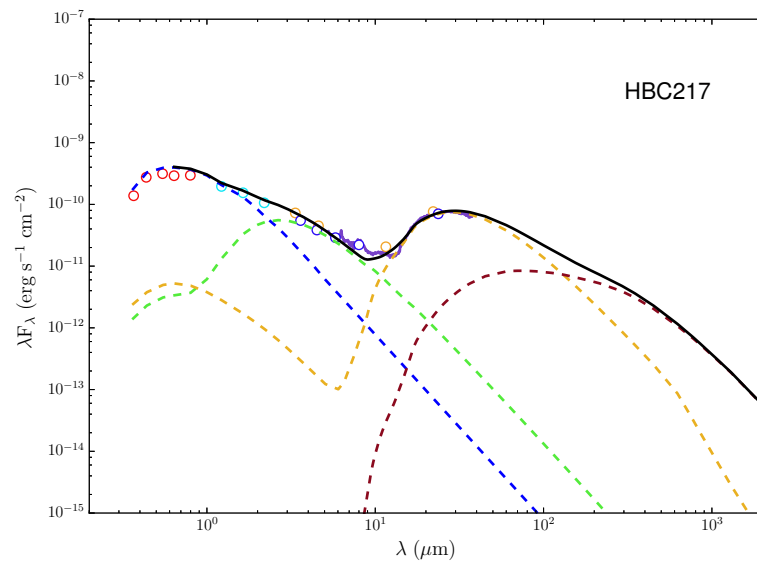


(b) Disco en transición con una componente de polvo ópticamente delgado.

Figura 19: Ajuste del modelo del disco a la SED de la estrella SO411. En la sección (a), se muestra la fotometría óptica e infrarroja, datos de: DCT (círculos abiertos verde oscuro), 2MASS (círculos abiertos verde claro), Hernández y col. (2007a) (círculos abiertos oliva), WISE (círculos abiertos azules), AKARI (círculos abiertos rosados), Williams y col. (2013) (círculos abiertos cyan), espectro IRS (línea sólida amarillo oscura) y SpeX (líneas sólidas roja y morada). Además se muestran las componentes del modelo: fotosfera estelar (línea a trazos azul), la pared interna (línea a trazos verde), el disco (línea a trazos marrón) y la combinación del modelo (línea sólida negra). En la sección (b) los datos fotométricos y las componentes del modelo son las mismas, solo se añade la contribución del polvo ópticamente delgado (línea a trazos roja). Al agregar una componente del polvo ópticamente delgado se obtiene un mejor ajuste del modelo del disco a la SED de la estrella (con un  $\chi^2$  de 8.33).



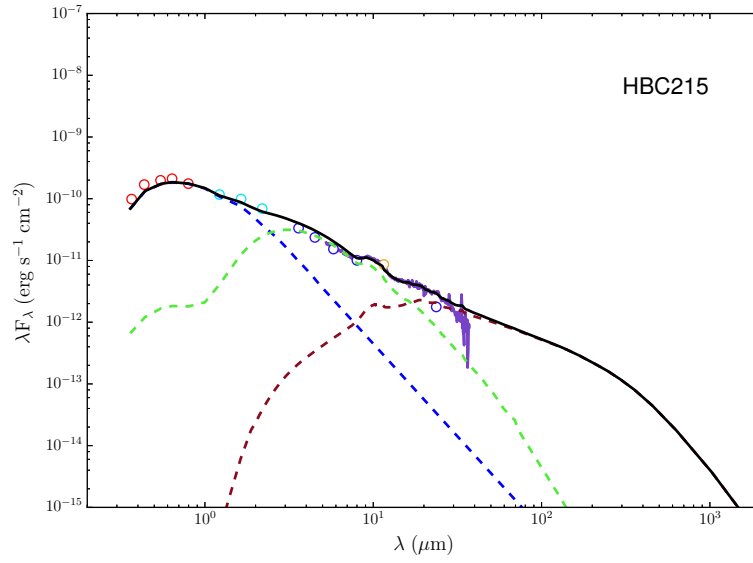
(a) HBC222.



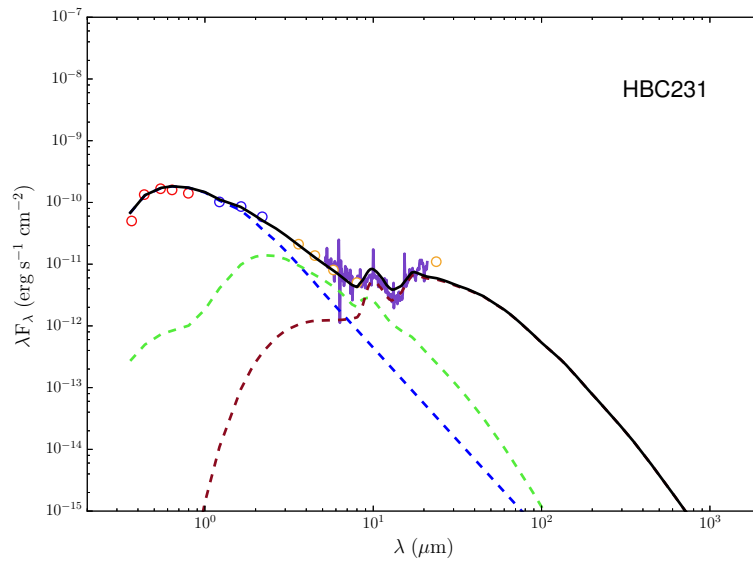
(b) HBC217.

Figura 20: Ajuste del modelo a las SEDs de las estrellas HBC222 y HBC217. Se muestra la fotometría óptica e infrarroja, se tienen datos de: SIMBAD (bandas UBVRI, círculos abiertos rojos), 2MASS (círculos abiertos cyan), Sung, Stauffer y Bessell (2009) (círculos abiertos amarillo oscura) y WISE (círculos abiertos azules). Las componentes del modelo son las misma de la figura 19, añadiendo la pared externa del disco (línea a trazos amarillo oscura).





(a) HBC215.



(b) HBC231.

Figura 21: Ajuste del modelo a las SEDs de las estrellas HBC215 y HBC231. Se muestra la fotometría óptica e infrarroja, para (a) se tienen datos de: SIMBAD (bandas UBVRI, círculos abiertos rojos), 2MASS (círculos abiertos cyan), Sung, Stauffer y Bessell (2009) (círculos abiertos azules) y WISE (círculos abiertos amarillo oscura). Para (b) se tienen datos de: SIMBAD (bandas UBVRI, círculos abiertos rojos), 2MASS (círculos abiertos azules) y Sung, Stauffer y Bessell (2009) (círculos abiertos amarillo oscura). Las componentes del modelo son las misma de la figura 19.

de su emisión en las longitudes de onda infrarrojas, que han tenido interpretaciones contrastantes por parte de Luhman y col. (2010) y Currie y Sicilia-Aguilar (2011). Estas diferencias provienen del modelo usado en esos trabajos (Espaillat y col., 2012). Currie y Sicilia-Aguilar (2011) usa los modelos de Robitaille y col. (2007), el cual interpreta la disminución de los excesos infrarrojos observados en la SED como una disminución de la masa del disco sin considerar diferentes niveles de asentamiento. Por otro lado, el trabajo de Luhman y col. (2010) basa sus resultados en colores sintéticos provenientes de la malla de modelos de Espaillat (2009), en donde se considera diferentes niveles de asentamiento de polvo. Este es un ejemplo que evidencia resultados diferentes provenientes de modelos diferentes, el resultado de los discos de Currie y Sicilia-Aguilar (2011) implica masas relativamente pequeñas de discos hasta el punto de volverse ópticamente delgado. Por otra parte, Luhman y col. (2010) reporta valores de masa de disco típicas en Tauro pero con alto nivel de asentamiento. Nuestro modelo multiparámetro, similar al usado por Luhman y col. (2010), permite analizar sistemáticamente diferentes características presentes en los discos.

Existe una variedad de trabajos que están orientados al estudio de las propiedades de los discos alrededor de las estrellas TTS (CTTS y WTTS) y HAeBe, y estos pueden o no, hacer uso de los modelos de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006). Algunos de estos trabajos son:

- ★ Calvet y col. (2004) realiza un estudio de la tasa de acreción en estrellas IMTTS ubicadas en la nube de Tauro, la asociación OB1c de Orión y  $\lambda$  Ori.
- ★ Uchida y col. (2004) muestra que el material alrededor discos protoplanetarios en la asociación de TW Hydrae (~10 Ma, edad a la que se espera el disco se haya disipado y exista evidencia de formación de planetas) evidencia grandes rasgos de silicatos amorfos y cristalinos.
- ★ Eisner y col. (2004) usa varios modelos (discos uniformes, Gaussianas, anillos uniformes, discos planos de acreción con huecos internos y discos acampanados con anillos internos) para estudiar 14 estrellas HAeBe, pero sus medidas presentan limitaciones para caracterizar la estructura vertical del disco.
- ★ Furlan y col. (2005) presenta una muestra de 25 CTTS (SU Aur tiene un tipo espectral G2) con espectros IRS. A través de índices de colores caracteriza la emisión del continuo del polvo en los disco y con los modelos de D'Alessio logra distinguir entre discos aplanados (similar a los EV) y ópticamente gruesos. Además, prueba que algunas de estas estrellas presentan asentamiento y crecimiento de los granos de polvo.
- ★ Furlan y col. (2006) analiza los espectros IRS obtenidos en la región de Tauro para estrellas CTTS y WTTS para caracterizar las estructura de los discos, propiedades del polvo y la presencia de compañeras. Con los modelos de D'Alessio infieren ciertas propiedades de los disco de la muestra y encuentran evidencia de asentamiento.
- ★ Furlan y col. (2008) realiza un estudio de protoestrellas clase I en la región de Tauro con espectros IRS y modelos de envolventes. Encontrando que 22 de las 28 estrellas de su muestra

revelan estructuras a larga y pequeña escala manifestadas en un disco con envolvente. Además Furlan y col., realiza análisis mineralógico de su muestra llegando a la conclusión de que casi todas las protoestrellas estudiadas presentan rasgos de hielo en absorción, específicamente los rasgos de CO<sub>2</sub> a 15.2  $\mu\text{m}$ , en sus espectros en el mediano infrarrojo. Este rasgo se origina en la envolvente alrededor de esas estrellas jóvenes.

- ★ Keller y col. (2008) reporta un estudio mineralógico de 18 HAeBe y 2 IMTTS (HD 97300 y 51 Oph) y menciona el uso de los modelos de D'Alessio et al. También, Keller y Sloan (2009) realiza otro análisis sobre las emisiones de PAH en una muestra de 30 estrellas HAeBe.
- ★ Sargent y col. (2009c) a través de espectros IRS estudia el mineral de sílice en los disco protoplanetarios de estrellas TTS y modela 5 estrellas de su muestra por medio de la suma de la emisión del continuo y la emisión ópticamente delgada de los granos de polvo (Sargent y col., 2006). También, Sargent y col. (2009b) hace un estudio enfocado en las propiedades del polvo en discos protoplanetarios en la region de Tauro.
- ★ Sicilia-Aguilar y col. (2011) analiza 56 TTS y 3 IMTTS con rasgos de silicatos en los cúmulos de Tr 37 ( $\sim 4$  Ma) y NGC7160 ( $\sim 12$  Ma). Por medio de modelos de transferencia radiativa explora la estructura del disco y el tamaño de los granos de polvo. Encontrando que la mayoría de las estrellas de su muestra presentan discos en transición.

Otra opción para estudiar la estructura de los discos alrededor de las estrellas, es por medio del análisis de las emisiones producidas por el gas (Dent, Greaves y Coulson, 2005). Actualmente, los datos producidos por ALMA<sup>1</sup> (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array, por sus siglas en inglés) son los que están contribuyendo en este aspecto, porque producen imágenes de la cinemática del gas en las protoestrellas y en discos protoplanetarios alrededor de estrellas tipo solar en nubes moleculares cercanas (150pc) (Jørgensen y col., 2013; Codella y col., 2014; Sakai y col., 2014; Sakai y col., 2014, estas son algunas de las referencias basados en los estudios de ALMA sobre el ISM, formación estelar, astroquímica, discos circunestelares, exoplanetas y sistema solar.).

