



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico-Matemáticas

Fuentes Protoestelares Galácticas Masivas

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciatura en Física

por

Francisco Ignacio García Torres

asesorado por

Dr. Abraham Luna Castellanos

Puebla, Pue.
Marzo 2016.

Título: Fuentes Protoestelares Galácticas Masivas
Estudiante: FRANCISCO IGNACIO GARCÍA TORRES

COMITÉ

M.C. Pedro Tolentino Eslava
Presidente

Dr. Lino Héctor Rodríguez Merino
Secretario

M.C. J. Antonio Piceno Rivera
Vocal

Dr. Abraham Luna Castellanos
Asesor

Dr. Eduardo Moreno Barbosa
Suplente

Agradecimientos

Agradezco a toda mi familia por su gran apoyo en todo este tiempo, por la oportunidad que me brindaron en estudiar esta gran carrera y creyeron en mí. A mi asesor, por la paciencia que tuvo para guiarme en este trabajo y todos sus consejos. A Retes y Edgar por brindarme su apoyo y consejos durante el desarrollo de este trabajo y por los ratos de relaxo, ojalá vengan más. A mis compañeros de generación por los buenos ratos que pasamos. Areli, quien fue un gran motor en casi toda la carrera y que aun lo sigue siendo, muchas gracias, te debo más de una. A los que no se encuentran conmigo y se adelantaron, que son como estrellas fantasmas en el cielo y que aun nos siguen iluminando con su luz, a ellos les dedico este trabajo.

Resumen

Se realizó un modelo de extinción siguiendo el trabajo hecho por Butler y Tan (2009). Se usaron imágenes de la base de datos del Telescopio Espacial Spitzer en la banda de $8\mu m$. Los objetos que se estudiaron son los que en Astrofísica se les denomina: nubes oscuras infrarrojas (IRDC por su acrónimo en inglés). Estos objetos son fríos y además exhiben una alta extinción en el visible. El modelo realizado se aplicó a dos regiones, a las fuentes: IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205. Estas dos regiones fueron seleccionadas ya que existe evidencia de la existencia de objetos estelares jóvenes masivos en la región molecular asociadas a ambas fuentes IRAS. Además, se obtuvo su mapa de extinción y se realizó su distribución espectral de energía, para ello se usaron catálogos de fuentes puntuales en el cercano, medio y lejano infrarrojo de los proyectos: 2MASS, Spitzer, WISE, IRAS y Planck. La distribución espectral de energía representa una medida de la potencia radiada por longitud de onda o frecuencia, además de que nos da una idea del estado evolutivo de estos objetos. Se realizó una comparación entre el mapa de extinción de la región asociada a la fuente IRAS 18236-1205 (denominada nube 76) con otro mapa de extinción usando una técnica diferente con datos del Telescopio Espacial Hershel (datos en longitudes de onda mayor).

Los mapas de extinción obtenidos por el modelo de Butler y Tan muestran una mayor estructura de fondo en comparación a los mapas de extinción obtenidos en este trabajo, pero los parámetros físicos obtenidos fueron aproximadamente igual a los reportados por Butler y Tan. Las observaciones indican que cuanto más jóvenes son las estrellas, más denso es el gas que tienen asociado, esto se puede ver con el valor de la densidad de masa superficial (Σ) obtenida alrededor de cada objeto estudiado. De acuerdo con los parámetros físicos obtenidos de las fuentes IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205 nos dicen que en ambas regiones se están formando estrellas, tanto de alta masa como de baja masa. Lo anterior muestra que son candidatos a regiones de formación estelar.

El modelo expuesto ha resultado efectivo en la elaboración de mapas de extinción. Las observaciones de Spitzer tienen una buena resolución (2 arcosegundos), además, su alta sensibilidad de observación nos permite ver la distribución de núcleos o *cores* embebidos en la nube molecular. Con esto se tiene que el modelo realizado nos da una garantía para identificar regiones de formación estelar en nuestra Galaxia y además construyendo la distribución espectral de energía podemos saber sobre el estado evolutivo de estos objetos estelares jóvenes.

Índice general

Índice de figuras	v
Índice de tablas	viii
1. Introducción	1
1.1. El medio interestelar	2
1.2. Nubes moleculares	4
1.3. Formación estelar	6
1.3.1. Formación de estrellas de baja masa.	7
1.3.2. Formación de estrellas de alta masa	10
1.4. Cuerpo negro	12
1.5. Densidad de flujo	13
1.6. Transferencia de la radiación	14
1.7. Cuerpo gris	15
1.8. Distribución espectral de energía	15
1.9. La extinción interestelar	17
1.9.1. Coeficiente lineal de absorción	17
1.9.2. Espesor óptico o profundidad óptica	18
2. El modelo de extinción	20
2.1. Introducción	20
2.2. El modelo	21
2.2.1. Descripción al modelo de extinción realizado	22
2.2.2. Obtención de los parámetros físicos	25
2.3. Comparación de los mapas de extinción	28
3. Aplicación del modelo de extinción a las regiones asociadas a los objetos IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205	35
3.1. IRAS 18223-1243	36
3.1.1. Mapa de extinción	38
3.1.2. Distribución espectral de energía	39

3.2. IRAS 18236-1205	42
3.2.1. Mapa de extinción	43
3.2.2. Distribución espectral de energía	44
4. Comparación y análisis	47
4.1. Comparación	47
4.2. Análisis	54
5. Discusión y conclusiones	56
5.1. Discusión	56
5.2. Conclusiones	57
Bibliografía	59

Índice de figuras

1.1. La nebulosa Barnard 33 en Orión también conocida como Cabeza de Caballo, es parte de una nube molecular que se proyecta sobre la nebulosa de emisión IC 434, mostrando la complejidad y belleza del medio interestelar Galáctico.	3
1.2. Imagen óptica de la nube molecular Barnard 68. Esta gran concentración de gas y polvo absorbe casi por completo la luz de las estrellas ubicadas detrás, esta nube se encuentra aproximadamente a 500 años luz de la Tierra. Fotografía tomada por el Very Large Telescope (VLT).	6
1.3. El proceso de formación de las estrellas de baja masa se resume en cinco etapas que comienzan con el colapso gravitatorio de una nube de gas y polvo, durante el proceso de formación aparecen varios fenómenos físicos que termina con la formación de una nueva estrella (Teresa Beltrán María, Investigación y Ciencia, 2011).	8
1.4. La protoestrella Herbig-Haro 34 en la región de Orión. Proyecta dos chorros que expulsan consigo material circunestelar en direcciones opuestas a una velocidad de 250 kilómetros por segundo. Imagen tomada con el Very Large Telescope (VLT) del Observatorio Europeo Austral, en Chile, se aprecia la onda de choque (llamada choque de proa) de los flujos moleculares contra el medio interestelar que se conocen como objetos HH.	9
1.5. Región de formación estelar denominada nebulosa Trífida o M20. En la figura se muestran imágenes de esta región en diferente longitudes de onda, la imagen central y de la derecha fueron tomadas por el Telescopio Espacial Spitzer.	10
1.6. En esta imagen se presentan 3 plankianas a distintas temperaturas: 10, 100 y 1000 K.	13
1.7. Esquema de clasificación propuesta por C. Lada basado en la distribución espectral de energía de los objetos estelares jóvenes embebidos.	16
1.8. Diagrama esquemático donde se muestra una radiación incidente I_0 en un medio con coeficiente de absorción κ_l y la radiación final es I_f (Adaptado del libro Astronomía Básica, García Barreto José, 2000.)	18

2.1.	En esta gráfica se muestran los puntos encontrados en la imagen sintética en cada FWHM, para cada intensidad umbral dada. Se denota como IdU la intensidad umbral.	23
2.2.	En esta imagen se muestra el perfil (FWHM) que tiene un punto respecto a su tamaño.	24
2.3.	Esquema del modelo de transferencia radiativa para una IRDC. Adaptado de Butler y Tan (2012).	27
2.4.	Nube A (G018.82-00.28).	29
2.5.	Nube B (G019.27+00.07).	29
2.6.	Nube C (G028.37+00.07).	30
2.7.	Nube F (G034.43+00.24).	30
2.8.	Mapa de extinción de la nube A.	31
2.9.	Mapa de extinción de la nube B.	32
2.10.	Mapa de extinción de la nube C.	33
2.11.	Mapa de extinción de la nube F.	34
3.1.	En la parte superior observamos toda la región en donde se encuentra la fuente IRAS 18223-1243, es una imagen compuesta en 3 colores (3.5, 5.8 y 8 μm) en coordenadas galácticas (l , b) y en la parte inferior se muestra la región de interés (la fuente 2MASS J18251092-1242155 marcada en círculo azul) en la banda de 8 μm	37
3.2.	Mapa de extinción de la fuente IRAS 18223-1243; la barra representa el valor de la densidad de masa superficial en unidades de $g\ cm^{-2}$	38
3.3.	Distribución espectral de energía de la fuente IRAS 18223-1243.	41
3.4.	En la parte superior observamos toda la región en donde se encuentra la fuente IRAS 18236-1205, es una imagen compuesta en 3 colores (3.5, 5.8 y 8 μm) y en la parte inferior se muestra la región a estudiar (fuente IRAS en círculo azul) en la banda de 8 μm	42
3.5.	Mapa de extinción de la fuente IRAS 18236-1205; la barra representa el valor de la densidad de masa superficial en unidades de $g\ cm^{-2}$	43
3.6.	Distribución espectral de energía de la fuente IRAS 18236-1205.	46
4.1.	Imagen en 8 μm original de la nube B a una resolución de 2 arcosegundos.	48
4.2.	Nube B a una resolución de 35 arcosegundos.	48
4.3.	Mapa de extinción obtenido con los datos de Hershel. Se muestra la ubicación de la fuente IRAS 18236-1205 (triángulo) y la subregión denominada nube B (círculo), la barra que se encuentra en la parte superior representa los valores de la densidad columnar (partículas por centímetro cuadrado).	49
4.4.	Mapa de extinción obtenido en este trabajo. Se muestra la ubicación de la fuente IRAS 18236-1205 (triángulo) y la subregión denominada nube B (círculo), la barra que se encuentra en la parte superior representa los valores de la densidad columnar (partículas por centímetro cuadrado).	50

4.5. Mapa de extinción con contornos de la nube B (niveles de contornos: 45.9, 46.0, 46.6, 50.2, 70.4).	51
4.6. Mapa de extinción con contornos de la nube B obtenido con Hershel (niveles de contornos: 10.0, 11.4, 20.3, 35.3, 54.1).	52
4.7. $\text{NH}_{2-8\mu\text{m}}$ / $\text{NH}_{2-500\mu\text{m}}$. Nube B marcada con círculo, IRAS 18236-1205 marcada con triángulo.	53

Índice de tablas

1.1. Características físicas de las nubes moleculares gigantes.	5
1.2. Características físicas de las nubes oscuras.	5
2.1. Datos obtenidos por Butler y Tan.	28
2.2. Datos obtenidos en esta tesis.	28
3.1. Parámetros físicos obtenidos (IRAS 18223-1243).	38
3.2. Tabla de flujos de 2MASS.	40
3.3. Tabla de flujos de Spitzer.	40
3.4. Tabla de flujos de MSX.	40
3.5. Tabla de flujos de WISE.	40
3.6. Tabla de flujos de IRAS.	40
3.7. Tabla de flujos de PLANCK.	41
3.8. Parámetros físicos (IRAS 18236-1205).	43
3.9. Tabla de flujos de 2MASS.	44
3.10. Tabla de flujos de Spitzer.	44
3.11. Tabla de flujos de MSX.	45
3.12. Tabla de flujos de WISE.	45
3.13. Tabla de flujos de IRAS.	45
3.14. Tabla de flujos de PLANCK.	45

Capítulo 1

Introducción

Los procesos de formación estelar tienen lugar en el interior de las nubes moleculares; la gran opacidad del medio ambiente en estas regiones hace prácticamente imposible el análisis de las protoestrellas en bandas ópticas.

El proceso de formación de estrellas de alta masa se da en nubes moleculares cuya masa es del orden de $\sim 100 M_{\odot}$ hasta $\sim 1000 M_{\odot}$, poseen una alta extinción lo que hace difícil observar las primeras etapas de su formación ya que están embebidas en su nube molecular madre haciendo imposible su observación en bandas ópticas. Estas evolucionan rápidamente y las fases importantes de su evolución temprana duran muy poco, alrededor de $\sim 10^5$ años. Se tienen 3 teorías que explican como se formarían las estrellas de alta masa: el primero se refiere a la formación de las estrellas de manera individual, el segundo dice que la formación de estrellas de alta masa se da a partir de fusiones o colisiones de estrellas de baja masa y el tercero se refiere a la formación de estrellas en el centro de cúmulos estelares densos.

En torno a la formación de estrellas de baja masa, primero se tiene una nube en lenta contracción, seguida del surgimiento de un núcleo o *core* y la formación de un disco de acreción compuesta de polvo y gas (por conservación del momento angular de la nube). A medida que el núcleo incorpora material, en mayor proporción del disco, este emite radiación infrarroja, además el disco rota a distintas velocidades y hay roces entre las capas del disco, esta se calienta y emiten radiación en el ultravioleta. Durante este proceso se producen flujos bipolares de materia llamados *jets*. Finalmente el disco y la envoltura desaparecen y el objeto resultante será una nueva estrella.

En general, para abordar el estudio de la formación estelar se deben considerar varios fenómenos físicos, uno de ellos es la extinción de la luz proveniente de las estrellas. El fenómeno de la extinción se da mediante procesos de emisión y absorción.

1.1. El medio interestelar

Componentes del medio interestelar.

El contenido de materia y energía que existe entre las estrellas dentro de una galaxia se denomina *medio interestelar*. El medio interestelar es responsable de la atenuación en la intensidad lumínica de las estrellas y está constituido por (Spitzer Lyman Jr., 2004):

- Hidrógeno (H_2 , HI, HII)
- Helio (HeI, HeII)
- Otros elementos (C, O, Ne, Mg, Fe, etc)
- Moléculas (CO, CS, entre otras)
- Polvo
- Rayos cósmicos
- Campos magnéticos
- Campos de radiación

La materia del medio interestelar está compuesta por $\sim 99\%$ de gas y $\sim 1\%$ de polvo. A su vez, la componente gaseosa está formada principalmente por hidrógeno (cerca del 90 %), se puede encontrar en su forma molecular, atómica y ionizada, helio ($\sim 9\%$) y pequeñas cantidades de carbono, oxígeno, hierro, etc.

“El medio interestelar puede encontrarse en tres fases, una fase fría formada por hidrógeno gaseoso atómico, molecular y granos de polvo, una fase templada con hidrógeno gaseoso atómico y ionizado y una fase caliente con gas chocando a consecuencia de explosiones de supernovas, vientos estelares de las estrellas, etc ” (Rodríguez Luis Felipe, 1996). Las propiedades físicas de estas componentes están determinadas por la temperatura local, su densidad y la radiación en su entorno.

Respecto al gas molecular, históricamente se tiene que la primera evidencia observacional de la existencia de moléculas en el medio interestelar se obtuvo en el año de 1935 cuando Russeil sugirió que la detección de bandas difusas interestelares en el visible podría estar asociada a la existencia de materia molecular. A finales de esa década se propuso que dichas bandas difusas podían corresponder a moléculas como el CO_2 y la posible existencia de CH, OH, NH, CN y C_2 en el medio interestelar. Cabe mencionar que la primera molécula interestelar detectada en ondas de radio fue el oxidrilo (OH). Desde la detección de las primeras moléculas en el espacio se han descubierto más de 130 moléculas, siendo la mayoría de ellas orgánicas tanto en estado sólido como en estado gaseoso. En cuanto a los campos magnéticos, estos permean el medio interestelar y desempeñan un papel en



Figura 1.1: La nebulosa Barnard 33 en Orión también conocida como Cabeza de Caballo, es parte de una nube molecular que se proyecta sobre la nebulosa de emisión IC 434, mostrando la complejidad y belleza del medio interestelar Galáctico.

los procesos de formación estelar. Sin embargo, su inclusión en las teorías de formación estelar es complicada, en parte se debe a que las intensidades medidas son débiles, del orden de $B \simeq 6.0 \times 10^{-6} G$, es decir, de μG (Mckee & Ostrikes, 2007). Respecto a los rayos cósmicos, son partículas relativistas que continuamente atraviesan nuestra Galaxia, sobre todo electrones y protones de alta energía. La aceleración de los electrones en el campo magnético Galáctico produce la radiación sincrotrón galáctica de fondo, concentrada en el plano Galáctico, con un máximo en la dirección del centro Galáctico.

En la actualidad se sabe que el medio interestelar se encuentra en constante transformación como resultado de su interacción con las estrellas, presentado una estructura muy compleja con temperaturas y densidades que varían mucho a través de la Galaxia. A continuación se presenta a detalle una de sus componentes: el polvo interestelar, se da una explicación más amplia ya que este desempeña un papel importante en el fenómeno de la extinción, ya que absorbe y reemite la radiación estelar.

Componentes del polvo interestelar.

El polvo es un componente importante del medio interestelar ya que domina el calentamiento y enfriamiento de las nubes moleculares, además determina el espectro de objetos rodeados de polvo (protoestrellas y estrellas) y es el responsable de la opacidad de objetos estelares. Respecto a su composición química el polvo puede estar constituido por silicatos y grafitos que están recubiertos por mantos de hielo que contiene diversas moléculas.

Las características físicas del polvo interestelar son deducidas a través de sus efectos sobre la luz de las estrellas de fondo y a partir de su propia emisión. La mayoría de las observaciones nos dice que la estructura de los granos de polvo consiste en silicatos rodeados por finas capas de hielo. Esta capa de hielo está formada además de partículas absorbidas por el gas del entorno. Tales capas de hielo pueden resistir en el interior de las nubes moleculares frías, pero son evaporadas una vez que la temperatura de los granos excede los 100 K.

Cabe mencionar que las partículas de polvo desempeñan un papel muy importante en el proceso de formación de las estrellas, su emisión en el infrarrojo es un factor importante en el balance de energía en el medio interestelar. El tamaño de los granos de polvo se encuentra entre 0.25 - 0.005 μm , de las cuales, las partículas pequeñas son las que determinan la absorción en la región UV. La intensidad de la radiación óptica de las estrellas distantes es atenuada por el polvo interestelar, pero la extinción no sólo afecta a las longitudes de onda como el óptico, sino afecta a todo el espectro electromagnético. El polvo absorbe la radiación estelar, principalmente en longitudes de onda del óptico, del ultravioleta y rayos X y lo reemite en longitudes de onda larga, como el infrarrojo, redistribuyendo la función de distribución de energía o más comúnmente conocida como la distribución espectral de energía (SED por sus siglas en inglés).

Finalmente, cabe destacar la importancia de la presencia del polvo en las nubes moleculares en el desarrollo de la química interestelar, pues al absorber la radiación UV esto provoca la disociación molecular y genera las condiciones físicas apropiadas para la formación de moléculas. Estas son moléculas simples tales como H_2 , NH_3 , CH_3OH y CO que se encuentran dentro de las nubes moleculares y también moléculas complejas que se han detectado hacia regiones de alta densidad como el centro Galáctico.

1.2. Nubes moleculares

La formación de moléculas en el medio interestelar es posible cuando la densidad de la región es elevada, del orden de $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ (Dato de Stahler y Pallas, 2004). Los factores que favorecen la producción y preservación de estas moléculas se encuentran en las regiones más densas y frías del medio interestelar llamadas *nubes moleculares*. El gas contenido en las nubes moleculares es en su mayoría hidrógeno molecular (H_2), adicionalmente otras moléculas cuya proporción al H_2 son importantes es el monóxido de carbono (CO), amoníaco (NH_3), monosulfuro de carbono (CS), entre otros.

Respecto a la formación de nubes moleculares se pueden mencionar tres mecanismos: el primero sugiere que a consecuencia de frentes de choques, por acumulación del gas se formarían cascaras, estos frentes de choque serían consecuencia de explosiones de supernovas o vientos de estrellas de tipo espectral O y B, es decir, de estrellas masivas. De esta forma, regiones de gas molecular son impactadas por estos frentes en expansión, al enfriarse formarán densas capas de material molecular. El segundo mecanismo sería por

Masa	$10^5 - 10^6 M_{\odot}$
Diámetro	10 - 100 Pc
Densidad	$10^2 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$
Temperatura	10 - 40 K

Cuadro 1.1: Características físicas de las nubes moleculares gigantes.

aglomeración de pequeñas nubes o colisiones entre ellas y el tercer mecanismo de formación de nubes moleculares tiene que ver con inestabilidades en el medio interestelar tales como térmicas y/o gravitacionales.

El estudio de las nubes moleculares es de suma importancia ya que en ellas tiene lugar la formación estelar. Así, estudiando las nubes moleculares se podrían conocer las condiciones iniciales a partir de las cuales, mediante un proceso de colapso gravitatorio, pueden formarse nuevas estrellas (este proceso se verá más a detalle en la siguiente sección). Las observaciones muestran las estructuras de las nubes moleculares con geometrías inhomogéneas y elongadas. “ Uno de los resultados más notables obtenidos a partir del estudio de la distribución del gas molecular en nuestra Galaxia, es el hallazgo de que la mayor parte de la masa molecular de la Galaxia se encuentra en las llamadas nubes moleculares.”(Anglada & Stalella, 1997).

Una de las regiones de formación estelar más estudiadas por su cercanía, es la nube de Orión, su masa total es de alrededor de $10^5 M_{\odot}$, la cual según en el cuadro 1.1, está dentro del rango de masa de las nubes moleculares gigantes. Esta región muestra un cúmulo estelar joven (M42), el cual posee estrellas masivas de tipo espectral O que ionizan con su radiación el gas circundante.

Respecto a las nubes moleculares más pequeñas, se les suele llamar *nubes oscuras*, cuya masa es de $\lesssim 10^4 M_{\odot}$. El origen de esta denominación se le atribuye a que provocan una gran extinción en el visible, ocultando las estrellas de fondo (ver cuadro 1.2).

Las observaciones muestran que las nubes oscuras son más numerosas que la nubes moleculares gigantes, al igual que la distancia entre las nubes oscuras es también menor. “Por ejemplo, nubes con masa de $10^3 M_{\odot}$ se encuentran a 140 pc respecto al Sol, con $10^4 M_{\odot}$ están a 250 pc y a $10^5 M_{\odot}$ se encuentran a 440 pc, por lo tanto, las nubes oscuras estadísticamente serán las más cercanas” (Anglada & Stalella, 1997).

Masa	$10^3 - 10^4 M_{\odot}$
Diámetro	2 - 5 Pc
Densidad	$10^2 - 10^4 \text{ cm}^{-3}$
Temperatura	$\sim 10 \text{ K}$

Cuadro 1.2: Características físicas de las nubes oscuras.

Las observaciones nos dicen que las estrellas de tipo espectral O se forman en las nubes moleculares gigantes, entonces la actividad de formación estelar parece ser mucho

más intensa en ellas, muy rara vez este tipo de estrellas se forman en las nubes oscuras. Respecto a su distribución en la Galaxia se observa que no es uniforme, la mayor parte está concentrada hacia la región central entre las distancias de 4 a 8 kpc respecto al centro Galáctico, formando un anillo molecular.

Se han clasificado dos tipos de poblaciones de nubes moleculares, una son las nubes moleculares calientes en la cual se encuentran las regiones HII y su distribución se encuentra en los brazos espirales de la Galaxia, y el otro tipo son las nubes moleculares frías que están repartidas por todo el disco, dentro y fuera de los brazos espirales.

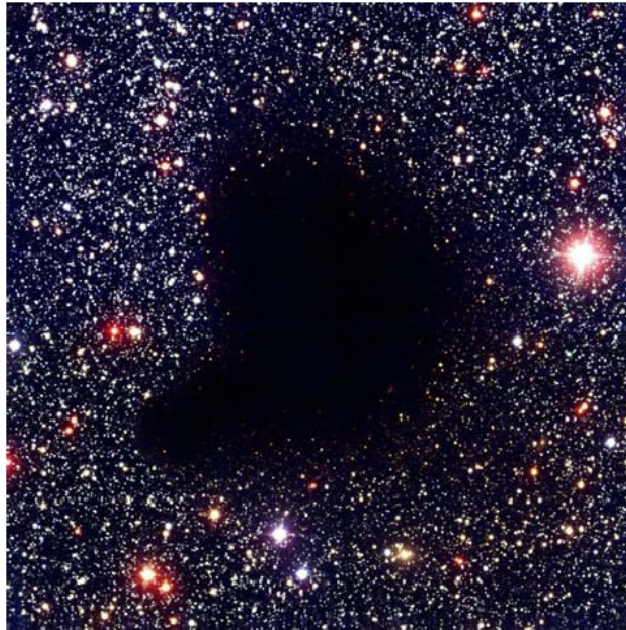


Figura 1.2: Imagen óptica de la nube molecular Barnard 68. Esta gran concentración de gas y polvo absorbe casi por completo la luz de las estrellas ubicadas detrás, esta nube se encuentra aproximadamente a 500 años luz de la Tierra. Fotografía tomada por el Very Large Telescope (VLT).