Igualmente, se debe resaltar que se han llevado a cabo estudios similares a esta tesis en otras regiones de formación estelar donde se aplican los modelos de D'Alessio para diferentes tipos de discos alrededor de estrellas de diferentes masas, entre los que se pueden nombrar:

- ★ Calvet y col. (2005), en la población de Tauro (tipos espectrales = M1 y K5 y  $\dot{M} = 1 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y  $2 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , respectivamente);
- ★ Sargent y col. (2006), en una muestra de 12 TTS en la nube oscura de Taurus/Auriga y en asociación TW Hydrae;

---

<sup>1</sup> <https://almascience.eso.org>

- ★ Espaillat y col. (2007a), en la región de Tauro en las estrellas: UX Tau (tipo espectral K2,  $\dot{M} = 9.6 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $\epsilon = 0.01$ ) y LkCa 15 (tipo espectral K5,  $\dot{M} = 2.4 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $\epsilon = 0.001$ );
- ★ Espaillat y col. (2007b), en la estrella CS Cha (tipos espectral K6,  $\dot{M} = 1.2 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $R_{\text{outerdisk}} = 300 \text{ AU}$ ) en la región de formación estelar Chamaeleon ( $\sim 2 \text{ Ma}$ , a  $160 \text{ pc}$ );
- ★ Espaillat y col. (2008), en la estrella CVSO224 (tipo espectral M3,  $\dot{M} = 7 \times 10^{-11} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) en la asociación OB1a;
- ★ Espaillat y col. (2011), en una muestra de 14 TTS en las regiones de formación estelar de Tauro y Chamaeleon, en donde algunas de las estrellas presenta tipos espectrales similares a los de la muestra de este trabajo, como RY Tau (tipo espectral G1,  $\dot{M} = 9.1 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $\epsilon = 0.01$ ) y UX Tau A (tipo espectral G8,  $\dot{M} = 11 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ,  $\epsilon = 0.001$ );
- ★ Espaillat y col. (2012), en una muestra de 15 estrellas en las regiones de NGC 2068 y IC 348. En IC 348 algunas de las estrellas presenta tipos espectrales similares a los de la muestra de este trabajo, como LRL6 (tipo espectral G3 y un FD) y LRL31 (tipo espectral G6,  $\dot{M} = 1.4 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , un PTD).

El presente trabajo es una de las pocas aplicaciones que se han realizado del modelo de D'Alessio enfocado sólo en estrellas IMTTS. Una de los motivos por los cuales no se han podido caracterizar más estrellas IMTTS es por las pocas detecciones que se tiene de las mismas (ver sección 2.2.2). Esto se refleja en el bajo número de estrellas en nuestra muestra, que sumadas a las reportadas por Espaillat y col. (2012, LRL6 con FD y LRL31 con PTD), representa una de las principales contribuciones acerca del estudio de la estructura y minerales presentes en discos protoplanetarios alrededor de estrellas tipo solar. Además, este análisis logró identificar una diversidad de discos, 2 FD, 2 PTD y 1 TD, más 1 FD y 1 PTD del trabajo de Espaillat y col. (2012), con lo que se deja en evidencia que las estrellas de los cúmulos estudiados están siendo afectadas por procesos evolutivos. Esta diversidad no es sorprendente, ya que los mecanismos evolutivos que afectan un disco protoplanetario son más eficientes a masas mayores. A pesar del bajo número de estrellas estudiadas podemos inferir que, a las edades involucradas (3 – 4 Ma), la fracción de discos TD/PTD es  $\sim 57\%$ , mayor a las estimaciones para estrellas de menor masa (10–20% para TTS, Muzerolle y col., 2010).

## 5.2 ANÁLISIS MINERALÓGICO

En la sección 2.4 se da una descripción de los tipos de minerales que se pueden encontrar en los discos protoplanetarios. Como se ha mencionado a lo largo de este trabajo, el modelo desarrollado por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) proporciona un análisis auto-consistente para conocer

la estructura del disco y como consecuencia también para la mineralogía del polvo.

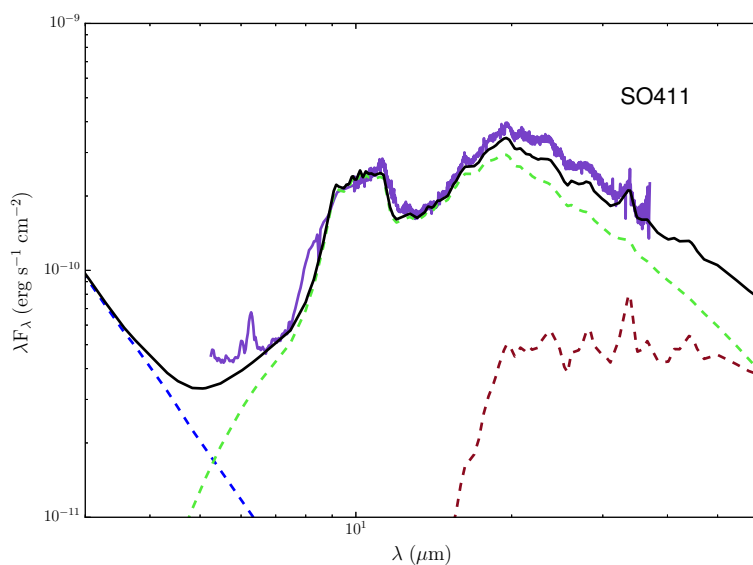
Después de obtener un modelo final para cada estrella, fue necesario realizar un ajuste a las diferentes componentes de polvo para las estrellas SO411 y HBC215, las estrellas restantes de nuestra muestra fueron representadas con una componente de 100% de Olivinos. Debido a que el rasgo de silicatos a  $10\mu\text{m}$  es el más predominante, se usó el rango espectral alrededor de él para realizar los ajustes mineralógicos de las estrellas SO411 y HBC215. El ajuste se realizó variando las componentes de polvo hasta obtener una mejor coincidencia con el espectro IRS. En la tabla 7 se reflejan las abundancias totales de los silicatos amorfos y cristalinos para la muestra. En la figura 22 observamos un acercamiento del modelo de la estructura del disco y el modelo mineralógico obtenido para las estrellas SO411 y HBC215.

Tabla 7: Fracción de masa de los silicatos presentes en los objetos.

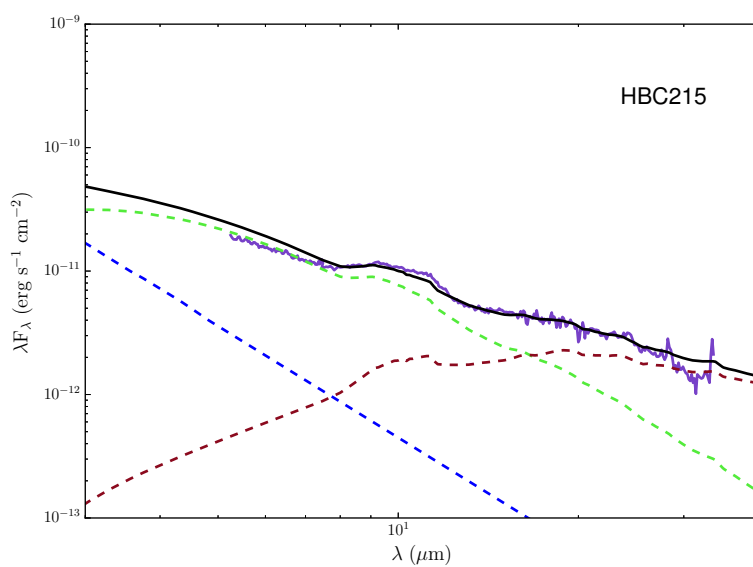
Región	Estrella	Olivino %	Piroxeno %	Fosterita %	Entastita %	Sílice %
SigmaOri	SO411	35	15	18	18	14
NGC 2264	HBC215	50	20	20	5	5
NGC 2264	HBC222	100	...	...	...	...
NGC 2264	HBC217	100	...	...	...	...
NGC 2264	HBC231	100	...	...	...	...

Hacer el cambio en las abundancias de los silicatos fue un trabajo delicado debido que al cambiar la cantidad de un elemento se afectaba a otro, es decir, en una misma longitud de onda se pueden observar los rasgos de diferentes minerales pero con variaciones en su intensidad. Por ejemplo, uno de los problemas de ajustar los rasgos de silicatos a  $10\mu\text{m}$  es la resonancia principal de la fosterita a  $11.3\mu\text{m}$ , la cual coincide con una fuerte emisión atribuida a los PAH (Bouwman y col., 2001).

Para las estrellas SO411, HBC222 y HBC217 fue necesario realizar un análisis adicional debido a que estas mostraron evidencia de rasgos de PAH, los cuales se muestran como pequeños picos en el espectro IRS, y son evidentes en las longitudes de ondas a: 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, 12 y  $12.7\mu\text{m}$ . Éstos rasgos no pueden ser ajustados automáticamente en el modelo, como los silicatos amorfos y cristalinos. En resumen, la metodología consiste en substraer del espectro IRS las contribuciones de la estructura del disco y los rasgos mineralógicos obtenidos en los modelos. La presencia de PAHs se infiere del espectro resultante. Los resultados se presentan en la tabla 8 y en la figura 23 (ver la sección 4.2 y el apéndice C para una descripción detallada del análisis para demostrar la presencia de PAH en estas estrellas).



(a) SO411.



(b) HBC215.

Figura 22: Acercamiento al rasgo de 10  $\mu\text{m}$  de las estrellas SO411 y HBC215. Se muestra el espectro IRS (línea sólida morada). Además se muestran las componentes del modelo: fotosfera estelar (línea a trazos azul), la pared interna (línea a trazos verde), el disco (línea a trazos marron) y la combinación del modelo (línea sólida negra).

Tabla 8: Rasgos de PAH presente en la muestra

Estrella	6.2	7.7	8.6	11.3	12	12.7
	$\mu\text{m}$	$\mu\text{m}$	$\mu\text{m}$	$\mu\text{m}$	$\mu\text{m}$	$\mu\text{m}$
SO411	✓	...	✓	✓	...	...
HBC222	✓	...	✓	✓	...	✓
HBC217	✓	...	...	✓	...	...

La presencia de los PAHs en las estrellas es interesante por varias razones. Una de ellas es que los PAHs son partículas muy pequeñas mezcladas con el gas que se pueden encontrar en la fotosfera del disco, como en material cerca de la estrella. Esta emisión nos ayuda a identificar si estas pequeñas partículas sobreviven al proceso de asentamiento y coagulación que da origen al crecimiento del polvo dentro del mismo objeto (Habart, Natta y Krügel, 2004, y sus referencias).

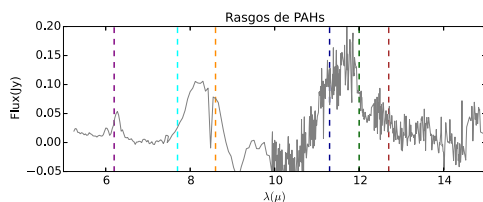
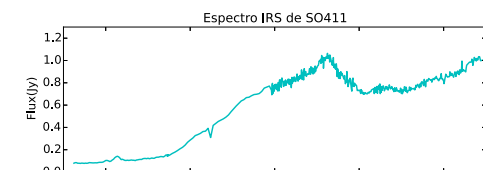
Los PAHs también son importantes porque su presencia o ausencia en un disco refleja las condiciones ambientales que puede tener un impacto significativo en las propiedades físicas del gas. Los PAHs están asociados a la presencia de radiación UV necesaria para generar dichos rasgos. Esta radiación puede contribuir a la fotodisociación, la cual esta relacionada al nivel del calentamiento del gas. Cuando el disco se encuentra cerca de una estrella relativamente masiva el rasgo de PAH pudiera indicar la activación de mecanismos de fotoevaporación externa al disco (Habart, Natta y Krügel, 2004, y sus referencias).

Sloan y col. (2005) y Keller y col. (2008) encontraron que la posición central para los rasgos de PAH dependen de la  $T_{eff}$  (para una mayoría de estrellas HAeBe). Esta dependencia de las propiedades de los rasgos de los PAHs, es porque por la radiación óptica/UV incide en la superficie del disco siendo la fuente principal de la excitación de los PAHs. En estrellas con tipos espectrales más tempranos, esta radiación UV es más efectiva que en estrellas con tipos espectrales tardíos. Es por ello que los PAHs se detectan con una alta frecuencia en estrellas HAeBe (~ 50 % presentan fuertes emisiones de PAH, Meeus y col., 2001; Acke y van den Ancker, 2004) en comparación con las estrellas TTS (~8 % muestra emisiones de PAH, Keller y col., 2008).

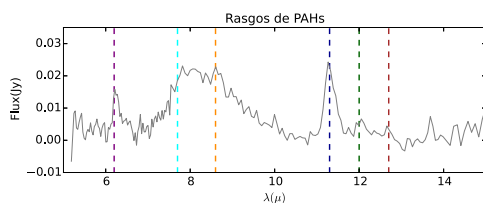
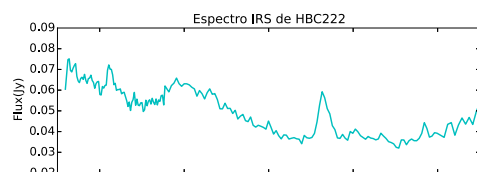
Geers y col. (2006) y Visser y col. (2007) señalan que la emisión débil de los PAH proveniente de estrellas T Tauri se podría deber al aumento de tamaño y/o a la disminución de las abundancias de los mismos. La emisión débil también puede estar relacionada con estrellas de tipos espectrales más tardíos que G que tienen campos UV más débiles por varios ordenes de magnitud que los de las estrellas HAeBe. La baja tasa de detección de los PAH alrededor de TTS (Keller y col., 2008) sugiere que en la superficie de esos discos, su abundancia es comparable con las abundancias en la nube molecular (Kamp, 2011). Esto nos indica que la presencia de PAH en nuestra muestra debe

estar relacionada con la presencia de polvo pequeño que está siendo afectado por emisiones UV provenientes de la estrella central. Las estrellas en donde detectamos PAH son aquellas con mayor temperatura efectiva. Otra posibilidad es que la generación de estructuras internas en los discos puede ayudar a la creación de los PAH. Esto se sugiere debido a que los PAHs fueron detectados en las estrellas con TD y PTD. Este tipo de estrellas, con discos que albergan cavidades internas, pudieran facilitar la exposición de polvo pequeño a radiaciones UV provenientes de la estrella central. Keller y col. (2008) sugiere que siete estrellas HAeBe de su muestra, que tienen fuertes emisiones de PAH en ausencia de granos pequeños de silicatos, presentan discos con cavidades internas. Sin embargo, queremos resaltar que debido al bajo número de estrellas estudiadas en este trabajo, esta afirmación no es concluyente.

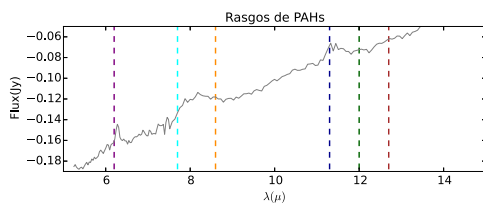
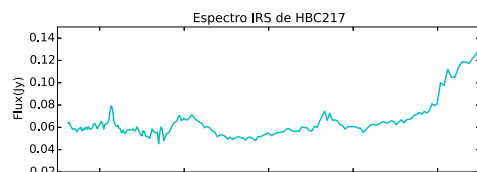




(a) SO411



(b) HBC222.



(c) HBC217.

Figura 23: Rasgos de PAH en las estrellas SO411, HBC22 y HBC217. En el cuadro superior de las secciones (a), (b) y (c) se muestra una porción del espectro IRS (línea sólida cyan) entre 5-15  $\mu\text{m}$  y en el cuadro inferior de las secciones (a), (b) y (c) se muestran la separación del continuo de la estrella, del disco y los rasgos de silicatos, dejando los residuos (línea sólida gris) que representan la presencia de los PAH. También se señalan las longitudes de onda donde se pueden encontrar los PAH: 6.2  $\mu\text{m}$  (línea a trazos morada), 7.7  $\mu\text{m}$  (línea a trazos cyan), 8.6  $\mu\text{m}$  (línea a trazos naranja oscura), 11.3  $\mu\text{m}$  (línea a trazos azul oscuro), 12  $\mu\text{m}$  (línea a trazos verde oscuro) y 12.7  $\mu\text{m}$  (línea a trazos marron).

## CONCLUSIÓN

---

'Mi obra está ahora (1859) casi terminada; pero como el completarla me llevará aún muchos años y mi salud dista de ser robusta, he sido instado, para que publicase este resumen.'

— Introducción en *El Origen de las Especies*, Charles Darwin.

Realizamos un estudio de la estructura y composición química del polvo en discos protoplanetarios asociados a estrellas de masa intermedia en dos regiones de formación estelar jóvenes con características similares ( $\sim 3\text{Ma}$ , distancia  $< 1\text{Kpc}$ ) como lo son  $\sigma$  Ori y NGC 2264, utilizando los modelos desarrollados por D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006).

Para llevar a cabo el análisis, a través del modelo de acreción de un disco irradiado y el análisis mineralógico, se escogieron cinco estrellas distribuidas de la siguiente manera: una en el cúmulo  $\sigma$  Ori (SO411) y cuatro en el cúmulo NGC 2264 (HBC222, HBC217, HBC215 y HBC231). Este grupo presenta tipos espectrales entre F y G y parámetros estelares semejantes (en la tabla 4 de la sección 4 se reflejan los parámetros estelares por estrella).

Se hizo una recopilación bibliográfica de datos fotométricos, verificando la condición de cada uno de los datos por medio de los indicadores de calidad que ofrece cada sondeo y los datos reportados por los autores. Bajo este criterio se seleccionaron datos proveniente de: SIMBAD (específicamente las bandas fotométricas UBVRI para las estrellas HBC222, HBC217, HBC215 y HBC231. Wenger y col., 2000), 2MASS, WISE y AKARI, y de los trabajos: Hernández y col. (2007a) y Hernández y col. (2014), Williams y col. (2013) y Sung, Stauffer y Bessell (2009). También usamos datos fotométricos obtenidos en Febrero de 2016 con DCT para la estrella SO411. Además, trabajamos con espectros infrarrojos del instrumento IRS (Houck y col., 2004), que fueron tomados de CASSIS (Lebouteiller y col., 2011). Algunos de estos espectros fueron reprocesados usando la herramienta SMART (Lebouteiller y col., 2010). Para la estrellas SO411 del cúmulo  $\sigma$  Ori incluimos también un espectro infrarrojo obtenido con el instrumento SpeX (Rayner y col., 2003; Cushing, Vacca y Rayner, 2004) en Febrero de 2016.

Lo que nos condujo a los siguientes resultados:

- ★ El modelo de acreción de un disco irradiado (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) nos permitió identificar diferentes tipos de discos en nuestra muestra, con diferentes estructuras, como se ilustra en la figura 5. Encontramos dos FD en las estrellas HBC215 y HBC231; un TD en la estrella SO411; y, dos PTD en las estrellas HBC222 y HBC217. El espectro IRS de la estrella HBC231 posee una contaminación residual proveniente de una protoestrella vecina que afecta

las longitudes de onda larga, pero eso no afectó el modelo del disco de esta estrella (con un  $\chi^2$  de 11.8), donde se logró identificar un disco completo. A pesar del número pequeño de objetos estudiados, es interesante resaltar la fracción relativamente alta de objetos con discos TD y PTD (60% o 57% si incluimos 2 objetos adicionales de Espaillat y col. (2012). Esto contrasta con los valores obtenidos para el rango de las TTS (10–20%; Muzerolle y col., 2010). Este resultado puede ser el reflejo de la eficiencia de los mecanismos de disipación de discos hacia masas mayores.

- ★ El modelo de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) nos permite conocer la composición química del polvo, porque se conocen las propiedades de las opacidades de los diferentes minerales que conforman el polvo. En éste podemos incluir un modelo con diferentes mezclas silicatos (amorfo y cristalino) con el fin de estimar la composición química del polvo observado. Encontramos que las estrellas SO411 y HBC215 poseen un rasgo de silicato a 10  $\mu\text{m}$  que difieren de una composición dominada por Olivinos. Para estas estrellas, calculamos los componentes químicos que conforman la mezcla de polvo que se ajusta mejor a los espectros IRS de estas estrellas. Encontramos que éstas estrellas evidencian rasgos de silicatos amorfo y cristalino, como: Olivinos, Piroxeno, Fosterita, Entastita y Sílice, en diferentes proporciones (ver tabla 7). Estos elementos son comparables a los encontrados en otros discos protoplanetarios, cometas, meteoros y asteroides.
- ★ Para las estrellas SO411, HBC222 y HBC217 se realizó otro tipo de análisis mineralógico, debido a que en el espectro IRS se observaron ciertos picos que no fueron posible reproducir con los minerales incluidos en el código EDGE. Estos picos representan los rasgos de PAH que pueden ser encontrados a 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, 12 y 12.7  $\mu\text{m}$ . Para verificar la presencia de PAH en nuestra muestra, estimamos los residuos entre el espectro IRS y el mejor modelo de EDGE y encontramos que las tres estrellas presentan PAHs a 6.2 y 11.3  $\mu\text{m}$  (ver sección 4.2 y apéndice C). La presencia de los PAH puede sugerir que sus abundancias en estos discos es similar a la del ISM y además que esta siendo afectada por la fuerte radiación producida por la estrella central. Debido al bajo número de objetos estudiados, la fracción de PAH de 60% derivada en este trabajo no es concluyente. Sin embargo, sugiere mayor similitud de esta propiedad observacional con la contraparte de mayor masa (estrellas HAeBe), debido a la baja fracción encontrada en la contraparte de menor masa (las estrellas CTTS).

Este trabajo representa un punto de partida para estudio de discos alrededor de estrellas tipo solar a través de los modelos de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006) que constituye un modelo auto-consistente para conocer la estructura y mineralogía del polvo. Esperando que sea una contribución para futuros trabajos en el entendimiento sobre la evolución de los discos en estrellas de distintas masas. La aplicación de esta metodología a estrellas IMTTS en regiones como el cúmulo IC348 (Lada y col., 2006b; Espaillat y col., 2012) y Tr 37 (Sicilia-Aguilar y col., 2011), pudieran ayudar a obtener una muestra estadísticamente comparable con otros estudios en diferentes masas y edades.

## APÉNDICE: NUEVA VERSIÓN DEL CÓDIGO DE D’ALESSIO ET AL.

---

En este apéndice se presenta una porción de la nueva versión del código de D’Alessio et al. (EDGE, descrito en la sección 4.1). En este se reflejan las funciones que facilitan el análisis de los datos y las funciones que realizan el cálculo de las SEDs teóricas.

Para más información ingresar al repositorio de GitHub en: <https://github.com/danfeldman90/EDGE>.

```
#!/bin/csh
#Created by Dan Feldman and Connor Robinson for analyzing data from Espaillat Group research
models.
#Last updated: 12/06/15 by Dan
#-----IMPORT RELEVANT MODELS-----
import numpy as np
import matplotlib.pyplot as plt
from astropy.io import fits
import scipy.interpolate as sinterp
import os
import intertools
import math
import cPickle
import pdb
#-----PATHS-----
#Folders where model output data and observational data can be found:
edgpath = '/Users/aliceperez/Documents/Maestria/TESIS/Modelos/CODE/EDGE/'
figurepath = '/Users/aliceperez/Documents/Maestria/TESIS/Modelos/CODE/Figure/'
shockpath = '/Users/aliceperez/Documents/Maestria/TESIS/Modelos/CODE/'
###SO411
datapath = '/Users/aliceperez/Documents/Maestria/TESIS/Modelos/CODE/SO411/'
#-----INDEPENDENT FUNCTIONS-----
#A function is considered independent if it does not reference any other function or class in this
module.
def convertFreq(value):
""" Convert a frequency value in s-1 to wavelength in microns. Should also work with arrays.
INPUTS
value: A frequency value or array of frequency values in s-1 units.
OUTPUT
```

```

wl: The wavelength or array of wavelength values in microns."""
c_microns = 2.997924e14 # Speed of light in microns
wl = c_microns / value
return wl
#-----DEPENDENT FUNCTIONS-----
#A function is considered dependent if it utilizes either the above independent functions, or the classes
below.
def model_rchi2(obj, model, obsNeglect=[], wp= 0.5, non_reduce= 0):
""" Calculates a reduced chi-squared goodness of fit.
INPUTS
obj: The object containing the observations we are comparing to. Is an instance of TTS_Obs()
model: The model to test. Must be an instance of TTS_Model(), with a calculated total.
obsNeglect: A list of all the observations keys that you don't wish to be considered.
wp: The weight option you'd like to use for your photometry's chi2 calculation. The weight for the
spectra will just be 1 - wp. Default is .5 for each.
OUTPUT
total_chi: The value for the reduced chi-squared test on the model."""
:
def star_param(sptype, mag, Av, dist, params, picklepath=edgepath, jnotv= 0):
""" Calculates the effective temperature and luminosity of a T-Tauri star. Uses either values based on
Kenyon and Hartmann 1995, or Pecaut and Mamajet (2013). This function is based on code written
by Alice Perez at CIDA.
INPUTS
sptype: The spectral type of your object. Can be either a float value, or an alphanumeric representation.
mag: The magnitude used for correction. Must be either V band or J band.
Av: The extinction in the V band.
dist: The distance to your object in parsecs.
params: Must be either 'KH' (for Kenyon & Hartmann) or 'PM' (for Pecaut and Mamajet)
picklepath: Where the star_param.pkl file is located. Default is hardcoded for where EDGE.py is
located.
jnotv: BOOLEAN – if True (1), it sets 'mag' input to be J band magnitude rather than V band.
OUTPUTS
Teff: The calculated effective temperature of the star (in Kelvin).
lum: The calculated luminosity of the star in solar luminosities (L / Lsun). """
:
#-----CLASSES-----
class TTS_Model(object):
""" Contains all the data and meta-data for a TTS Model from the D'Alessio et al. 2006 models. The
input will come from fits files that are created via Connor's collate.py.
ATTRIBUTES
name: Name of the object (e.g., CVSO109, V410Xray-2, ZZ_Tau, SO411, etc).