1.3. Formación estelar

Las estrellas se clasifican de acuerdo con su masa M en estrellas de *alta masa* (mayor a $8 M_{\odot}$) y *baja masa* (menor a $1 M_{\odot}$). Respecto a las estrellas de baja masa se conocen más a detalle el proceso de su formación y evolución. Sin embargo, no ocurre lo mismo con la formación de estrellas de alta masa, las cuales se encuentran embebidas en grandes nubes moleculares, por lo cual existe una gran extinción lo que provoca que llegue poca radiación a los telescopios, pero eso no impide que sean estudiadas en longitudes de onda larga (infrarrojo, radio, milimétricas).

1.3.1. Formación de estrellas de baja masa.

La formación de una estrella comienza cuando una nube de gas se hace inestable y colapsa bajo la acción de su propia gravedad. A medida que se contrae, se forma un núcleo cada vez más denso y opaco a la radiación. Como esta radiación no puede escapar del núcleo, dado que es opaco, el núcleo se calienta. Mientras tanto, el material circundante sigue cayendo gravitacionalmente, la nube por conservación de momento angular sigue rotando y a consecuencia de ello se forma un disco de acreción alrededor de la protoestrella. El disco de acreción al ser calentado por el núcleo, emite radiación en el infrarrojo. El material acrecido en el disco rota a distintas velocidades y a su vez, parte del material es expulsado en los polos formando *jets*.

A medida que la protoestrella se contrae la acreción del material continúa. En una etapa posterior el disco desaparece, ya sea porque la materia que contiene se incorpora a la protoestrella, forma un sistema planetario o porque acaba dispersándose. Después, la protoestrella se contrae aún más, su temperatura y densidad aumenta, entonces se alcanzan las condiciones necesarias para que se den las reacciones de la fusión termonuclear del hidrógeno que enciende a la estrella. Esta secuencia de formación se observa en la figura 1.3.

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

1.3. FORMACIÓN ESTELAR

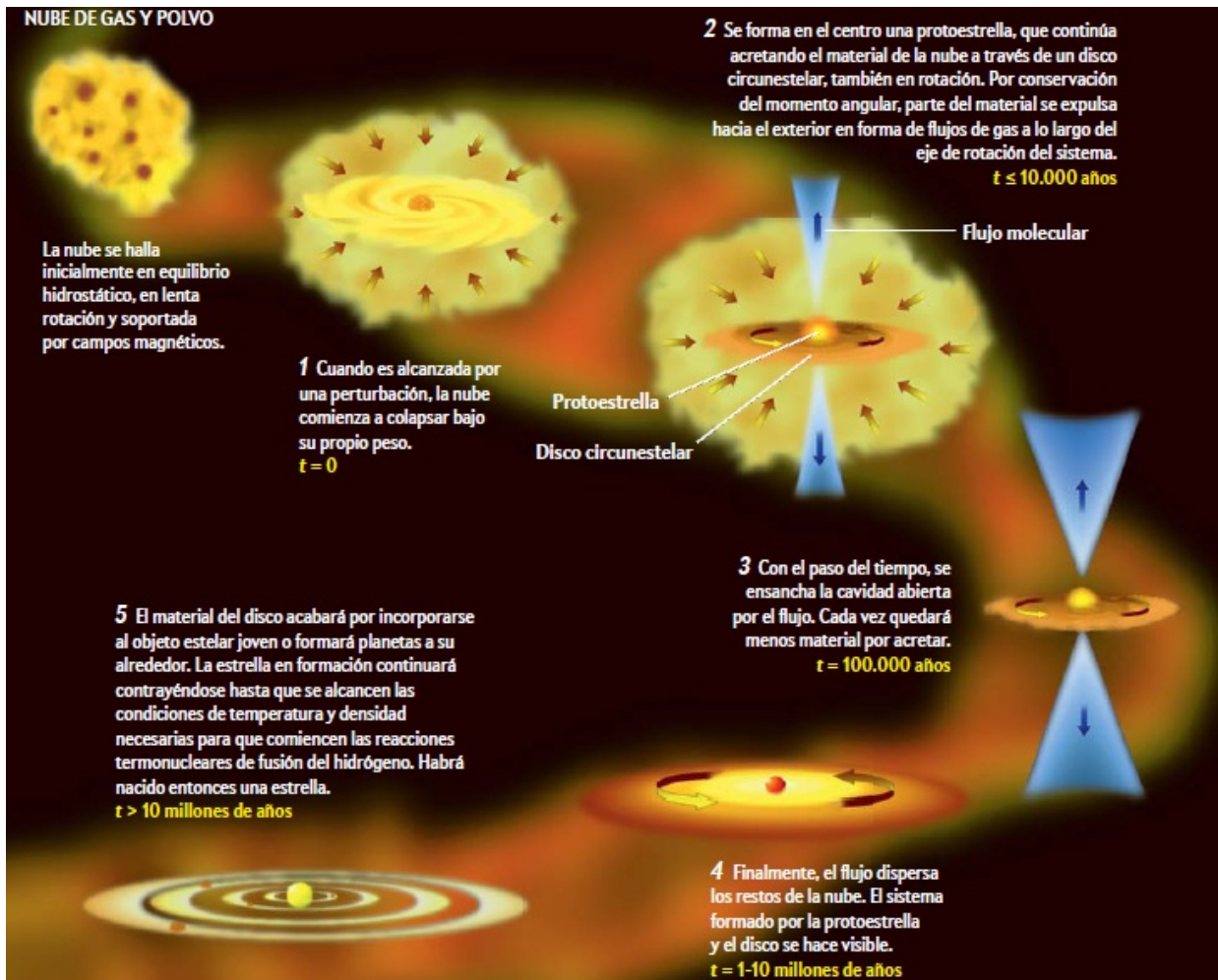


Figura 1.3: El proceso de formación de las estrellas de baja masa se resume en cinco etapas que comienzan con el colapso gravitatorio de una nube de gas y polvo, durante el proceso de formación aparecen varios fenómenos físicos que termina con la formación de una nueva estrella (Teresa Beltrán María, Investigación y Ciencia, 2011).

Un ejemplo de formación de estrellas de baja masa son las estrellas T-Tauri y sus objetos Haro-Herbig asociados.

Estrellas T-Tauri. Estas protoestrellas se encuentran en un estado avanzado de su formación, tienen edades entre 10^6 y 10^7 años. El disco de acreción es pequeño o ha desaparecido debido a la formación de planetas. Las estrellas T Tauri son estrellas de tipo solar en estado evolutivo temprano, es decir, que son estrellas de Pre-Secuencia Principal. Por lo tanto, son estrellas jóvenes evolucionando hacia la Secuencia Principal.

Objetos Haro-Herbig (HH). Estos objetos están estrechamente relacionados con los *jets* estelares. Cuando los jets se expanden a gran velocidad dentro del medio interestelar y colisionan, excitan el gas a su paso. De esta manera, los objetos HH, se originan en la región de choques donde un viento o *jet* procedente de una estrella en formación, interactúa con el material de la nube circundante.

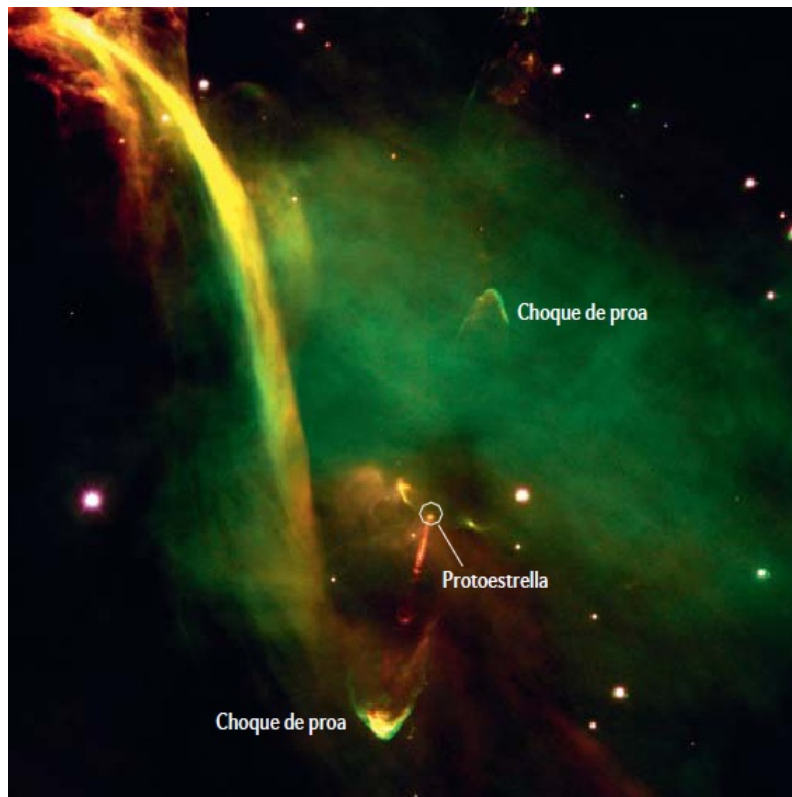


Figura 1.4: La protoestrella Herbig-Haro 34 en la región de Orión. Proyecta dos chorros que expulsan consigo material circunestelar en direcciones opuestas a una velocidad de 250 kilómetros por segundo. Imagen tomada con el Very Large Telescope (VLT) del Observatorio Europeo Austral, en Chile, se aprecia la onda de choque (llamada choque de proa) de los flujos moleculares contra el medio interestelar que se conocen como objetos HH.

1.3.2. Formación de estrellas de alta masa

Se pueden mencionar tres modelos que explican la formación de estrellas de alta masa. El primero es el que sugiere un mecanismo similar de formación de estrellas de baja masa. El segundo es el que sostiene que primero se formarían las estrellas de baja masa y luego, por colisiones de algunas de estas se formarían las estrellas de alta masa y el último modelo tiene que ver con la formación de estrellas en el centro de cúmulos estelares densos.

Explicando más a detalle el primer modelo. Se tiene que el primer estado en la formación de estrellas de alta masa es la acreción y fragmentación de una nube molecular gigante. Hasta esta etapa, el modelo coincide con la etapa inicial de la formación de las estrellas de baja masa como se había mencionado anteriormente, pero se han observado regiones de formación estelar masiva que muestran que las estrellas de gran masa no se forman aisladas sino en grupo.

La densidad típica de estos grupos de estrellas jóvenes es de aproximadamente 10^4 pc^{-3} y su tamaño es de $\sim 0.2 - 0.4 \text{ pc}$. Observacionalmente se tienen estructuras complejas, esto se debe a la presencia de estrellas embebidas y estas estarían excitando el gas a su alrededor produciendo la compleja estructura observada en algunas regiones de formación estelar.

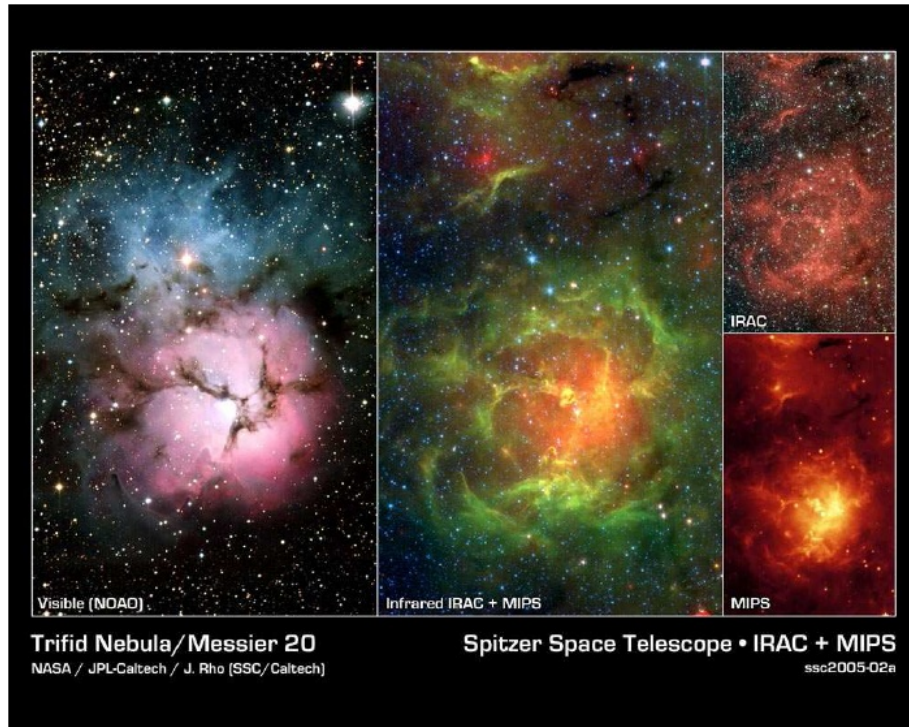


Figura 1.5: Región de formación estelar denominada nebulosa Trífida o M20. En la figura se muestran imágenes de esta región en diferente longitudes de onda, la imagen central y de la derecha fueron tomadas por el Telescopio Espacial Spitzer.