```

jobn: The job number corresponding to this model.  
 mstar: Star's mass.  
 tstar: Star's effective temperature, based on Kenyon and Hartmann 1995.  
 rstar: Star's radius.  
 dist: Distance to the star.  
 mdot: Mass accretion rate.  
 mdotstar: Mass accretion rate onto the star. Usually same as mdot but not necessarily.  
 alpha: Alpha parameter (from the viscous alpha disk model).  
 mui: Inclination of the system.  
 rdisk: The outer radius of the disk.  
 amax: The "maximum" grain size in the disk. (or just suspended in the photosphere of the disk?)  
 eps: The epsilon parameter, i.e., the amount of dust settling in the disk.  
 tshock: The temperature of the shock at the stellar photosphere.  
 temp: The temperature at the inner wall (1400 K maximum).  
 altinh: Scale heights of extent of the inner wall.  
 wlcut\_an:  
 wlcut\_sc:  
 nsilcomp: Number of silicate compounds.  
 siltotab: Total silicate abundance.  
 amorf\_ol:  
 amorf\_py:  
 forsteri: Forsterite Fractional abundance.  
 enstatit: Enstatite Fractional abundance.  
 rin: The inner radius in AU.  
 dpath: Path where the data files are located.  
 high: Whether or not the data was part of a 1000+ grid.  
 data: The data for each component inside the model.  
 extcorr: The self-extinction correction. If not carried out, saved as None.  
 new: Whether or not the model was made with the newer version of collate.py.  
 newlWall: The flux of an inner wall with a higher/lower altinh value.  
 wallH: The inner wall height used by the look() function in plotting.

**METHODS**

\_init\_: Initializes an instance of the class, and loads in the relevant metadata.  
 dataInit: Loads in the data to the object.  
 calc\_total: Calculates the "total" (combined) flux based on which components you want, then loads it into the data attribute under the key 'total'. ""  
 :  
 :

## APÉNDICE: ARCHIVO DE ENTRADA USADO EN EL MODELO DE D'ALESSIO ET AL.

---

En este apéndice se presenta una porción del archivo de entrada para el modelo de acreción de un disco irradiado de D'Alessio et al. (D'Alessio y col., 1998; D'Alessio y col., 1999; D'Alessio, Calvet y Hartmann, 2001; D'Alessio y col., 2005; D'Alessio y col., 2006), conocido como *job file create*, donde se reflejan los parámetros estelares y variables del modelo.

```
#!/bin/csh
#6aug15 CE cleaned up to work with EDGE
#8mar12 LA
#30nov07 CE
#14Mar09 NC
#July09, crystals, ice, and self-consistent calculation of wall at
#dust destruction radius
#main directories -----
set MAIN=/project/bu_disks/shared/TODOf77_081109
set MAINCODE=$MAIN/CODEf77_081109
set MAINPOL=$MAIN/POLVO
#stellar parameters -----
set MSTAR='1.618' #in Msun
set TSTAR='6360' #in K
set RSTAR='2.099' #in Rsun
set DISTANCIA='380' #in pasecs
set MDOT='1.37e-9' #in Msun/yr
#shock parameters -----
set TSHOCK=8000. #in K
#outer disk parameters -----
set ALPHA='0.1'
set MUI='0.5' #cosine of inclination angle
#wall parameters -----
set TEMP=300. #temperature at inner edge (i.e., wall) of disk
set ALTINH=3.0 #scale height of all
set RDISK='300' #outer radius of disk in AU
#dust grain sizes & settling in upper disk layer-----
#note: uncomment AMAXS and corresponding lamaxs
#-----
```

```
#set AMAXS='0.05'  
#set lamaxs='amax0p05'  
#—————  
#set AMAXS='0.1'  
#set lamaxs='amax0p1'  
#—————  
#set AMAXS='0.25'  
#set lamaxs='amax0p25'  
#—————  
#set AMAXS='1.0'  
#set lamaxs='amax1p0'  
#—————  
set AMAXS='2.0'  
set lamaxs='amax2p0'  
#—————  
#set AMAXS='3.0'  
#set lamaxs='amax3p0'  
#—————  
#set AMAXS='4.0'  
#set lamaxs='amax4p0'  
#—————  
#set AMAXS='5.0'  
#set lamaxs='amax5p0'  
#—————  
#set AMAXS='10'  
#set lamaxs='amax10'  
#—————  
#set AMAXS='100'  
#set lamaxs='amax100'  
#—————  
#note: uncomment EPS and corresponding epsilonbig  
#—————  
#set EPS='0.0001'  
#set epsilonbig='12.5'  
#—————  
#set EPS='0.01'  
#set epsilonbig='12.5'  
#—————  
#set EPS='0.1'  
#set epsilonbig='12.4'  
#—————
```



```

set EPS='1'
set epsilonbig='11.4'
#-----
#set EPS='2'
#set epsilonbig='10.2'
#-----
#set EPS='0.5'
#set epsilonbig='6.8'
#-----
#set EPS='1.0'
#set epsilonbig='1.0'
#-----
#WAVELENGTHS-----
#this sets the wavelength resolution
#note: you can create your own files of varying wavelength coverage
#the file must be in microns
#for water ice
#set WLFIL=$MAINCODE/COMUN/longitudes_ice.ent
#for crystals and ice
set WLFIL=$MAINCODE/COMUN/longitudes_crystsil+ice.ent
#for basic runs
#set WLFIL=$MAINCODE/COMUN/longitudes_4testruns_shorter.ent
#The following variables let you choose which wavelengths
#the flux will be calculated for.
#For sed_angle*f the code will calculate fluxes for
#wavelengths longer than WLCUT_ANGLE and sed_scatt*f
#will calculate fluxes for wavelengths smaller than
#WLCUT_SCATT.
set WLCUT_ANGLE='0'
set WLCUT_SCATT='5'
#-----
#Select SILICATE opacities and abundances-----
#give number of silicate compounds, the total abundance of silicates
#and the fractional abundance of each compound. Files with the
#silicate opacities are in directory SIL/compound
set DIRCOMs=$MAINPOL/SIL
set NSILCOMPOUNDS='5' #number of compounds
set SILTOTABUN='0.004' #total silicate abundance #label of silicates at midplane, big grains but
same dust/gas
set labelsilab='0p004'
#the following 4 lines should add up to 1

```

```

set AMORPFRAC_OLIVINE='0.35' #fractional abundance amorphous
set AMORPFRAC_PYROXENE='0.15' #fractional abundance amorphous
set FORSTERITE_FRAC='0.18' #fractional abundance forsterite
set ENSTATITE_FRAC='0.18' #fractional abundance enstatite
set SILICA_FRAC='0.14' #fractional abundance silica
#these are olivine, since they are in the directory POLVO/mgfe/
set FILESILAMORPO=$DIRCOMs/mgfe/sil.p3p5.$lamaxs.g.ab1.extinc
set FILESILAMORPP=$DIRCOMs/pyroxene/sil.p3p5.$lamaxs.g.ab1.extinc
#the following pyroxenes provide more 10/20 micron silicate emission
#set FILESILAMORPP=$DIRCOMs/pyrox/pyr_mg60fe40/sil.p3p5.$lamaxs.g.ab1.extinc
set FILEFORSTERITE=$DIRCOMs/FORSTERITE/forsterite_cde_lam_op_ext.txt
set FILEENSTATITE=$DIRCOMs/ENSTATITE/enstatite_cde_lam_op_ext.txt
set FILESILICA=$DIRCOMs/SILICA/silica_cde_lam_op_ext.txt
#-----
echo olivine: ls $FILESILAMORPO
echo PYROXENE: ls $FILESILAMORPP
echo forsterite: ls $FILEFORSTERITE
echo enstatite: ls $FILEENSTATITE
echo silicia: ls $FILESILICA
#end label for output file label to identify case. Check which is the last you run.
#all the properties of the model will be written in file log$labelend and it will
#add to the logfile everytime the script is run for a given case.
set labelend='test_001'
#run codes-----
#calculate photosphere? (0=n,1=y)
#calculates self_consistent photosphere for given Teff, R,
#in the same wavelength scale as disk, wall fluxes
set IPHOT='1'
#-----
#combine silicates? (0=n,1=y)
#Makes a composite file with small silicates for input in mean
#opacity calculations and SEDs calculations. Only need to
#do it once, files are identified by CASE number in labelend and labelcom
set ISILCOM='1'
#-----
#calculate mean opacities? (0=n,1=y)
#This is only dependent on Tstar, EPS (b&rs), and amax (b&rs)
#so if you change something else (alpha) you don't
#have to re_run this after you do it once.
set IOPA='1'
#-----

```

```
#run viscoso? (0=n,1=y)
#This calculation depends on the output of IOPA, tstar,
#rstar, mstar, mdot, rmag, rdmaxau, and alpha.
set IVIS='1'
#-----
#run irr? (0=n,1=y)
#This depends on IOPA output, tstar, rstar,
#mstar, rmagm, eps (b̄s), ztran(which is fixed below in script),
#amax (b̄s), and IVIS output
set IIRR='1'
#-----
#calculate table with disk properties? (0=n,1=y)
set IPROP='1'
#-----
#determine dust destruction radius and wall emission (0=n,1=y)
#always run before SED calculations. Sets RIN consistently and
#gives wall emission for given angle MUI. Assumes same mixture as
#small grains, but it can be changed, by assigning another file
#to FILESILWALL
set IWALLDUST='1'
#-----
#run sed_angle (thermal emission)? (0=n,1=y)
#This depends on IIRR output, eps (s), extinction files,
#filelongan, isub (fixed below), rstar, rin, rdisk, tstar, mui
set ISEDt='1'
#-----
#run sed_scatter (scattered emission)? (0=n,1=y)
#has same dependencies as sed_angle
set ISEDS='0'
```

## APÉNDICE: CÁLCULO DE LOS PAH

---

En este apéndice se presenta el código con que se estimaron los residuos para conocer la presencia de PAH en la muestra de estrella. Solo se muestra el procedimiento que se realizó sobre la estrella SO411, el cual es el mismo para el resto de la muestra con evidencia de PAH.

```
#!/usr/bin/env python
#This program estimate the residual for a model to see the different feature in the target, in this
program is to estima the PAH
import numpy as np
import scipy
from scipy import interpolate
import matplotlib.pyplot as plt
#Datos del espectro de la estrella SO411
so411 = np.loadtxt('SO411_spec2.txt')
wl = so411[:,0]
flux = so411[:,1]
#Datos de la estrella provenientes del cluster
model = np.loadtxt('modelfits_SO411_872.txt')
wlm = model[:,0]
fluxtm = model[:,3]
wall = np.loadtxt('wall_SO411_872.txt')
fluxw = wall[:,1]
phot = np.loadtxt('phot_SO411_872.txt')
fluxp = phot[:,1]
#Suma de todos los flujos que están en nu*Fnu y deben ser transformados a Jy
fluxtotal = fluxtm + fluxw + fluxp
#Transformación a Jy
FT_jy = fluxtotal*(wlm/2.99794e14)*(1/1e-23)
#Interpolación para encontrar el nuevo valor del flujo para obtener el residuo
Fnew = interpolate.interp1d(wlm,FT_jy)
#Nuevo flujo
ynew2 = Fnew(wl)
#Residuo (forma de estimarlos)
residuo2 = flux - ynew2
#Gráfica
plt.subplot(1,2,1)
```

```
plt.xlim(5,15)
plt.ylim(0,1.3)
plt.xlabel('λ(μ)')
plt.ylabel('Flux(Jy)')
plt.plot(wl, flux,'c-', lw=1.5, label='IRS Spectrum')
plt.title('Espectro IRS de SO411', size='11')
plt.subplot(1,2,2)
plt.xlim(5.6,13)
plt.ylim(-0.05, 0.20)
plt.xlabel('λ(μ)')
plt.ylabel('Flux(Jy)')
plt.plot(wl, residuo2, '-', color='Gray', lw=1, label='Residual')
plt.vlines(6.2,np.min(residuo2), np.max(residuo2), color='Purple', lw=1.5, linestyle='-', label='6.2
feature')
plt.vlines(7.7,np.min(residuo2), np.max(residuo2), color='Cyan', lw=1.5, linestyle='-', label='7.7 fea-
ture')
plt.vlines(8.6,np.min(residuo2), np.max(residuo2), color='DarkOrange',lw=1.5,linestyle='-', label='8.6
feature')
plt.vlines(11.3,np.min(residuo2), np.max(residuo2),color= 'DarkBlue',linestyle='-', lw=1.5, label='11.3
feature')
plt.vlines(12,np.min(residuo2), np.max(residuo2), color='DarkGreen', linestyle='-', lw=1.5, label='11.9
feature')
plt.vlines(12.7,np.min(residuo2), np.max(residuo2), color='Brown', linestyle='-', lw=1.5, label='12.7
feature')
plt.subplots_adjust(left=0.10, bottom=0.11, right=0.94, top=0.88, wspace=0.30, hspace=None)
plt.title('Rasgos de PAHs', size='11')
plt.savefig('IRSPAFeatureSO411.eps')
plt.show()
```

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Acke, B. y col. (2004). «ISO spectroscopy of disks around Herbig Ae/Be stars». En: *A&A* 426, págs. 151–170. doi: [10.1051/0004-6361:20040400](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040400). eprint: [astro-ph/0406050](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406050).
- Adame, Lucía (2010). «Discos Circunsubestelares». Tesis doct. Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM).
- Alexander, R. y col. (2014). «The Dispersal of Protoplanetary Disks». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 475–496. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch021](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch021). arXiv: [1311.1819](https://arxiv.org/abs/1311.1819) [[astro-ph.EP](https://arxiv.org/abs/1311.1819)].
- Andre, P. y col. (1993). «Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A – The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps». En: *ApJ* 406, págs. 122–141. doi: [10.1086/172425](https://doi.org/10.1086/172425).
- Andrews, L. B. (1933). «Dark nebulosity near S Monocerotis». En: *Publications of the American Astronomical Society*. Vol. 7. Publications of the American Astronomical Society, pág. 211.
- Apai, D. y col. (2010). *PROTOPLANETARY DUST Astrophysical and Cosmochemical Perspectives*. Cambridge University Press.
- Appenzeller, I. y col. (1989). «T Tauri stars». En: *A&A Rev.* 1, págs. 291–334. doi: [10.1007/BF00873081](https://doi.org/10.1007/BF00873081).
- Baraffe, I. y col. (2002). «Evolutionary models for low-mass stars and brown dwarfs: Uncertainties and limits at very young ages». En: *A&A* 382, págs. 563–572. doi: [10.1051/0004-6361:20011638](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20011638). eprint: [astro-ph/0111385](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0111385).
- Barnes, Jeannette (1993). *A Beginner's Guide to Using IRAF*. National Optical Astronomy Observatories. URL: <http://iraf.noao.edu>.
- Barrado y Navascués, D. y col. (2003). «An Empirical Criterion to Classify T Tauri Stars and Substellar Analogs Using Low-Resolution Optical Spectroscopy». En: *AJ* 126, págs. 2997–3006. doi: [10.1086/379673](https://doi.org/10.1086/379673). eprint: [astro-ph/0309284](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0309284).
- Birney D.S; Gonzalez, G y col. (2006). *Observational Astronomy*. Cambridge University Press.
- Błęcka, M. I. y col. (2015). «Searching for the spectral features of minerals on the surface and in the dust of the comet 67P/Churyumov-Gerasimenko in NIR spectral range of VIRTIS-M data». En: *European Planetary Science Congress 2015, held 27 September – 2 October, 2015 in Nantes, France, Online at <A href="http://meetingorganizer.copernicus.org/EPSC2015/EPSC2015">http://meetingorganizer.copernicus.org/EPSC2015/EPSC2015</A>, id.EPSC2015-491 10, EPSC2015-491, EPSC2015-491*.
- Boer, K. S. y col. (2008). *Stars and Stellar Evolution*. EDP SCIENCES.
- Bouwman, J. y col. (2001). «Processing of silicate dust grains in Herbig Ae/Be systems». En: *A&A* 375, págs. 950–962. doi: [10.1051/0004-6361:20010878](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20010878).
- Bouwman, J. y col. (2008). «The Formation and Evolution of Planetary Systems: Grain Growth and Chemical Processing of Dust in T Tauri Systems». En: *ApJ* 683, págs. 479–498. doi: [10.1086/587793](https://doi.org/10.1086/587793). arXiv: [0802.3033](https://arxiv.org/abs/0802.3033).

- Briceno, C. (2008). «The Dispersed Young Population in Orion». En: *Handbook of Star Forming Regions, Volume I*. Ed. por B. Reipurth, pág. 838.
- Briceno, C. y col. (1997). «X-Rays Surveys and the Post-T Tauri Problem». En: 113, págs. 740-752. doi: [10.1086/118293](https://doi.org/10.1086/118293).
- Caballero, J. A. (2007a). «The brightest stars of the  $\sigma$  Orionis cluster». En: *A&A* 466, págs. 917-930. doi: [10.1051/0004-6361:20066652](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066652). eprint: [astro-ph/0701067](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701067).
- (2007b). «VizieR Online Data Catalog: Brightest stars of sigma Orionis cluster (Caballero+, 2007)». En: *VizieR Online Data Catalog* 346.
- (2008). «Dynamical parallax of  $\sigma$  Ori AB: mass, distance and age». En: *MNRAS* 383, págs. 750-754. doi: [10.1111/j.1365-2966.2007.12614.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2007.12614.x). arXiv: [0710.3541](https://arxiv.org/abs/0710.3541).
- Calvet, N. y col. (1992). «Balmer line profiles for infalling T Tauri envelopes». En: *ApJ* 386, págs. 239-247. doi: [10.1086/171010](https://doi.org/10.1086/171010).
- Calvet, N. y col. (2000). «Evolution of Disk Accretion». En: *Protostars and Planets IV*, pág. 377. eprint: [astro-ph/9902335](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9902335).
- Calvet, N. y col. (1991). «Irradiation of accretion disks around young objects. I - Near-infrared CO bands». En: *ApJ* 380, págs. 617-630. doi: [10.1086/170618](https://doi.org/10.1086/170618).
- Calvet, N. y col. (1992). «Irradiation of Accretion Disks around Young Objects. II. Continuum Energy Distribution». En: *RMxAA* 24.
- Calvet, N. y col. (2004). «The Mass Accretion Rates of Intermediate-Mass T Tauri Stars». En: *AJ* 128, págs. 1294-1318. doi: [10.1086/422733](https://doi.org/10.1086/422733).
- Calvet, N. y col. (2005). «Disks in Transition in the Taurus Population: Spitzer IRS Spectra of GM Aurigae and DM Tauri». En: *ApJL* 630, págs. L185-L188. doi: [10.1086/491652](https://doi.org/10.1086/491652).
- Cardelli, J. A. y col. (1989). «The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction». En: *ApJ* 345, págs. 245-256. doi: [10.1086/167900](https://doi.org/10.1086/167900).
- Carroll B. W.; Ostlie, D. A. (2007). *An Introduction to Modern Astrophysics*. Addison-Wesley.
- Codella, C. y col. (2014). «The ALMA view of the protostellar system HH212. The wind, the cavity, and the disk». En: *A&A* 568, L5, pág. L5. doi: [10.1051/0004-6361/201424103](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424103). arXiv: [1407.6229](https://arxiv.org/abs/1407.6229) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).SR].
- Cody, A. M. y col. (2010). «Precision Photometric Monitoring of Very Low Mass  $\sigma$  Orionis Cluster Members: Variability and Rotation at a Few Myr». En: *ApJS* 191, págs. 389-422. doi: [10.1088/0067-0049/191/2/389](https://doi.org/10.1088/0067-0049/191/2/389). arXiv: [1011.3539](https://arxiv.org/abs/1011.3539) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).SR].
- Colorado, Dept. of Chem. University of y col. (2002). «Infrared Spectroscopy: Theory.» En: cap. Chapter 15. URL: <http://orgchem.colorado.edu/Spectroscopy/irtutor/IRtheory.pdf>.
- Currie, T. y col. (2011). «The Transitional Protoplanetary Disk Frequency as a Function of Age: Disk Evolution In the Coronet Cluster, Taurus, and Other 1-8 Myr Old Regions». En: *ApJ* 732, 24, pág. 24. doi: [10.1088/0004-637X/732/1/24](https://doi.org/10.1088/0004-637X/732/1/24). arXiv: [1102.4364](https://arxiv.org/abs/1102.4364) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).SR].
- Cushing, M. C. y col. (2004). «Spextool: A Spectral Extraction Package for SpeX, a 0.8-5.5 Micron Cross-Dispersed Spectrograph». En: *PASP* 116, págs. 362-376. doi: [10.1086/382907](https://doi.org/10.1086/382907).
- Cutri, R. M. y col. (2003). «VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003)». En: *VizieR Online Data Catalog* 2246.

- D'Alessio, P. y col. (2001). «Accretion Disks around Young Objects. III. Grain Growth». En: *ApJ* 553, págs. 321–334. doi: [10.1086/320655](https://doi.org/10.1086/320655). eprint: [astro-ph/0101443](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0101443).
- D'Alessio, P. y col. (1998). «Accretion Disks around Young Objects. I. The Detailed Vertical Structure». En: *ApJ* 500, págs. 411–427. doi: [10.1086/305702](https://doi.org/10.1086/305702). eprint: [astro-ph/9806060](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9806060).
- D'Alessio, P. y col. (1999). «Accretion Disks around Young Objects. II. Tests of Well-mixed Models with ISM Dust». En: *ApJ* 527, págs. 893–909. doi: [10.1086/308103](https://doi.org/10.1086/308103). eprint: [astro-ph/9907330](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9907330).
- D'Alessio, P. y col. (2005). «The Truncated Disk of CoKu Tau/4». En: *ApJ* 621, págs. 461–472. doi: [10.1086/427490](https://doi.org/10.1086/427490). eprint: [astro-ph/0411522](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0411522).
- D'Alessio, P. y col. (2006). «Effects of Dust Growth and Settling in T Tauri Disks». En: *ApJ* 638, págs. 314–335. doi: [10.1086/498861](https://doi.org/10.1086/498861). eprint: [astro-ph/0511564](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0511564).
- Dahm, S. E. (2008). «The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264». En: *Handbook of Star Forming Regions, Volume I*. Ed. por B. Reipurth, pág. 966.
- Dent, W. R. F. y col. (2005). «CO emission from discs around isolated HAeBe and Vega-excess stars». En: *MNRAS* 359, págs. 663–676. doi: [10.1111/j.1365-2966.2005.08938.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08938.x). eprint: [astro-ph/0502544](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0502544).
- Dobbs, C. L. y col. (2014). «Formation of Molecular Clouds and Global Conditions for Star Formation». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 3–26. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch001](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch001). arXiv: [1312.3223](https://arxiv.org/abs/1312.3223).
- Draine, B. T. y col. (1984). «Optical properties of interstellar graphite and silicate grains». En: *ApJ* 285, págs. 89–108. doi: [10.1086/162480](https://doi.org/10.1086/162480).
- Dunham, M. M. y col. (2014). «The Evolution of Protostars: Insights from Ten Years of Infrared Surveys with Spitzer and Herschel». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 195–218. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch009](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch009). arXiv: [1401.1809](https://arxiv.org/abs/1401.1809).
- Eisner, J. A. y col. (2004). «Resolved Inner Disks around Herbig Ae/Be Stars». En: *ApJ* 613, págs. 1049–1071. doi: [10.1086/423314](https://doi.org/10.1086/423314). eprint: [astro-ph/0406356](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406356).
- Españlat, C. y col. (2007a). «On the Diversity of the Taurus Transitional Disks: UX Tauri A and LkCa 15». En: *ApJL* 670, págs. L135–L138. doi: [10.1086/524360](https://doi.org/10.1086/524360). arXiv: [0710.2892](https://arxiv.org/abs/0710.2892).
- Españlat, C. y col. (2007b). «Probing the Dust and Gas in the Transitional Disk of CS Cha with Spitzer». En: *ApJL* 664, págs. L111–L114.
- Españlat, C. y col. (2008). «A Slowly Accreting ~10 Myr-old Transitional Disk in Orion OB1a». En: *ApJL* 689, L145, pág. L145. doi: [10.1086/595869](https://doi.org/10.1086/595869). arXiv: [0810.4575](https://arxiv.org/abs/0810.4575).
- Españlat, C. y col. (2010). «Unveiling the Structure of Pre-transitional Disks». En: *ApJ* 717, págs. 441–457. doi: [10.1088/0004-637X/717/1/441](https://doi.org/10.1088/0004-637X/717/1/441). arXiv: [1005.2365 \[astro-ph.SR\]](https://arxiv.org/abs/1005.2365).
- Españlat, C. y col. (2011). «A Spitzer IRS Study of Infrared Variability in Transitional and Pre-transitional Disks Around T Tauri Stars». En: *ApJ* 728, 49, pág. 49. doi: [10.1088/0004-637X/728/1/49](https://doi.org/10.1088/0004-637X/728/1/49). arXiv: [1012.3500 \[astro-ph.SR\]](https://arxiv.org/abs/1012.3500).
- Españlat, C. y col. (2012). «On the Transitional Disk Class: Linking Observations of T Tauri Stars and Physical Disk Models». En: *ApJ* 747, 103, pág. 103. doi: [10.1088/0004-637X/747/2/103](https://doi.org/10.1088/0004-637X/747/2/103). arXiv: [1201.1518 \[astro-ph.SR\]](https://arxiv.org/abs/1201.1518).