Otra característica importante es la evidencia observacional de discos circunestelares y la detección de la emisión de gas y polvo en el infrarrojo, además se tiene también la presencia de jets.

De esta manera se tiene que las estrellas masivas se forman de manera similar a las estrellas de baja masa, aunque en un medio más denso. La tasa de acreción de masa estimada para los procesos de formación de estrellas de alta masa es de $\sim 6 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ mientras que el asociado a las estrellas de baja masa tiene un valor típico de $\sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Las estrellas masivas desempeñan un papel central en la astrofísica: sintetizan los elementos pesados tales como los metales e inyectan energía al medio interestelar.

Para explicar el segundo modelo llamado de fusión, surge la siguiente interrogante: las estrellas masivas solo se encuentran en cúmulos o asociaciones de estrellas OB o por el contrario, también pueden encontrarse fuera de estas regiones en forma aislada. Se conoce una clase de estrellas masivas, las llamadas estrellas OB fugitivas (*runaway OB stars*), que en principio, serían estrellas expulsadas de su lugar de nacimiento por interacción gravitacional.

“El modelo de fusión explica que las estrellas masivas se formarían a partir de la colisión de estrellas jóvenes o núcleos estelares de menor masa en cúmulos o protocúmulos estelares. Sin embargo, para que el proceso de fusión pueda formar estrellas masivas, se requieren densidades estelares muy elevadas, mayores a 10^8 estrellas/ pc^3 ” (Stahler & Palla, 2004).

Una condición para que esto suceda es que el tiempo de colisión sea menor que el tiempo de evolución de las estrellas más masivas del cúmulo. Dentro del tiempo de evolución intervienen 2 escalas de tiempo, estas son: el tiempo de acreción, que es el que la protoestrella tarda en incorporar el material circundante, y el tiempo de contracción, que es el que necesita para contraerse y alcanzar la temperatura a la que da comienzo la fusión. Referente al tiempo de colisión, está definido como el tiempo necesario para que una estrella de masa M_* y radio R_* se forme a través de fusiones o colisiones en un cúmulo estelar de densidad media n y velocidad de dispersión v_{disp} . Ambas escalas dependen de manera distinta de la masa del objeto central y por lo tanto dependiendo del valor de dicha masa, una escala de tiempo predominará sobre la otra.

El tercer modelo se explica de la siguiente manera: la protoestrella para crecer depende del tamaño de su dominio de acreción, la cual se define como la región a partir del cual el gas puede ser agregado. La ubicación en el centro de un cúmulo protoestelar es beneficiosa, ya que el flujo del material hacia el centro del cúmulo incrementa las reservas de gas para una estrella individual.

Cuando se trata de cúmulos más densos, la nube se puede fragmentar en varios núcleos y la densidad del gas puede ser más grande en el centro, debido a que el gas se asienta en la parte más profunda del potencial del cúmulo. Sin embargo, dado que la reserva de gas es limitada, las protoestrellas presentes en la gran nube molecular competirán eventualmente entre sí por el gas de la nube.

Una vez descritos algunos de los modelos de la forma cómo nacen y se forman las

estrellas de alta masa, cabe resaltar que existe un desafío observacional ya que estas se forman con gran rapidez en aproximadamente 10000 o 100000 años, por lo que resulta difícil observarlas en el momento en el que nacen, recordando que estas se originan a partir de enormes nubes moleculares y que las reacciones termonucleares comienzan cuando aún están inmersas en su nube progenitora.

A partir de lo explicado anteriormente, los procesos de formación estelar tienen lugar en el interior de las nubes moleculares, en donde la gran opacidad del medio en estas regiones hace imposible el análisis de las protoestrellas en bandas ópticas. Entonces, el estudio de las primeras etapas de los procesos de formación estelar se realiza en el análisis de emisiones en bandas de longitudes largas, como por ejemplo el infrarrojo a través de la emisión del polvo. Para conocer el estado evolutivo del objeto estelar joven y su envolvente se ha realizado las *distribuciones espectrales de energía* de las fuentes infrarrojas, y para ello se tienen que conocer conceptos fundamentales como "cuerpo negro" y "cuerpo gris".

1.4. Cuerpo negro

Todos los objetos son capaces de emitir radiación dependiendo de su temperatura, esa radiación es en forma de onda electromagnética. Los objetos pueden en principio no solo emitir radiación si no también absorberla. A partir de lo anterior tenemos que si se tiene un cuerpo que sea un buen absorbedor y un buen emisor, a este se le denomina *cuerpo negro*.

“Un cuerpo negro absorbe toda la radiación que sobre él cae a todas las frecuencias y la radiación que emite es en función de la temperatura”(García Barreto, 2000), esta es la ley de radiación de Planck:

$$B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2(e^{h\nu/kT} - 1)}$$

donde B_ν es la brillantez a la frecuencia ν , ν es la frecuencia de la radiación, h es la constante de Planck ($h = 6.626 \times 10^{-34}$ J s), c es la velocidad de la luz, k es la constante de Boltzmann ($k = 1.380 \times 10^{-23}$ J/K) y T es la temperatura del cuerpo negro.

La ecuación anterior también se puede expresar en términos de la longitud de onda de acuerdo a la siguiente expresión: $B_\lambda d\lambda = - B_\nu d\nu$, donde $B_\nu d\nu$ representa la radiación emitida por unidad de volumen con una frecuencia comprendida entre ν y $\nu + d\nu$ recordando que $\nu = c / \lambda$ y $d\nu/d\lambda = - c/\lambda^2$ entonces la ley de radiación de Planck se expresa de la siguiente manera:

$$B_\lambda = \frac{2hc^2/\lambda^5}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Ahora bien, la energía total que emite un cuerpo negro por unidad de área a una temperatura T es decir, su flujo en todas las frecuencias y en todas las direcciones está dada por la ley de Stefan-Boltzmann:

$$F = \sigma T^4$$

Hay que hacer un poco de énfasis en la ecuación anterior. Lo importante aquí es el flujo de radiación de un cuerpo negro a una temperatura T , esto es, varía con la temperatura elevada a la cuarta potencia, por lo tanto, cuanto más temperatura tenga un cuerpo, mayor será el flujo de radiación que emita.

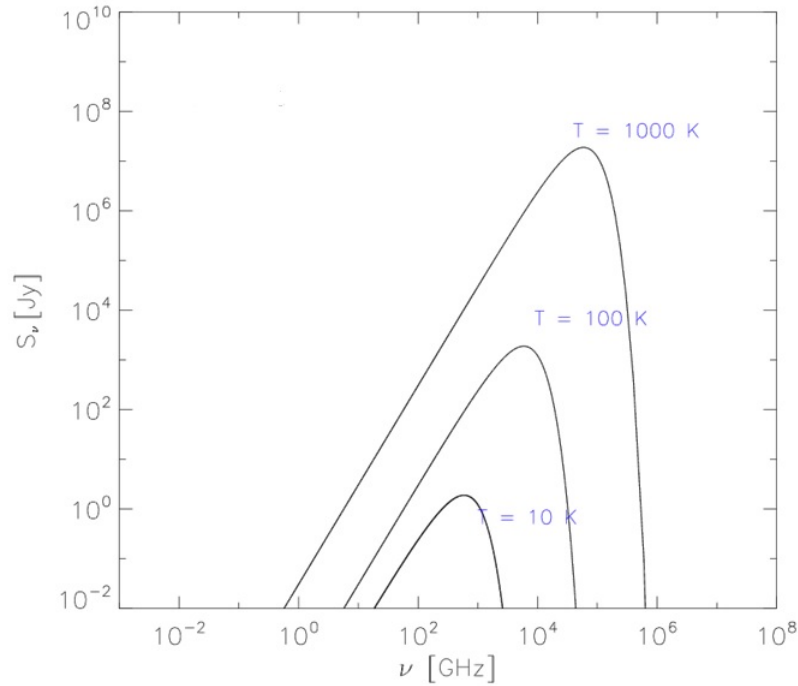


Figura 1.6: En esta imagen se presentan 3 plankianas a distintas temperaturas: 10, 100 y 1000 K.

1.5. Densidad de flujo

En general para cualquier objeto, la suma de la brillantez de dicho objeto en toda su extensión (angular) da como resultado lo que se denomina **densidad de flujo** que será denota como S .

El flujo de radiación de un objeto celeste a determinada frecuencia ν es simplemente el producto de la densidad de flujo por la frecuencia. Así se tiene que la expresión para el flujo, F_ν , es

$$F_\nu = \nu S_\nu$$

El flujo de radiación tiene entonces unidades de energía, por segundo, por unidad de área, es decir $erg\ s^{-1}\ cm^{-2}$. La unidad práctica de la densidad de flujo es el Jansky (Jy) y se define como:

$$1\text{Jy} = 10^{-23}\text{ergs}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$$

1.6. Transferencia de la radiación

En general la radiación electromagnética se describe mediante tres propiedades:

- Su intensidad específica I_ν . Corresponde a la energía transportada por unidad de tiempo, unidad de ángulo sólido, unidad de área y unidad de frecuencia.
- La frecuencia ν . Tal como la radiación se propaga en una frecuencia dada, tiene una longitud de onda asociada, eso es, la distancia entre sucesivas crestas o sucesivos valles. Se tiene que la frecuencia tiene una relación inversa con el concepto de longitud de onda, a mayor frecuencia menor longitud de onda y viceversa.
- Su polarización. La luz, lo mismo que todas las radiaciones electromagnéticas, de acuerdo con la teoría electromagnética debe ser una onda transversal. Las ondas transversales tienen como característica adicional una polarización. Es un fenómeno que puede producirse en las ondas electromagnéticas, como la luz, por el cual el campo eléctrico oscila solo en un plano determinado, denominado plano de polarización. Este plano puede definirse por dos vectores, uno de ellos paralelo a la dirección de propagación de la onda y otro perpendicular a esa misma dirección el cual indica la dirección del campo eléctrico.

La intensidad de radiación que se propaga por el espacio libre es constante a lo largo de su recorrido. Si la radiación interacciona con la materia en una región, en general esta absorberá parte de la radiación y emitirá al mismo tiempo su propia radiación. La variación en la intensidad puede ser descrita por procesos de absorción y emisión. La ecuación que expresa la variación de la intensidad mediante estos dos procesos físicos es la ecuación de transferencia radiativa:

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + S_\nu$$

donde la función fuente S_ν , se define como, $S_\nu = j_\nu/\kappa_\nu$, donde j_ν es el coeficiente de emisión y κ_ν es el coeficiente de absorción. Cabe mencionar que Gustav Kirchhoff dedujo esta relación. Entre los procesos de emisión y absorción de radiación de la materia, él consideró la emisión de la radiación de un objeto y la describió como la energía emitida por unidad de tiempo en una cierta dirección. Respecto al proceso de absorción, está descrito por la potencia de la radiación incidente y el coeficiente de absorción. Hay que recalcar que las leyes de Kirchhoff se cumplen para cualquier objeto en equilibrio termodinámico. En general un sistema está en equilibrio termodinámico si las propiedades de dicho sistema permanecen constantes a lo largo del tiempo y cuando se suprime el contacto entre el sistema y sus alrededores no hay cambio alguno en sus propiedades.

De la ecuación diferencial anterior, la ecuación de transferencia radiativa tiene como solución formal:

$$I_\nu = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + \int_0^{\tau_\nu} S_\nu e^{-\tau'_\nu} d\tau'_\nu$$

para $\tau_\nu \ll 1$ tenemos $I_\nu(\tau_\nu) \rightarrow I_\nu(0) + S_\nu\tau_\nu$, mientras que si $\tau_\nu \gg 1$ entonces $I_\nu(\tau_\nu) \rightarrow S_\nu$.