- Espaillet, C. y col. (2014). «An Observational Perspective of Transitional Disks». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 497-520. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch022](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch022). arXiv: [1402.7103](https://arxiv.org/abs/1402.7103) [astro-ph.SR].
- Espaillet, Catherine C. (2009). «The Evolution of Dusty Disk Around Low-Mass Pre-Main Sequence Stars». Tesis doct. University of Michigan.
- Flaccomio, E. y col. (2006). «ACIS-I observations of NGC 2264. Membership and X-ray properties of PMS stars». En: *A&A* 455, págs. 903-921. doi: [10.1051/0004-6361:20065084](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065084). eprint: [astro-ph/0604243](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0604243).
- Flaccomio, E. y col. (1999). «BVRI photometry of the star-forming region NGC 2264: the initial mass function and star-forming rate». En: *A&A* 345, págs. 521-530.
- Franciosini, E. y col. (2006). «XMM-Newton observations of the  $\sigma$  Orionis cluster. II. Spatial and spectral analysis of the full EPIC field». En: *A&A* 446, págs. 501-513. doi: [10.1051/0004-6361:20053605](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053605). eprint: [astro-ph/0510209](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0510209).
- Furlan, E. y col. (2005). «Colors of Classical T Tauri Stars in Taurus Derived from Spitzer Infrared Spectrograph Spectra: Indication of Dust Settling». En: *ApJL* 628, págs. L65-L68. doi: [10.1086/432540](https://doi.org/10.1086/432540).
- Furlan, E. y col. (2006). «A Survey and Analysis of Spitzer Infrared Spectrograph Spectra of T Tauri Stars in Taurus». En: *ApJS* 165, págs. 568-605. doi: [10.1086/505468](https://doi.org/10.1086/505468). eprint: [astro-ph/0608038](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0608038).
- Furlan, E. y col. (2008). «Spitzer IRS Spectra and Envelope Models of Class I Protostars in Taurus». En: *ApJS* 176, 184-215, págs. 184-215. doi: [10.1086/527301](https://doi.org/10.1086/527301). arXiv: [0711.4038](https://arxiv.org/abs/0711.4038).
- García López, R. y col. (2011). «The nature of the embedded intermediate-mass T Tauri star DK Chamaeleontis». En: *A&A* 534, A99, A99. doi: [10.1051/0004-6361/201117183](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117183). arXiv: [1109.1220](https://arxiv.org/abs/1109.1220) [astro-ph.SR].
- García, Paulo J. V. (2011). *Physical processes in circumstellar disks around young stars*. The University of Chicago Press.
- Garrison, R. F. (1967). «The  $\sigma$  Orionis Clustering». En: *PASP* 79, pág. 433. doi: [10.1086/128517](https://doi.org/10.1086/128517).
- Geers, V. C. y col. (2006). «C2D Spitzer-IRS spectra of disks around T Tauri stars. II. PAH emission features». En: *A&A* 459, págs. 545-556. doi: [10.1051/0004-6361:20064830](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20064830). eprint: [astro-ph/0609157](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0609157).
- Gielen, C. y col. (2007). «Dust-grain processing in circumbinary discs around evolved binaries. The RV Tauri spectral twins RU Centauri and AC Herculis». En: *A&A* 475, págs. 629-637. doi: [10.1051/0004-6361:20078323](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078323). arXiv: [0709.3197](https://arxiv.org/abs/0709.3197).
- Grankin, K. N. y col. (2007). «Results of the ROTOR-program. I. The long-term photometric variability of classical T Tauri stars». En: *A&A* 461, págs. 183-195. doi: [10.1051/0004-6361:20065489](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065489). eprint: [astro-ph/0611028](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611028).
- Guimarães, M. M. y col. (2006). «Stellar parameters and evidence of circumstellar activity for a sample of Herbig Ae/Be stars». En: *A&A* 457, págs. 581-589. doi: [10.1051/0004-6361:20065005](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065005).
- Gullbring, E. y col. (1998). «Disk Accretion Rates for T Tauri Stars». En: *ApJ* 492, págs. 323-341. doi: [10.1086/305032](https://doi.org/10.1086/305032).

- Habart, E. y col. (2004). «PAHs in circumstellar disks around Herbig Ae/Be stars». En: *A&A* 427, págs. 179–192. doi: [10.1051/0004-6361:20035916](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20035916). eprint: [astro-ph/0405195](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405195).
- Haisch Jr., K. E. y col. (2001). «Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters». En: *ApJL* 553, págs. L153–L156. doi: [10.1086/320685](https://doi.org/10.1086/320685). eprint: [astro-ph/0104347](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0104347).
- Hartmann, J. (1904). «Investigations on the spectrum and orbit of delta Orionis.» En: *ApJ* 19. doi: [10.1086/141112](https://doi.org/10.1086/141112).
- Hartmann, L. (1998). *Accretion Processes in Star Formation*. Cambridge Astrophysics Series.
- Hartmann, L. (2005). «Astrophysical Observations of Disk Evolution around Solar Mass Stars». En: *Chondrites and the Protoplanetary Disk*. Ed. por A. N. Krot y col. Vol. 341. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 131.
- Hartmann, L. (2009). *Accretion Processes in Star Formation*. Cambridge Astrophysics Series.
- Hartmann, L. y col. (2005). «IRAC Observations of Taurus Pre–Main–Sequence Stars». En: *ApJ* 629, págs. 881–896. doi: [10.1086/431472](https://doi.org/10.1086/431472). eprint: [astro-ph/0505323](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0505323).
- Harwit, M. (2006). *Astrophysical Concepts*. Springer.
- Herbig, G. H. (1954). «Emission–Line Stars Associated with the Nebulous Cluster NGC 2264.» En: *ApJ* 119, pág. 483. doi: [10.1086/145854](https://doi.org/10.1086/145854).
- (1960). «The Spectra of Be– and Ae–TYPE Stars Associated with Nebulosity». En: *ApJS* 4, pág. 337. doi: [10.1086/190050](https://doi.org/10.1086/190050).
- Herbig, G. H. y col. (1988). *Third Catalog of Emission–Line Stars of the Orion Population : 3 : 1988*.
- Herbst, W. y col. (1999). «A Photometric Catalog of Herbig AE/BE Stars and Discussion of the Nature and Cause of the Variations of UX Orionis Stars». En: *AJ* 118, págs. 1043–1060. doi: [10.1086/300966](https://doi.org/10.1086/300966).
- Herbst, W. y col. (1994). «Catalogue of UBVRI photometry of T Tauri stars and analysis of the causes of their variability». En: 108, págs. 1906–1923. doi: [10.1086/117204](https://doi.org/10.1086/117204).
- Hernández, J. y col. (2004). «Spectral Analysis and Classification of Herbig Ae/Be Stars». En: 127, págs. 1682–1701. doi: [10.1086/381908](https://doi.org/10.1086/381908).
- Hernández, J. y col. (2005). «Herbig Ae/Be Stars in nearby OB Associations». En: *AJ* 129, págs. 856–871. doi: [10.1086/426918](https://doi.org/10.1086/426918). eprint: [astro-ph/0410494](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0410494).
- Hernández, J. y col. (2006). «Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Second–Generation Dust Disks at 5–10 Myr». En: *ApJ* 652, págs. 472–481. doi: [10.1086/507942](https://doi.org/10.1086/507942). eprint: [astro-ph/0607562](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0607562).
- Hernández, J. y col. (2007a). «A Spitzer Space Telescope Study of Disks in the Young  $\sigma$  Orionis Cluster». En: *ApJ* 662, págs. 1067–1081. doi: [10.1086/513735](https://doi.org/10.1086/513735). eprint: [astro-ph/0701476](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701476).
- Hernández, J. y col. (2007b). «Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Disk Census in the Low–Mass Stars». En: *ApJ* 671, págs. 1784–1799. doi: [10.1086/522882](https://doi.org/10.1086/522882). arXiv: [0709.0912](https://arxiv.org/abs/0709.0912).
- Hernández, J. y col. (2008). «A Spitzer View of Protoplanetary Disks in the  $\gamma$  Velorum Cluster». En: *ApJ* 686, 1195–1208, págs. 1195–1208. doi: [10.1086/591224](https://doi.org/10.1086/591224). arXiv: [0806.2639](https://arxiv.org/abs/0806.2639).
- Hernández, J. y col. (2009). «Spitzer Observations of the  $\lambda$  Orionis Cluster. I. The Frequency of Young Debris Disks at 5 Myr». En: *ApJ* 707, págs. 705–715. doi: [10.1088/0004-637X/707/1/705](https://doi.org/10.1088/0004-637X/707/1/705). arXiv: [0910.3884](https://arxiv.org/abs/0910.3884) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/astro-ph.SR)].

- Hernández, J. y col. (2010). «Spitzer Observations of the  $\lambda$  Orionis Cluster. II. Disks Around Solar-type and Low-mass Stars». En: *ApJ* 722, págs. 1226–1239. doi: [10.1088/0004-637X/722/2/1226](https://doi.org/10.1088/0004-637X/722/2/1226). arXiv: [1008.3916](https://arxiv.org/abs/1008.3916) [astro-ph.SR].
- Hernández, J. y col. (2014). «A Spectroscopic Census in Young Stellar Regions: The  $\sigma$  Orionis Cluster». En: *ApJ* 794, 36, pág. 36. doi: [10.1088/0004-637X/794/1/36](https://doi.org/10.1088/0004-637X/794/1/36). arXiv: [1408.0225](https://arxiv.org/abs/1408.0225) [astro-ph.SR].
- Houck, J. R. y col. (2004). *Spectroscopy of protostellar, protoplanetary and debris disks*. Spitzer Proposal.
- Houck, J. R. y col. (2004). «The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope». En: *ApJS* 154, págs. 18–24. doi: [10.1086/423134](https://doi.org/10.1086/423134). eprint: [astro-ph/0406167](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406167).
- Houck, J. R. y col. (2007). *Early T Tauri Stars with the IRS*. Spitzer Proposal.
- Ingleby, L. y col. (2011). «Near-ultraviolet Excess in Slowly Accreting T Tauri Stars: Limits Imposed by Chromospheric Emission». En: *ApJ* 743, 105, pág. 105. doi: [10.1088/0004-637X/743/2/105](https://doi.org/10.1088/0004-637X/743/2/105). arXiv: [1110.6312](https://arxiv.org/abs/1110.6312) [astro-ph.SR].
- Ingleby, L. y col. (2013). «Accretion Rates for T Tauri Stars Using Nearly Simultaneous Ultraviolet and Optical Spectra». En: *ApJ* 767, 112, pág. 112. doi: [10.1088/0004-637X/767/2/112](https://doi.org/10.1088/0004-637X/767/2/112). arXiv: [1303.0769](https://arxiv.org/abs/1303.0769) [astro-ph.SR].
- Ingleby, L. y col. (2014). «The Evolution of Accretion in Young Stellar Objects: Strong Accretors at 3–10 Myr». En: *ApJ* 790, 47, pág. 47. doi: [10.1088/0004-637X/790/1/47](https://doi.org/10.1088/0004-637X/790/1/47). arXiv: [1406.0722](https://arxiv.org/abs/1406.0722) [astro-ph.SR].
- Ishihara, D. y col. (2010). «The AKARI/IRC mid-infrared all-sky survey». En: *A&A* 514, A1, A1. doi: [10.1051/0004-6361/200913811](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913811). arXiv: [1003.0270](https://arxiv.org/abs/1003.0270) [astro-ph.IM].
- Jeffries, R. D. (2014). «Using rotation, magnetic activity and lithium to estimate the ages of low mass stars». En: *EAS Publications Series*. Vol. 65. EAS Publications Series, págs. 289–325. doi: [10.1051/eas/1465008](https://doi.org/10.1051/eas/1465008). arXiv: [1404.7156](https://arxiv.org/abs/1404.7156) [astro-ph.SR].
- Jørgensen, J. K. y col. (2013). «A Recent Accretion Burst in the Low-mass Protostar IRAS 15398–3359: ALMA Imaging of Its Related Chemistry». En: *ApJL* 779, L22, pág. L22. doi: [10.1088/2041-8205/779/2/L22](https://doi.org/10.1088/2041-8205/779/2/L22). arXiv: [1312.0724](https://arxiv.org/abs/1312.0724) [astro-ph.SR].
- Joy, A. H. (1945). «T Tauri Variable Stars.» En: *ApJ* 102, pág. 168. doi: [10.1086/144749](https://doi.org/10.1086/144749).
- Kamp, I. (2011). «Evolution of PAHs in Protoplanetary Disks». En: *EAS Publications Series*. Ed. por C. Joblin y col. Vol. 46. EAS Publications Series, págs. 271–283. doi: [10.1051/eas/1146029](https://doi.org/10.1051/eas/1146029). arXiv: [1101.0514](https://arxiv.org/abs/1101.0514) [astro-ph.SR].
- Karttunen, H. (2006). *Fundamental Astronomy*. Springer.
- Keller, L. D. y col. (2009). «PAH Emission from Disks around Intermediate-Mass Stars: The Peculiar Aroma of Hydrocarbons Orbiting Herbig Ae/Be Stars». En: *Cosmic Dust – Near and Far*. Ed. por T. Henning y col. Vol. 414. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, pág. 107.
- Keller, L. D. y col. (2008). «PAH Emission from Herbig Ae/Be Stars». En: *ApJ* 684, 411–429, págs. 411–429. doi: [10.1086/589818](https://doi.org/10.1086/589818). arXiv: [0809.2389](https://arxiv.org/abs/0809.2389).
- Kenyon, S. y col. (2005). «Formation of planets and debris disks in the terrestrial zone». En: *Star Formation in the Era of Three Great Observatories*, pág. 20.

- Kessler M.F., et al. (2003). *The ISO Handbook, Volumen I: ISO – Mission & Satellite Overview*. URL: <http://iso.esac.esa.int/index.php>.
- Kharchenko, N. V. y col. (2009). «VizieR Online Data Catalog: All-Sky Compiled Catalogue of 2.5 million stars (Kharchenko+ 2009)». En: *VizieR Online Data Catalog* 1280.
- Kim, K. H. y col. (2009). «Mid-Infrared Spectra of Transitional Disks in the Chamaeleon I Cloud». En: *ApJ* 700, págs. 1017–1025. doi: [10.1088/0004-637X/700/2/1017](https://doi.org/10.1088/0004-637X/700/2/1017).
- Kim, K. H. y col. (2013). «Transitional Disks and Their Origins: An Infrared Spectroscopic Survey of Orion A». En: *ApJ* 769, 149, pág. 149. doi: [10.1088/0004-637X/769/2/149](https://doi.org/10.1088/0004-637X/769/2/149). arXiv: [1303.6313 \[astro-ph.SR\]](https://arxiv.org/abs/1303.6313).
- Lada, C. J. (1987). «Star formation – From OB associations to protostars». En: *Star Forming Regions*. Ed. por M. Peimbert y col. Vol. 115. IAU Symposium, págs. 1–17.
- Lada, C. J. y col. (1984). «The nature of the embedded population in the Rho Ophiuchi dark cloud – Mid-infrared observations». En: *ApJ* 287, págs. 610–621. doi: [10.1086/162719](https://doi.org/10.1086/162719).
- Lada, C. J. y col. (2006a). «Spitzer Observations of IC 348: The Disk Population at 2–3 Million Years». En: *AJ* 131, págs. 1574–1607. doi: [10.1086/499808](https://doi.org/10.1086/499808). eprint: [astro-ph/0511638](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0511638).
- (2006b). «Spitzer Observations of IC 348: The Disk Population at 2–3 Million Years». En: *AJ* 131, págs. 1574–1607. doi: [10.1086/499808](https://doi.org/10.1086/499808). eprint: [astro-ph/0511638](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0511638).
- Lamm, M. H. y col. (2005). «Rotational evolution of low mass stars: The case of NGC 2264». En: *A&A* 430, págs. 1005–1026. doi: [10.1051/0004-6361:20040492](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040492).
- Lebouteiller, V. y col. (2010). «Advanced Optimal Extraction for the Spitzer/IRS». En: *PASP* 122, págs. 231–240. doi: [10.1086/650426](https://doi.org/10.1086/650426). arXiv: [0910.1846 \[astro-ph.IM\]](https://arxiv.org/abs/0910.1846).
- Lebouteiller, V. y col. (2011). «CASSIS: The Cornell Atlas of Spitzer/Infrared Spectrograph Sources». En: *ApJS* 196, 8, pág. 8. doi: [10.1088/0067-0049/196/1/8](https://doi.org/10.1088/0067-0049/196/1/8). arXiv: [1108.3507 \[astro-ph.IM\]](https://arxiv.org/abs/1108.3507).
- Luhman, K. L. y col. (2010). «The Disk Population of the Taurus Star-Forming Region». En: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 186.1, pág. 111. URL: <http://stacks.iop.org/0067-0049/186/i=1/a=111>.
- Lynden-Bell, D. y col. (1974). «The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables.» En: *MNRAS* 168, págs. 603–637. doi: [10.1093/mnras/168.3.603](https://doi.org/10.1093/mnras/168.3.603).
- M. Güdel y col. (2007). «The XMM-Newton extended survey of the Taurus molecular cloud (XEST)». En: *A&A* 468.2, págs. 353–377. doi: [10.1051/0004-6361:20065724](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20065724). URL: <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20065724>.
- Mamajek, E. E. y col. (2004). «Constraining the Lifetime of Circumstellar Disks in the Terrestrial Planet Zone: A Mid-Infrared Survey of the 30 Myr old Tucana-Horologium Association». En: *AJ* 128, págs. 496–510. doi: [10.1086/422550](https://doi.org/10.1086/422550). eprint: [astro-ph/0405271](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405271).
- Massey, P. (2015). *The Large Monolithic Imager User Manual*. Lowell Observatory. URL: <http://www2.lowell.edu/rsch/LMI/LMI.html>.
- Massey, P. y col. (1992). *A User's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF*. URL: <http://pista.web.elte.hu/Homepage/HowTo/UsersGuideToCCDPhotometry.pdf>.
- Mathis, J. S. (1990). «Interstellar dust and extinction». En: *ARA&A* 28, págs. 37–70. doi: [10.1146/annurev.aa.28.090190.000345](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.28.090190.000345).

- Maxted, P. F. L. y col. (2008). «A survey for low-mass spectroscopic binary stars in the young clusters around  $\sigma$  Orionis and  $\lambda$  Orionis». En: *MNRAS* 385, págs. 2210–2224. doi: [10.1111/j.1365-2966.2008.13008.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13008.x). arXiv: [0801.3595](https://arxiv.org/abs/0801.3595).
- McClure, M. K. y col. (2012). «Probing Dynamical Processes in the Planet-forming Region with Dust Mineralogy». En: *ApJL* 759, L10, pág. L10. doi: [10.1088/2041-8205/759/1/L10](https://doi.org/10.1088/2041-8205/759/1/L10). arXiv: [1209.5671](https://arxiv.org/abs/1209.5671) [[astro-ph.SR](#)].
- McClure, M. K. y col. (2013). «Characterizing the Stellar Photospheres and Near-infrared Excesses in Accreting T Tauri Systems». En: *ApJ* 769, 73, pág. 73. doi: [10.1088/0004-637X/769/1/73](https://doi.org/10.1088/0004-637X/769/1/73). arXiv: [1304.0135](https://arxiv.org/abs/1304.0135) [[astro-ph.SR](#)].
- Meeus, G. y col. (2001). «ISO spectroscopy of circumstellar dust in 14 Herbig Ae/Be systems: Towards an understanding of dust processing». En: *A&A* 365, págs. 476–490. doi: [10.1051/0004-6361:20000144](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20000144). eprint: [astro-ph/0012295](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0012295).
- Megeath, S. T. y col. (2016). «The Spitzer Space Telescope Survey of the Orion A and B Molecular Clouds. II. The Spatial Distribution and Demographics of Dusty Young Stellar Objects». En: *AJ* 151, 5, pág. 5. doi: [10.3847/0004-6256/151/1/5](https://doi.org/10.3847/0004-6256/151/1/5). arXiv: [1511.01202](https://arxiv.org/abs/1511.01202).
- Molster, F. J. y col. (2002). «Crystalline silicate dust around evolved stars. III. A correlations study of crystalline silicate features». En: 382, págs. 241–255. doi: [10.1051/0004-6361:20011552](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20011552). eprint: [astro-ph/0201305](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0201305).
- Murakami, H. y col. (2007). «The Infrared Astronomical Mission AKARI». En: *PASJ* 59, S369. doi: [10.1093/pasj/59.sp2.S369](https://doi.org/10.1093/pasj/59.sp2.S369). arXiv: [0708.1796](https://arxiv.org/abs/0708.1796).
- Muzerolle, J. y col. (2004). «Magnetospheres and Disk Accretion in Herbig Ae/Be Stars». En: *ApJ* 617, págs. 406–417. doi: [10.1086/425260](https://doi.org/10.1086/425260). eprint: [astro-ph/0409008](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0409008).
- Muzerolle, J. y col. (2010). «A Spitzer Census of Transitional Protoplanetary Disks with AU-scale Inner Holes». En: *ApJ* 708, págs. 1107–1118. doi: [10.1088/0004-637X/708/2/1107](https://doi.org/10.1088/0004-637X/708/2/1107). arXiv: [0911.2704](https://arxiv.org/abs/0911.2704) [[astro-ph.SR](#)].
- Natta, A. y col. (2004). «Accretion in brown dwarfs: An infrared view». En: *A&A* 424, págs. 603–612. doi: [10.1051/0004-6361:20040356](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20040356). eprint: [astro-ph/0406106](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406106).
- Nguyen, D. C. y col. (2009a). «Disk Braking in young Stars: Probing Rotation in Chamaeleon i and Taurus-Auriga». En: *ApJ* 695, págs. 1648–1656. doi: [10.1088/0004-637X/695/2/1648](https://doi.org/10.1088/0004-637X/695/2/1648). arXiv: [0902.0001](https://arxiv.org/abs/0902.0001) [[astro-ph.SR](#)].
- Nguyen, D. C. y col. (2009b). «How Variable is Accretion in Young Stars?» En: *ApJL* 694, págs. L153–L157. doi: [10.1088/0004-637X/694/2/L153](https://doi.org/10.1088/0004-637X/694/2/L153). arXiv: [0902.4235](https://arxiv.org/abs/0902.4235) [[astro-ph.SR](#)].
- Ocando A, María de los A. (2012). *Caracterización de la Población Estelar en el Cúmulo NGC 2169 y sus Sistemas Planetarios en Formación*. Venezuela: Universidad del Zulia.
- Offner, S. S. R. y col. (2014). «The Origin and Universality of the Stellar Initial Mass Function». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 53–75. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch003](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch003). arXiv: [1312.5326](https://arxiv.org/abs/1312.5326) [[astro-ph.SR](#)].
- Oliveira, Isa (2011). «Observational constraints on the evolution of dust in protoplanetary disks». Tesis doct. University of Leiden.
- Oliveira, J. y col. (2006). *Mid-IR spectroscopy of pre-main-sequence stars in the sigma Orionis cluster*. Spitzer Proposal.