La interpretación de la integral anterior es de forma directa. La intensidad media es la suma de dos componentes: la intensidad de fondo, $I_\nu(0)$, atenuada por la opacidad de la región en un factor $e^{-\tau_\nu}$ más la suma de las superposiciones de la emisión de todas las capas de la región, cada una con una intensidad $S_\nu(\tau'_\nu)$ y atenuada por la opacidad existente entre la capa considerada y la parte frontal de la región.

Si suponemos que la función fuente, S_ν es constante dentro de la región, la integral puede calcularse y se obtiene la forma comúnmente utilizada de la ecuación de transporte radiativo:

$$I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu})$$

1.7. Cuerpo gris

Como se vio en secciones anteriores, se tiene que las partículas de polvo que existen en las nubes moleculares absorben eficientemente la radiación de longitud de onda corta pero deja pasar las longitudes de onda largas tales como sub-milimétricas e infrarroja.

“El espectro de un cuerpo, bajo las consideraciones anteriores es muy parecido al de un cuerpo negro caracterizado por una temperatura T , modificada por el efecto de un coeficiente de absorción que depende de la frecuencia a lo que se denomina un *cuerpo gris*” (Anglada & Stalella, 1997). Así, el flujo observado a una frecuencia ν vendrá dado cómo:

$$S_\nu = B_\nu(T)(1 - e^{-\tau_\nu})\Omega_s$$

donde $B_\nu(T)$ es la función de Planck a una temperatura T , Ω_s es el ángulo sólido de la fuente o sea, es el ángulo espacial que abarca un objeto visto desde un punto dado y τ_ν es la profundidad óptica o espesor óptico.

1.8. Distribución espectral de energía

Debido a la cantidad de gas y polvo que rodea a los objetos estelares jóvenes, parte de su energía es emitida en longitudes de onda larga como el infrarrojo. Entonces La distribución espectral de energía representa la distribución de la energía radiada en diferentes longitudes de onda o frecuencia de un objeto.

A partir de lo anterior se define un índice espectral que se denota con la letra griega α , que es un parámetro observacional relacionado con la pendiente de la distribución y que dependiendo de su valor, se encuentra que la distribución espectral de energía de un objeto joven cae en tres distintas clases:

Clase I. $\alpha > 0$: La distribución de energía es más ancha que la de un cuerpo negro estándar y con mayor flujo de radiación, λF_λ . Estas fuentes están embebidas en nubes

moleculares y rara vez se observan en el óptico. Domina la radiación en el lejano IR por la gran cantidad de polvo circunestelar.

Clase II. $\alpha \leq 0$: La distribución espectral de energía es más ancha que la de un cuerpo negro, pero el flujo de radiación decae a diferencia de los objetos de la clase I. Por lo anterior, este tipo de distribución espectral es característico de un estrella tipo T-Tauri.

Clase III. $\alpha \sim 0$: La distribución espectral corresponde a la de un cuerpo negro con alta extinción, indicando que hay poco material circunestelar.

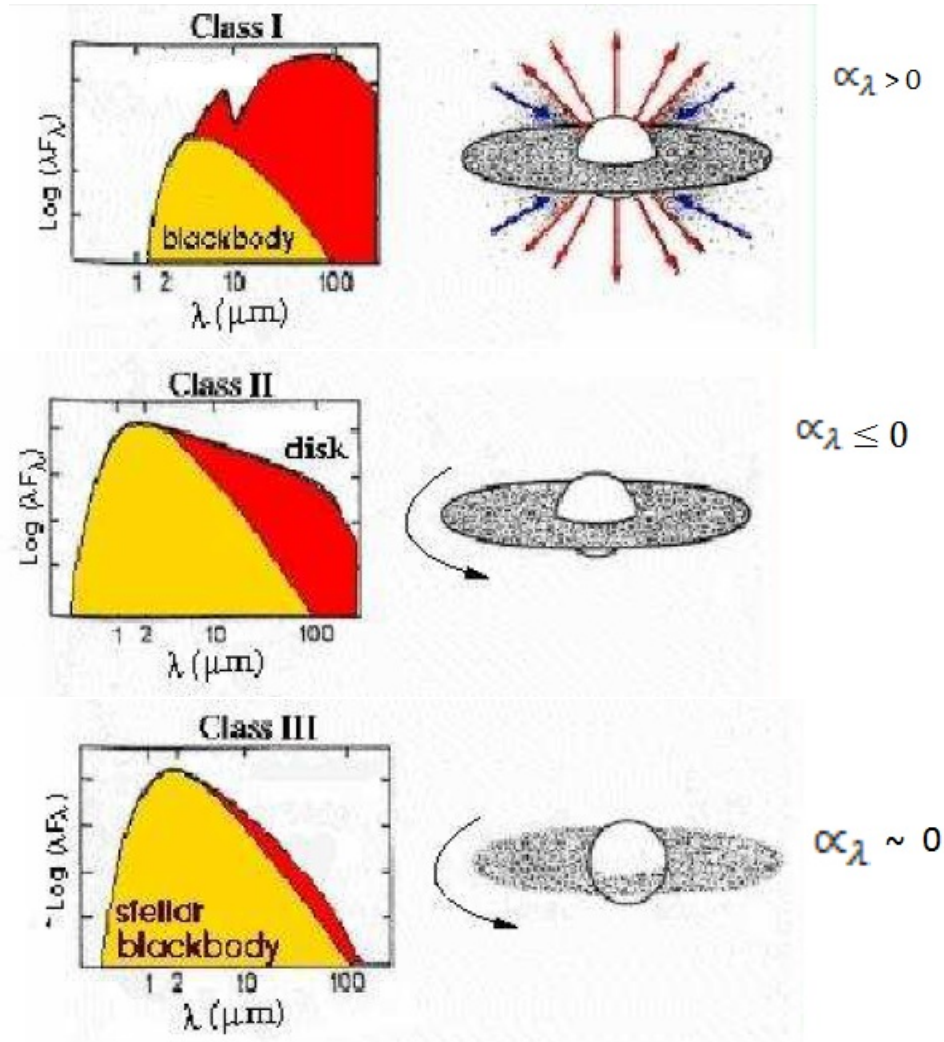


Figura 1.7: Esquema de clasificación propuesta por C. Lada basado en la distribución espectral de energía de los objetos estelares jóvenes embebidos.

1.9. La extinción interestelar

Uno de los trabajos pioneros que dan cuenta de la extinción interestelar es el de Wilhelm Struve, en el cual se realiza un análisis de conteo estelar. Struve demostró que el número aparente de estrellas por unidad de volumen en el espacio disminuye en todas las direcciones al aumentar la distancia. Esto lo condujo a suponer que la luz de las estrellas distantes estaría sufriendo una absorción proporcional a sus respectivas distancias.

La confirmación de que la hipótesis de la extinción es efectivamente correcta fue realizada por Trumpler (1930). La idea básica subyacente en el trabajo de Trumpler consistía en aceptar que la existencia de polvo en el medio interestelar atenuaba la luz de las estrellas, influenciando de esta manera la determinación de las distancias. De esta forma se tiene que la extinción ha sido un fenómeno del que se tenía idea que existía, pero faltaban las bases necesarias para poder explicarla.

Hay que mencionar que el método de conteos estelares ha sido usado por décadas para investigar la extinción visual de nubes oscuras en el medio interestelar. El método clásico fue propuesto inicialmente por Wolf (1923) y que ha sido utilizado para estudiar nubes individuales, complejos de nubes o para el cálculo de la extinción. El conteo estelar permite localizar núcleos densos en las nubes moleculares.

A partir de lo anterior la extinción debida a una nube oscura puede ser ilustrada y estudiada por un diagrama de Wolf, en donde se grafica la magnitud *versus* número de estrellas por grado cuadrado. Entonces tenemos que una nube oscura disminuye el brillo de las estrellas que se encuentran detrás de ella por una cantidad Δm . Las estrellas que se observan más brillantes, están mayormente enfrente de la nube y no sufren extinción.

La extinción de la radiación es un proceso que ocurre cuando la radiación electromagnética se propaga a través de un medio que contiene partículas pequeñas comparadas con la longitud de onda de dicha radiación. Si se piensa en un rayo de luz atravesando un medio con estas características, la intensidad de la radiación transmitida será, en general, atenuada. En efecto, se denomina extinción al proceso por el cual la radiación electromagnética es atenuada al atravesar un medio material. Para poder entender el fenómeno de la extinción se explicarán los conceptos de: coeficiente lineal de absorción y espesor o profundidad óptica.

1.9.1. Coeficiente lineal de absorción

Si la radiación que originalmente emite un objeto viaja o pasa por un medio donde se encuentran átomos, moléculas y polvo, al término de su paso se tiene que la radiación que se reciba será menor que la radiación original. Esto se debe a que parte de la radiación original es absorbida por el material. La diferencia entre la radiación final menos la inicial es igual a la radiación original multiplicada por un factor que toma en cuenta la cantidad de radiación absorbida. Este factor se define con la letra griega κ y es el coeficiente de absorción por unidad de longitud, que multiplica a la diferencia de las distancias final

menos inicial que la radiación recorre en el medio interestelar. “Por lo tanto, la radiación final será la radiación original menos la radiación absorbida”(García Barreto José, 2000),

$$I_f = I_0 - \kappa_l(l_f - l_0)I_0,$$

donde I_f es la radiación final, I_0 es la radiación original o inicial, κ_l es el coeficiente de absorción lineal, l_f es la distancia final y l_0 es la distancia inicial.

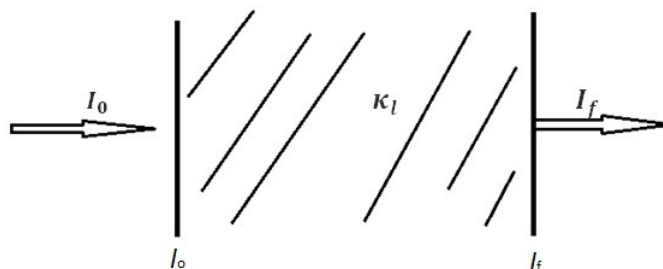


Figura 1.8: Diagrama esquemático donde se muestra una radiación incidente I_0 en un medio con coeficiente de absorción κ_l y la radiación final es I_f (Adaptado del libro Astronomía Básica, García Barreto José, 2000.)

1.9.2. Espesor óptico o profundidad óptica

El concepto de espesor óptico da una idea del total de absorción de radiación a una frecuencia ν debida al material que existe entre la fuente emisora y el observador. Al espesor óptico se denota como τ y se define como la suma de la absorción lineal del material a lo largo de toda la distancia que atraviesa la radiación.

Se tiene que la propiedad más importante del polvo interestelar es la extinción de la luz de estrellas y nebulosas mediante procesos de dispersión y absorción.

“La radiación extinguida cubre las regiones espectrales que van desde el cercano infrarrojo, óptico, el UV y los rayos X”(Rodríguez Luis Felipe, 1996).

El efecto de la extinción en la luz observada se puede expresar de la siguiente manera:

$$I_f = I_0 e^{-\tau}$$

es decir, la intensidad total final es igual a la intensidad original pero disminuida por un factor exponencial que depende del espesor óptico (el valor del espesor óptico depende de las características de absorción y del tamaño de ese material por el cual pasó la radiación). Es importante mencionar que si el valor de τ es menor a 1 se dice que el medio es transparente u ópticamente delgado, mientras que si el valor de τ es mayor a 1 el medio es opaco u ópticamente grueso.

Se ha encontrado que la extinción es distinta para diferentes direcciones de observación, lo cual implica que el polvo en distintas direcciones tiene propiedades diferentes. Cabe mencionar que el polvo observado se puede clasificar de la siguiente manera de acuerdo con su magnitud de extinción:

- Polvo difuso: observado en regiones de baja densidad.
- Polvo externo a nubes: observable en el UV en líneas de visión de estrellas en nubes moleculares.
- Polvo interno a nubes: observable en el óptico y cercano IR para fuentes embebidas en nubes moleculares.

La determinación de la extinción estelar es muy importante ya que permite corregir observaciones por los efectos del polvo.

Capítulo 2

El modelo de extinción

2.1. Introducción

En el capítulo anterior se vio que las grandes asociaciones o cúmulos de estrellas tienen su origen en las nubes moleculares. Es posible que nuestro sistema solar se haya formado en una región cercana a un cúmulo o asociación de estrellas masivas. Es importante entender cómo se forman las estrellas y a su vez como se forman estas asociaciones y a partir de ello conocer la evolución de las galaxias, pero aún se tienen muchas dudas del cómo se originan o forman las estrellas masivas. Para resolver este problema, se requiere del conocimiento de las condiciones iniciales de su formación. Hay que mencionar que en esta fase el objeto se encuentra embebido en su nube progenitora. Para poder observar este tipo de objetos, estos se estudian en bandas de longitud de onda larga como es el infrarrojo. En particular, en estas longitudes de onda se puede estudiar objetos que en astrofísica se les denomina IRDCs (Infrared Dark Clumps) o nubes oscuras infrarrojas.

Las IRDCs son regiones frías y densas con una temperatura media de 32K (Garay, 1998) y que están asociadas por lo general con un objeto estelar masivo. Para estudiarlos, se han elaborado distintos métodos, uno de ellos es la elaboración de mapas de extinción, cómo el trabajo realizado por Butler y Tan (2009), del cual nos basamos para elaborar mapas de extinción de algunas regiones de interés. Ellos elaboraron un modelo cuyo fin es calcular con exactitud la densidad de masa superficial (Σ) de 10 IRDCs cercanas y además argumentar que algunos de estos objetos pueden ser lugares de formación estelar en el futuro.

Buscando en la literatura se encontró el trabajo de L. Cambrésy (1999) que a comparación del trabajo anterior, realiza mapas de extinción de complejos moleculares gigantes dentro de nuestra galaxia, tales como Lupus, Ophiuchus, Tauro, Rossetta, entre otros. Utiliza el método de recuento de estrellas y la usa para estimar la densidad de masa de estos complejos moleculares.

Por otro lado, Lada, Alves y Lombardi (2006) utilizan otro método que es el de medición de exceso de color estelar, consiste en observar en la longitud de onda más larga

posible para penetrar las regiones más densas de la nube molecular. Por otra parte, se tiene que las estrellas son relativamente brillantes en el infrarrojo cercano y por lo tanto son detectables fácilmente con las cámaras infrarrojas de telescopios, entonces la luz que nos llega de una estrella sufre un cambio de color así como una disminución en brillo.

Hasta la fecha se puede decir que la elaboración de mapas de extinción ha proporcionado información sobre la masa, densidad columnar en nubes moleculares y con ello la distribución de objetos estelares jóvenes dentro de ellas, pero aún se tiene interrogantes sobre las condiciones iniciales de su formación.

Volviendo al modelo realizado por Butler y Tan (2009), es importante mencionar por qué es conveniente tomar imágenes en $8\mu m$ para realizar mapas de extinción. Los instrumentos del Telescopio Espacial Spitzer son altamente sensibles, nos ofrecen una visión diferente del Universo visible que conocemos. Existen regiones del Universo con densas nubes de polvo y gas que bloquea la luz visible (lo que produce que este tipo de radiación no pueda penetrar estas nubes). La radiación infrarroja nos ofrece información acerca de los objetos fríos del Universo, como pequeñas estrellas, planetas extrasolares y nubes moleculares. Las observaciones en el infrarrojo medio (MIR, por su acrónimo en inglés) principalmente dan información acerca de las características del polvo. La banda de $8\mu m$ se encuentra en el instrumento IRAC (*Infrared Array Camera*) que cuenta con otras tres bandas de $3.6\mu m$, $4.5\mu m$ y $5.8\mu m$.

A continuación se mencionan algunas características adicionales del Telescopio Espacial Spitzer ya que a partir de imágenes en la banda de $8\mu m$ se obtuvieron los mapas de extinción. Este telescopio consiste en un observatorio espacial infrarrojo, capaz de estudiar objetos que van desde nuestro sistema solar hasta las regiones más distantes del Universo. Es un telescopio de 0.85 metros con tres instrumentos científicos enfriados criogénicamente ($T < 5.5$ K) capaces de tomar imágenes en el rango espectral de 3 a $180\mu m$. Sus instrumentos altamente sensibles, nos ofrecen una visión diferente del Universo visible que conocemos. Existen regiones con densas nubes de polvo y gas que bloquean la luz visible, lo que produce que esta radiación no pueda penetrar estas nubes. Este observatorio trabaja con los instrumentos IRAC (*Infrared Array Camera*) en las bandas 3.6, 4.5, 5.8 y $8.0\mu m$, IRS (*Infrared Spectrograph*) de $25\mu m$ a $38\mu m$ y MIPS (*Multiband Imaging Photometer*) a 25, 60 y $160\mu m$.

2.2. El modelo

Con base en lo anterior se realizó un modelo de extinción con el objeto de estudiar a detalle algunas IRDCs. Recordando un poco lo visto en el capítulo 1 se tiene que aproximadamente el 1% del material está en forma de granos sólidos llamado *polvo* con dimensiones características de 10^{-5} a 10^{-6} cm. El polvo, además de ser un fuerte emisor en el infrarrojo, puede afectar a la luz ya que puede cambiar su camino original, desviación conocida como *scattering* o bien puede absorberla, razón por la cual se puede recibir

más o menos en unas longitudes de onda que en otras. Hay que tener en cuenta que el fenómeno de la absorción de la luz se da fundamentalmente en el visible y el ultravioleta y que es luego re-emitida sobre todo en el infrarrojo.

Con el objetivo de entender el modelo que ellos realizaron, se eligieron 4 IRDCs del trabajo de Butler y Tan (BT) para reproducir los mapas de extinción que ellos obtuvieron. Los objetos que ellos estudiaron son relativamente cercanos, masivos y oscuros, estos objetos muestran un alto contraste en comparación con la emisión que les rodea.

La obtención del mapa de extinción de cada IRDC nos permitirá conocer algunas de sus características físicas. A continuación se explica cómo se procedió para la elaboración de mapas de extinción.

2.2.1. Descripción al modelo de extinción realizado

Para la realización de los mapas de extinción se programó usando el software IDL (Interactive Data Lenguaje). Las características del Software son las siguientes: IDL es un Software orientada principalmente al manejo y procesamiento de imágenes y datos astronómicos.

Las imágenes tratadas fueron tomadas del Telescopio Espacial Spitzer del instrumento IRAC que son imágenes en la banda de $8\mu m$. Estas fueron descargadas de la base de datos de IRSA (Infrared Science Archive) y que tienen formato .FITS (Flexible Image Transport System).

La elaboración del mapa de extinción nos dará conocer la intensidad de radiación de fondo, que se definirá como $I_{\nu,0}$ y la intensidad de radiación a primer plano, definida como $I_{\nu,1}$. El primer paso fue eliminar los objetos brillantes que aparecen en la imagen, para ello se realizó un programa usando el software IDL, el cual nos permitió conocer la posición de cada uno. Este procedimiento se realizó, ya que no nos interesan los objetos luminosos (estrellas, galaxias) que estén en la imagen, más bien el único objeto que si nos interesa es la IRDC que aparece en ella.

Lo primero que se realizó para elaborar un mapa de extinción es identificar la posición de las fuentes estelares luminosas en la imagen. Para encontrar su posición se utilizó el comando FIND de la librería de Astronomía de IDL. Este comando funciona de la siguiente manera: para buscar fuentes puntuales se introducen dos parámetros de entrada: FWHM (Full Width at Half Maximum), que es la anchura a media altura que presenta un determinado pico de emisión (el tamaño de este ancho está dado en píxeles). Otro parámetro de entrada que necesita FIND para la búsqueda de fuentes luminosas es la intensidad umbral, que no es más que la intensidad mínima de detección.

Para verificar cómo funciona este comando se hizo una pequeña práctica. Esta consistió en realizar una imagen sintética. La imagen sintética se realizó colocando puntos pseudo-aleatorios, esta imagen tenía un tamaño de 300 por 300 píxeles. Se colocaron 20 puntos con una posición conocida y de distinto tamaño. Se ingresaron 10 FWHM de tamaño de 1 a 10 píxeles y se fue cambiando el valor de la intensidad umbral (intensi-

dad mínima de detección) para cada FWHM. Los resultados se presentan en la siguiente gráfica:

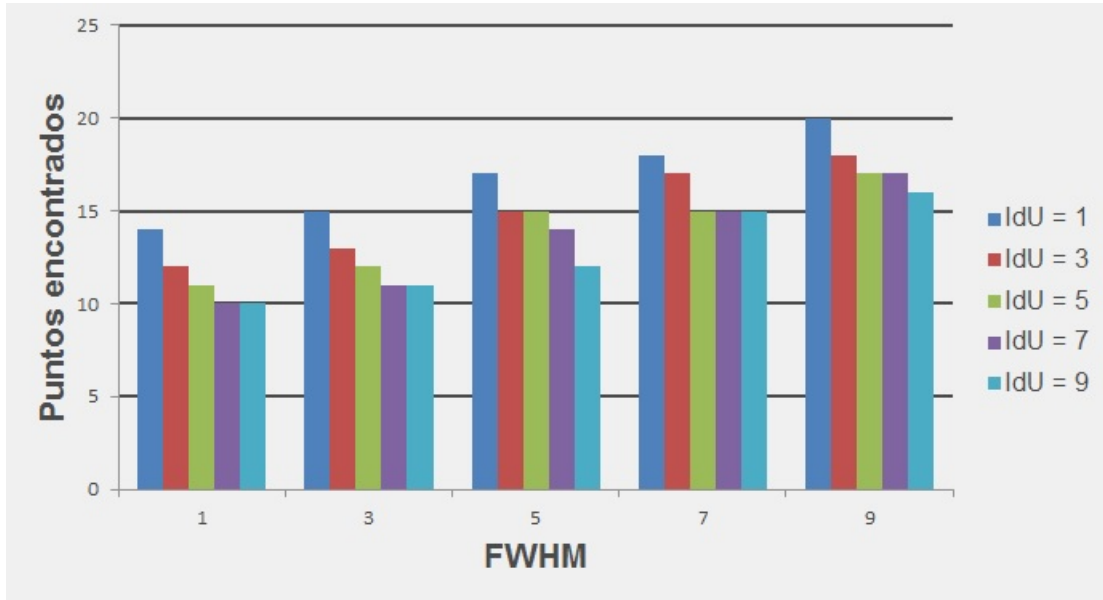


Figura 2.1: En esta gráfica se muestran los puntos encontrados en la imagen sintética en cada FWHM, para cada intensidad umbral dada. Se denota como IdU la intensidad umbral.

Cuando el valor de la intensidad umbral es igual a 1 se puede observar que para un FWHM igual a 1 los puntos que no fueron encontrados fueron los de mayor tamaño, aunque cumplen la condición en la intensidad umbral, estos puntos tienen un perfil más ancho respecto al FWHM dado, por lo tanto, el comando FIND no los toma en cuenta, esto se puede visualizar en la siguiente imagen, donde se tiene que los puntos más chicos tienen un FWHM pequeño en comparación con los puntos más grandes colocados en la imagen.

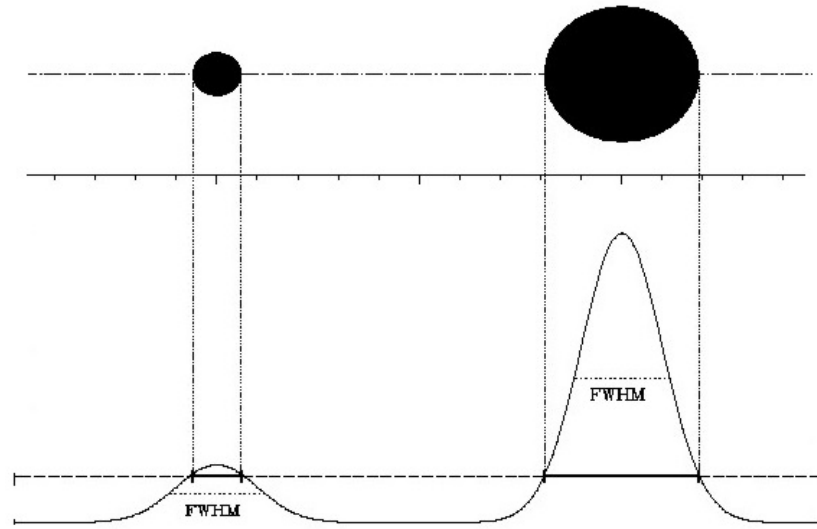


Figura 2.2: En esta imagen se muestra el perfil (FWHM) que tiene un punto respecto a su tamaño.

A partir del valor dado del FWHM, el comando `find` busca toda fuente luminosa que ajuste a dicho valor dado, pero considerando el valor en la intensidad umbral dada. El valor de la intensidad umbral es un mínimo, esto es, busca todo píxel que tenga como valor mínimo al valor dado a la intensidad umbral. Por lo tanto, si el píxel cumple con los valores introducidos tanto del FWHM como el de la intensidad umbral, registra la posición dentro de la imagen y se podrá recuperar su posición.