- Olnon, F. M. y col. (1986). «IRAS catalogues and atlases – Atlas of low-resolution spectra». En: *A&AS* 65, págs. 607–1065.
- Pecaut, M. J. y col. (2013). «Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars». En: *ApJS* 208, 9, pág. 9. doi: [10.1088/0067-0049/208/1/9](https://doi.org/10.1088/0067-0049/208/1/9). arXiv: [1307.2657](https://arxiv.org/abs/1307.2657) [astro-ph.SR].
- Pérez, Alice G. (2013). *Estudio espectro-fotométrico en regiones de formación estelar: El Cúmulo de Sigma Orionis*. Venezuela: Universidad de Oriente.
- Piau, L. y col. (2002). «Lithium Depletion in Pre-Main-Sequence Solar-like Stars». En: *ApJ* 566, págs. 419–434. doi: [10.1086/324277](https://doi.org/10.1086/324277). eprint: [astro-ph/0111223](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0111223).
- Pilbratt, G. L. y col. (2010). «Herschel Space Observatory. An ESA facility for far-infrared and submillimetre astronomy». En: *A&A* 518, L1, pág. L1. doi: [10.1051/0004-6361/201014759](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201014759). arXiv: [1005.5331](https://arxiv.org/abs/1005.5331) [astro-ph.IM].
- Pollack, J. B. y col. (1994). «Composition and radiative properties of grains in molecular clouds and accretion disks». En: *ApJ* 421, págs. 615–639. doi: [10.1086/173677](https://doi.org/10.1086/173677).
- Prialnik, Dina. (2000). *The Theory of Stellar Structure and Evolution*. Cambridge University Press.
- Rayner, J. T. y col. (2003). «SpeX: A Medium-Resolution 0.8–5.5 Micron Spectrograph and Imager for the NASA Infrared Telescope Facility». En: *PASP* 115, págs. 362–382. doi: [10.1086/367745](https://doi.org/10.1086/367745).
- Reipurth, B. y col. (2014). «Multiplicity in Early Stellar Evolution». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 267–290. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch012](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch012). arXiv: [1403.1907](https://arxiv.org/abs/1403.1907) [astro-ph.SR].
- Ribas, Á. y col. (2015). «Protoplanetary disk lifetimes vs. stellar mass and possible implications for giant planet populations». En: *A&A* 576, A52, A52. doi: [10.1051/0004-6361/201424846](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424846). arXiv: [1502.00631](https://arxiv.org/abs/1502.00631) [astro-ph.SR].
- Robitaille, Thomas P. y col. (2007). «Interpreting Spectral Energy Distributions from Young Stellar Objects. II. Fitting Observed SEDs Using a Large Grid of Precomputed Models». En: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 169.2, pág. 328. URL: <http://stacks.iop.org/0067-0049/169/i=2/a=328>.
- Sacco, G. G. y col. (2007). «Lithium-depleted stars in the young  $\sigma$  Orionis cluster». En: *A&A* 462, págs. L23–L26. doi: [10.1051/0004-6361:20066434](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066434). eprint: [astro-ph/0611880](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611880).
- Sakai, N. y col. (2014). «Change in the chemical composition of infalling gas forming a disk around a protostar». En: *Nature* 507, págs. 78–80. doi: [10.1038/nature13000](https://doi.org/10.1038/nature13000).
- Salaris, M y col. (2005). *Evolution of Stars and Stellar Populations*. Jhon Wiley & Sons Ltd.
- Salpeter, E. E. (1955). «The Luminosity Function and Stellar Evolution.» En: *ApJ* 121, pág. 161. doi: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971).
- Sargent, B. A. y col. (2009a). «Dust Processing and Grain Growth in Protoplanetary Disks in the Taurus–Auriga Star-Forming Region». En: *ApJS* 182, págs. 477–508. doi: [10.1088/0067-0049/182/2/477](https://doi.org/10.1088/0067-0049/182/2/477). arXiv: [0811.3622](https://arxiv.org/abs/0811.3622).
- (2009b). «Dust Processing and Grain Growth in Protoplanetary Disks in the Taurus–Auriga Star-Forming Region». En: *ApJS* 182, págs. 477–508. doi: [10.1088/0067-0049/182/2/477](https://doi.org/10.1088/0067-0049/182/2/477). arXiv: [0811.3622](https://arxiv.org/abs/0811.3622).

- Sargent, B. A. y col. (2009c). «Silica in Protoplanetary Disks». En: *ApJ* 690, págs. 1193-1207. doi: [10.1088/0004-637X/690/2/1193](https://doi.org/10.1088/0004-637X/690/2/1193). arXiv: [0811.3590](https://arxiv.org/abs/0811.3590).
- Sargent, B. y col. (2006). «Dust Processing in Disks around T Tauri Stars». En: *ApJ* 645, págs. 395-415. doi: [10.1086/504283](https://doi.org/10.1086/504283). eprint: [astro-ph/0605415](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0605415).
- Schulz, Norbert S. (2005). *From Dust to Stars*. Springer-Praxis.
- Sestito, P. y col. (2008). «An assessment of Li abundances in weak-lined and classical T Tauri stars of the Taurus-Auriga association». En: *A&A* 487, págs. 965-973. doi: [10.1051/0004-6361:200810081](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200810081). arXiv: [0807.0302](https://arxiv.org/abs/0807.0302).
- Shakura, N. I. y col. (1973). «Black holes in binary systems. Observational appearance.» En: *A&A* 24, págs. 337-355.
- Sherry, W. H. y col. (2008). «Main-Sequence Fitting Distance to the  $\sigma$  Ori Cluster». En: *AJ* 135, págs. 1616-1623. doi: [10.1088/0004-6256/135/4/1616](https://doi.org/10.1088/0004-6256/135/4/1616). arXiv: [0801.2585](https://arxiv.org/abs/0801.2585).
- Sicilia-Aguilar, A. y col. (2011). «Dust Properties and Disk Structure of Evolved Protoplanetary Disks in Cep OB2: Grain Growth, Settling, Gas and Dust Mass, and Inside-out Evolution». En: *ApJ* 742, 39, pág. 39. doi: [10.1088/0004-637X/742/1/39](https://doi.org/10.1088/0004-637X/742/1/39). arXiv: [1108.5258](https://arxiv.org/abs/1108.5258) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1108.5258)].
- Siess, L. y col. (2000). «An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars». En: *A&A* 358, págs. 593-599. eprint: [astro-ph/0003477](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0003477).
- Sloan, G. C. y col. (2005). «Mid-Infrared Spectra of Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Emission in Herbig Ae/Be stars». En: *ApJ* 632, págs. 956-963. doi: [10.1086/444371](https://doi.org/10.1086/444371). eprint: [astro-ph/0506691](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0506691).
- Stahler Steven W. y Palla, Francesco (2004). *The Formation of Star*. WILEY-VCH.
- Sung, H. y col. (1997). «UBVRI H(alpha) Photometry of the Young Open Cluster NGC 2264». En: *AJ* 114, pág. 2644. doi: [10.1086/118674](https://doi.org/10.1086/118674).
- Sung, H. y col. (2009). «A Spitzer View of the Young Open Cluster NGC 2264». En: *AJ* 138, págs. 1116-1136. doi: [10.1088/0004-6256/138/4/1116](https://doi.org/10.1088/0004-6256/138/4/1116). arXiv: [0906.3072](https://arxiv.org/abs/0906.3072) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/0906.3072)].
- Teixeira, P. S. y col. (2006). «Identifying Primordial Substructure in NGC 2264». En: *ApJL* 636, págs. L45-L48. doi: [10.1086/500009](https://doi.org/10.1086/500009). eprint: [astro-ph/0511732](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0511732).
- Tennyson, J. (2005). *ASTRONOMICAL SPECTROSCOPY: An introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra*. Imperial College Press.
- Testi, L. y col. (2014). «Dust Evolution in Protoplanetary Disks». En: *Protostars and Planets VI*, págs. 339-361. doi: [10.2458/azu\\_uapress\\_9780816531240-ch015](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch015). arXiv: [1402.1354](https://arxiv.org/abs/1402.1354) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1402.1354)].
- Trumpler, R. J. (1930). «Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters». En: *Lick Observatory Bulletin* 14, págs. 154-188. doi: [10.5479/ADS/bib/1930LicOB.14.154T](https://doi.org/10.5479/ADS/bib/1930LicOB.14.154T).
- Tsukamoto, Y. y col. (2011). «Classification of the circumstellar disc evolution during the main accretion phase». En: *AJ* 141, págs. 591-600. doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.19081.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19081.x). arXiv: [1105.3314](https://arxiv.org/abs/1105.3314) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1105.3314)].
- Uchida, K. I. y col. (2004). «The State of Protoplanetary Material 10 Million years after Stellar Formation: Circumstellar Disks in the TW Hydrae Association». En: *ApJS* 154, págs. 439-442. doi: [10.1086/422888](https://doi.org/10.1086/422888). eprint: [astro-ph/0406138](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406138).

- Vieira, S. L. A. y col. (2003). «Investigation of 131 Herbig Ae/Be Candidate Stars». En: *AJ* 126, págs. 2971–2987. doi: [10.1086/379553](https://doi.org/10.1086/379553).
- Visser, R. y col. (2007). «PAH chemistry and IR emission from circumstellar disks». En: *A&A* 466, págs. 229–241. doi: [10.1051/0004-6361:20066829](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20066829). eprint: [astro-ph/0701606](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701606).
- Walter, F. M. y col. (2008). «The  $\sigma$  Orionis Cluster». En: *Handbook of Star Forming Regions, Volume I*. Ed. por B. Reipurth, pág. 732.
- Ward-Thompson Derek y Whitworth, Anthony P. (2011). *An Introduction to Star Formation*. Cambridge University Press.
- Wenger, M. y col. (2000). «The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects». En: *A&AS* 143, págs. 9–22. doi: [10.1051/aas:2000332](https://doi.org/10.1051/aas:2000332). eprint: [astro-ph/0002110](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0002110).
- Werner, M. W. y col. (2004). «The Spitzer Space Telescope Mission». En: *ApJS* 154, págs. 1–9. doi: [10.1086/422992](https://doi.org/10.1086/422992). eprint: [astro-ph/0406223](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0406223).
- White, R. J. y col. (2003). «Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs in Taurus-Auriga». En: *ApJ* 582, págs. 1109–1122. doi: [10.1086/344673](https://doi.org/10.1086/344673). eprint: [astro-ph/0209164](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0209164).
- Williams, J. P. y col. (2011). «Protoplanetary Disks and Their Evolution». En: *ARA&A* 49, págs. 67–117. doi: [10.1146/annurev-astro-081710-102548](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081710-102548). arXiv: [1103.0556](https://arxiv.org/abs/1103.0556) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).GA].
- Williams, J. P. y col. (2002). «Gas Flows around Two Young Stellar Clusters in NGC 2264». En: *ApJ* 568, págs. 259–266. doi: [10.1086/338837](https://doi.org/10.1086/338837). eprint: [astro-ph/0111481](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0111481).
- Williams, J. P. y col. (2013). «A SCUBA-2 850- $\mu$ m survey of protoplanetary discs in the  $\sigma$  Orionis cluster». En: *MNRAS* 435, págs. 1671–1679. doi: [10.1093/mnras/stt1407](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1407). arXiv: [1307.7174](https://arxiv.org/abs/1307.7174).
- Wolf-Chase, G. y col. (2003). «Star formation in massive protoclusters in the Monoceros OB1 dark cloud». En: *MNRAS* 344, págs. 809–822. doi: [10.1046/j.1365-8711.2003.06863.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06863.x). eprint: [astro-ph/0306170](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0306170).
- Wolf, M. (1924). «Veränderliche im Höhlennebel NGC 2264». En: *Astronomische Nachrichten* 221, pág. 379.
- Xing, L. F. (2010). «Lithium Abundances from Optical High-resolution Spectroscopy of Weak-line T Tauri Stars». En: *ApJ* 723, págs. 1542–1548. doi: [10.1088/0004-637X/723/2/1542](https://doi.org/10.1088/0004-637X/723/2/1542).
- Xing, L.-F. y col. (2007). «The lithium-rotation correlation for WTTS in Taurus Auriga». En: 12, págs. 265–270. doi: [10.1016/j.newast.2006.10.005](https://doi.org/10.1016/j.newast.2006.10.005). eprint: [astro-ph/0610870](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0610870).
- Young, E. T. y col. (2006). «Spitzer and Magellan Observations of NGC 2264: A Remarkable Star-forming Core near IRS 2». En: *ApJ* 642, págs. 972–978. doi: [10.1086/501227](https://doi.org/10.1086/501227). eprint: [astro-ph/0601300](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0601300).
- de Vries, B. L. y col. (2012). «Comet-like mineralogy of olivine crystals in an extrasolar proto-Kuiper belt». En: *Nature* 490, págs. 74–76. doi: [10.1038/nature11469](https://doi.org/10.1038/nature11469). arXiv: [1211.2626](https://arxiv.org/abs/1211.2626) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).EP].
- de Wit, W.-J. y col. (2014). «Report on the Workshop Herbig Ae/Be Stars: The Missing Link in Star Formation». En: *The Messenger* 157, págs. 50–53.