Una vez identificadas las fuentes estelares luminosas se procedió a eliminarlas. Los píxeles en la imagen tienen un valor determinado, a los píxeles que se encuentran en la posición donde están las fuentes puntuales se les otorgó un valor igual a cero. Al haber eliminado las fuentes puntuales en la imagen, en ella quedaron "huecos", entonces habría que otorgarles un valor en el cual se pudiera apreciar una imagen homogénea y preservar los bordes y claridad en la IRDC, para ello se realizó una interpolación a la imagen. En el trabajo de Butler y Tan no mencionan que tipo de interpolación utilizaron en sus mapas de extinción, pero buscando en la literatura se encontró que el mejor método es la interpolación bilineal.

Para realizar la interpolación bilineal se usó la tarea de IDL llamada *interpolate*. Este comando devuelve una matriz de interpolación ya sea lineal, bilineal, dependiendo de las dimensiones de la matriz de entrada. En general la interpolación en una imagen puede considerarse como el cálculo del valor de un píxel en una posición cualquiera, como una función de los píxeles que le rodean. En el caso de la interpolación bilineal el valor del píxel interpolado es el valor medio ponderado de los píxeles en una vecindad de 2 por 2 más cercanos.

Al hablar del valor medio ponderado, este se define cómo el cociente de la suma de los productos del valor que tenga cada píxel por los factores de ponderación entre la suma de las ponderaciones. Estos factores de ponderación vienen dados por las distancias entre el píxel y los píxeles de su entorno. Entonces a partir de lo anterior, la tarea *interpolate* necesita de dos parámetros que marcarán el entorno a interpolar, una es la distancia respecto a la coordenada x y la otra que será la distancia respecto a la coordenada y , ambas distancias se trazarán a partir del píxel a interpolar.

Por último, se aplicó un filtro de convolución. El convolucionar consiste en desvanecer una imagen, removiendo detalles y ruido. En un enfoque matemático, convolucionar es el tratamiento de una matriz por otra que se llama kernel o núcleo. Se tiene que una imagen es una colección bidimensional de píxeles. Entonces el proceso aritmético de convolución consiste en multiplicar 2 matrices. Por un lado está el kernel, que es una matriz que tendrá un tamaño determinado. El tamaño dado dependerá del grado de suavizado que se desee en nuestra imagen. Entonces el tamaño de la otra matriz relacionada con la imagen, por propiedades de multiplicación de matrices, deber ser de la misma dimensión que el kernel. Una vez realizada la multiplicación de término a término, estos se suman y el valor obtenido será el nuevo valor del píxel central del arreglo.

Una vez realizados los pasos anteriores, se obtuvo el mapa de extinción. En la siguiente subsección se explica como se obtuvieron los parámetros físicos de los objetos estudiados.

2.2.2. Obtención de los parámetros físicos

A continuación se explica cómo se obtuvieron a partir de las imágenes en $8\mu\text{m}$, los parámetros físicos mencionados anteriormente, necesarios para el cálculo de la extinción. Para el cálculo de la intensidad de fondo $I_{\nu,0}$ se estimó de la siguiente manera (ver figura 2.3):

$$I_{\nu,0} = (1 - f_{fore})I_{\nu,0,obs} \quad (2.1)$$

De la ecuación anterior, para el cálculo de f_{fore} (se define como la relación de la intensidad de radiación a primer plano), Butler y Tan calculan el cociente de la columna de polvo caliente entre la posición solar ($R = 8$ kpc) y la columna total de polvo que se extiende a un radio galactocéntrico de 16 kpc. La estimación de f_{fore} es incierta, debida a pequeñas variaciones en la emisión de polvo en la Galaxia. Los valores de f_{fore} van a variar de acuerdo con la distancia que se encuentre el objeto. Para encontrar $I_{\nu,0,obs}$ que se definió como la intensidad de fondo observado, se obtuvo del promedio de los valores que tienen los píxeles que se definió dentro de una elipse que rodea a la nube oscura. El tamaño elegido de la elipse dependió de la forma que tuviera la nube y fue el mismo del tamaño que usaron Butler y Tan en sus mapas de extinción.

Para el valor de la intensidad a primer plano $I_{\nu,1}$, se realizó el siguiente análisis: si un núcleo tiene una suficiente densidad de masa, entonces bloqueará toda la emisión de fondo. Entonces la intensidad mínima observada en la nube será aproximadamente igual

a la emisión de primer plano. Es difícil estar seguros si un núcleo está saturado. Sin embargo, se propone que la intensidad mínima observada sería la misma en dos o más núcleos independientes en la misma nube. Por lo tanto, esto conduce a que los valores medidos sean afectados significativamente por la saturación. El nivel de ruido medido en la banda de $8\mu m$ tiene una intensidad de $\sigma = 0.6$ MJy/sr (Reach et al. 2006), entonces bajo las consideraciones anteriores y teniendo en cuenta que un núcleo o *core* podría estar saturado, se adoptó el valor que usó Butler y Tan (2012) donde el valor de la emisión a primer plano es de $I_{\nu,1} = 2\sigma = 1.2$ MJy/sr.

El siguiente paso fue estimar la profundidad o espesor óptico. Como se mencionó en secciones anteriores, para estimar que tanto se extingue la radiación dirigida a un observador, este valor se calculó a partir del espesor o profundidad óptica definida como τ , este valor nos da una idea del total de absorción de radiación debida al material que hay entre la fuente emisora y el observador (figura 2.1), se determinó de la siguiente manera:

$$\tau_{8\mu m} = \ln(I_{\nu,0}/I_{\nu,1}) \quad (2.2)$$

recordando que $I_{\nu,0}$ es la intensidad de radiación de fondo y $I_{\nu,1}$ es la intensidad de radiación a primer plano.

Para el modelo se adoptó el valor del coeficiente de absorción lineal como $\kappa_{8\mu m} = 7.5$ $\text{cm}^2 g^{-1}$, que es un valor cercano al que se da en el modelo de Ossenkopf y Henning (1994) y que de igual forma, dicho valor se usó en el modelo de extinción realizado por Butler y Tan. A partir de ello se pudo estimar Σ , que es la densidad de masa superficial de la siguiente manera:

$$\Sigma = \frac{\tau_{8\mu m}}{\kappa_{8\mu m}} \quad (2.3)$$

Las unidades en las que se expresa la densidad de masa superficial son g cm^{-2} y se refiere a la cantidad de masa por unidad de área.

A continuación se presenta el esquema de transferencia radiativa para una nube oscura infrarroja (IRDC):

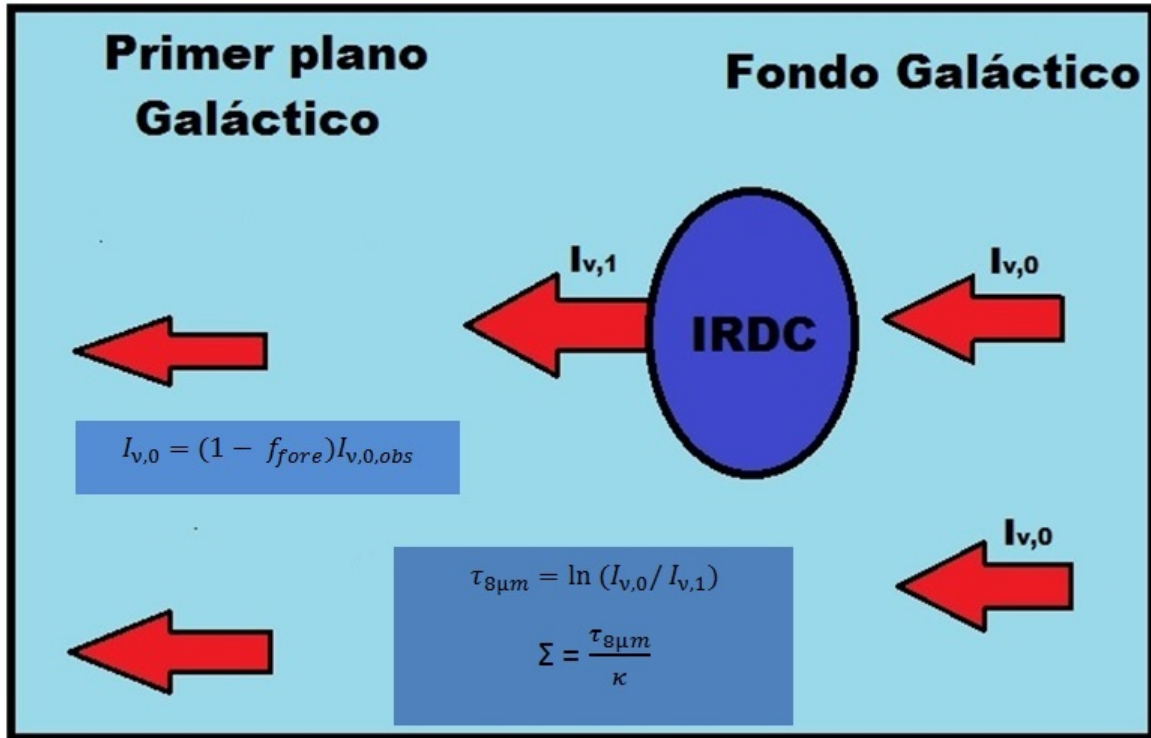


Figura 2.3: Esquema del modelo de transferencia radiativa para una IRDC. Adaptado de Butler y Tan (2012).

2.3. Comparación de los mapas de extinción

En esta sección se presenta la comparación entre los mapas de extinción obtenidos por Butler y Tan (2012) con los mapas de extinción obtenidos en esta tesis, así como los parámetros físicos obtenidos.

Nube	Σ ($g\text{ cm}^{-2}$)	$\tau_{8\mu m}$	$I_{\nu,0,obs}$ (MJy/sr)	f_{fore}
Nube A	0.549 ± 0.01	4.124	93.8	0.209
Nube B	0.557 ± 0.01	4.183	85.1	0.075
Nube C	0.534 ± 0.01	4.007	89.9	0.266
Nube F	0.465 ± 0.01	3.493	48.9	0.193

Cuadro 2.1: Parámetros obtenidos por Butler y Tan.

Nube	Σ ($g\text{ cm}^{-2}$)	$\tau_{8\mu m}$	$I_{\nu,0,obs}$ (MJy/sr)	f_{fore}
Nube A	0.547 ± 0.013	4.106	92.096	0.209
Nube B	0.558 ± 0.011	4.187	85.474	0.075
Nube C	0.532 ± 0.013	3.991	88.532	0.266
Nube F	0.463 ± 0.014	3.473	47.950	0.193

Cuadro 2.2: Parámetros obtenidos en esta tesis.

Como se puede observar, existen diferencias entre los valores obtenidos, esto se debió probablemente al tipo de interpolación usado en las imágenes para la obtención del mapa de extinción. También del tamaño del filtro de convolución ya que como se mencionó en la sección anterior, este filtro se utilizó para desvanecer la imagen removiendo algunos detalles y ruido, por lo que el grado de desvanecimiento dependerá del tamaño del filtro. Tomando en cuenta estas consideraciones, aún así nos aproximamos a los valores obtenidos por Butler y Tan.

A continuación se muestran las imágenes en $8\mu m$ de cada objeto donde se puede observar las IRDCs que se estudiaron, estas muestran una forma inhomogénea y elongada. Posteriormente se presentan los mapas de extinción obtenidos, en los cuales se pueden observar zonas brillantes, esto corresponde a los valores más altos de la densidad de masa superficial, como lo indica nuestra escala, mostrando las zonas más densas en la IRDC. Los mapas de extinción que están en la parte superior de la página son los obtenidos en este trabajo, mientras que los que se encuentran en la parte inferior son los mapas de extinción obtenidos por Butler y Tan (figuras 2.8, 2.9, 2.10 y 2.11).

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

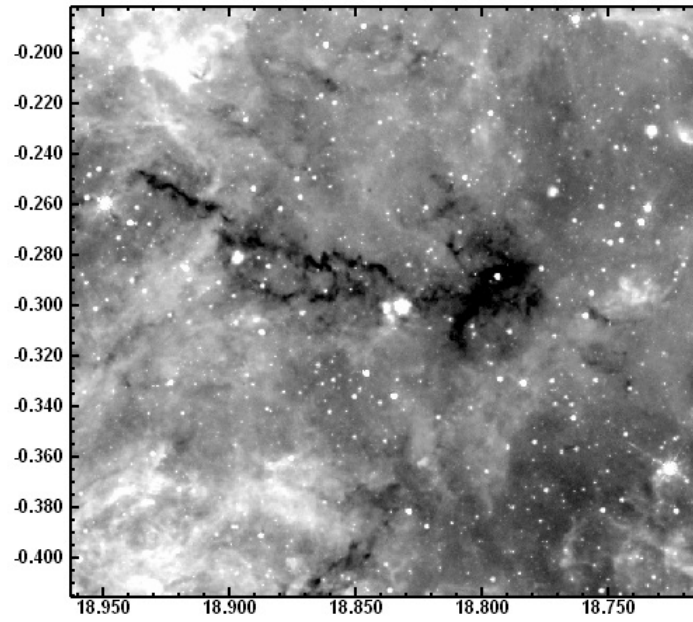


Figura 2.4: Nube A (G018.82-00.28).

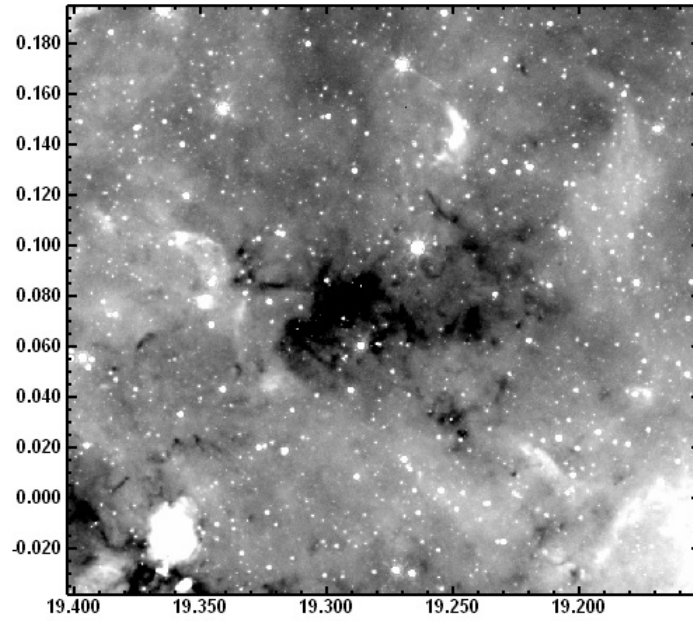


Figura 2.5: Nube B (G019.27+00.07).

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

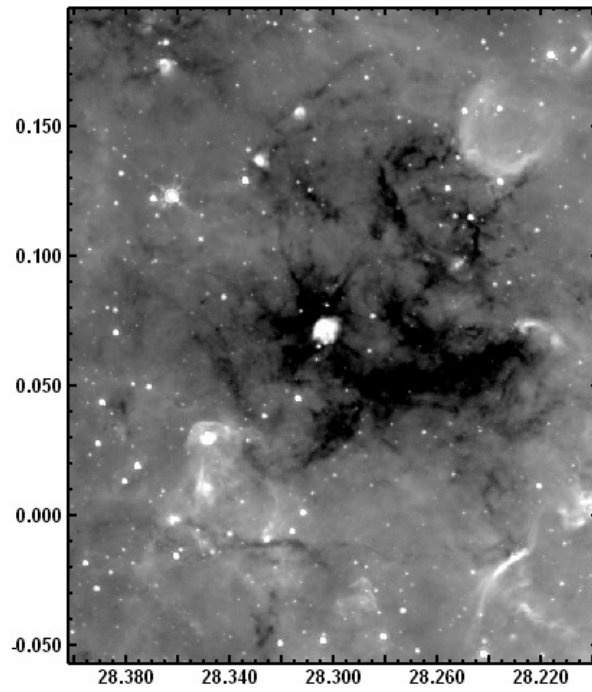


Figura 2.6: Nube C (G028.37+00.07).

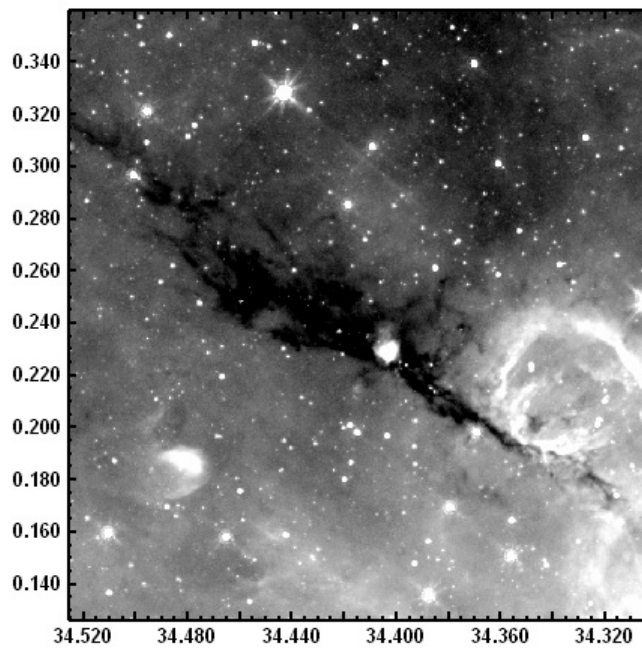


Figura 2.7: Nube F (G034.43+00.24).

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

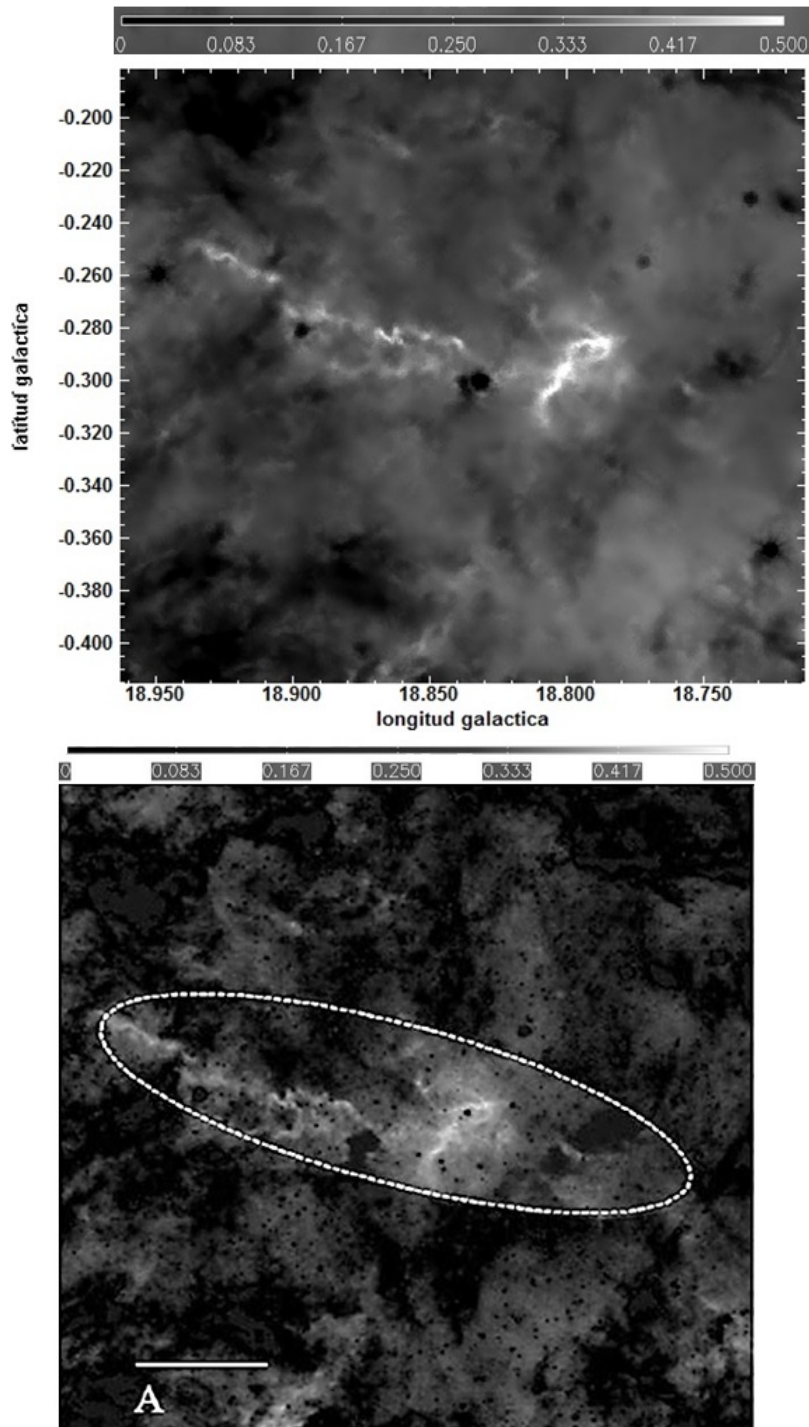


Figura 2.8: Mapa de extinción de la nube A.

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

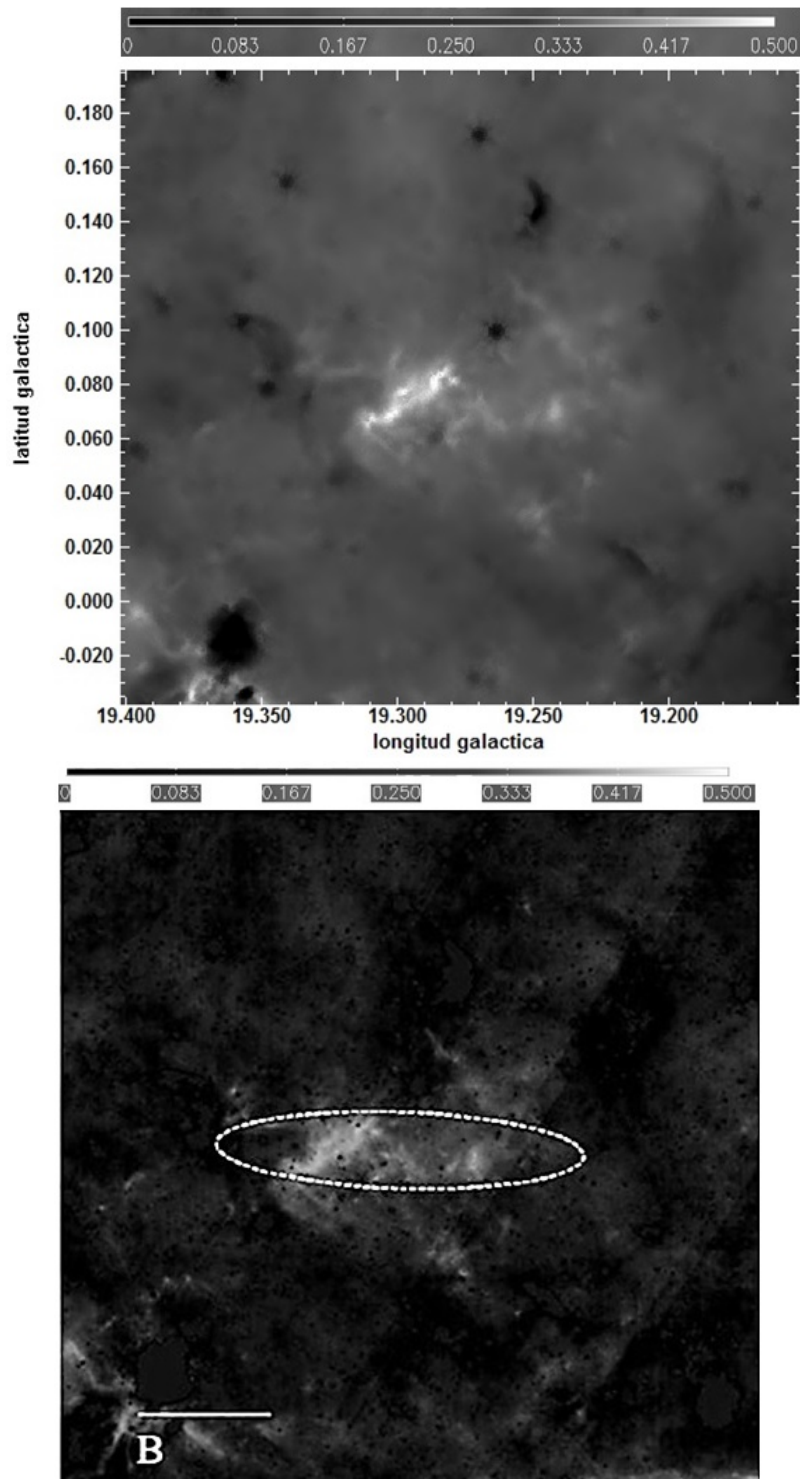


Figura 2.9: Mapa de extinción de la nube B.

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

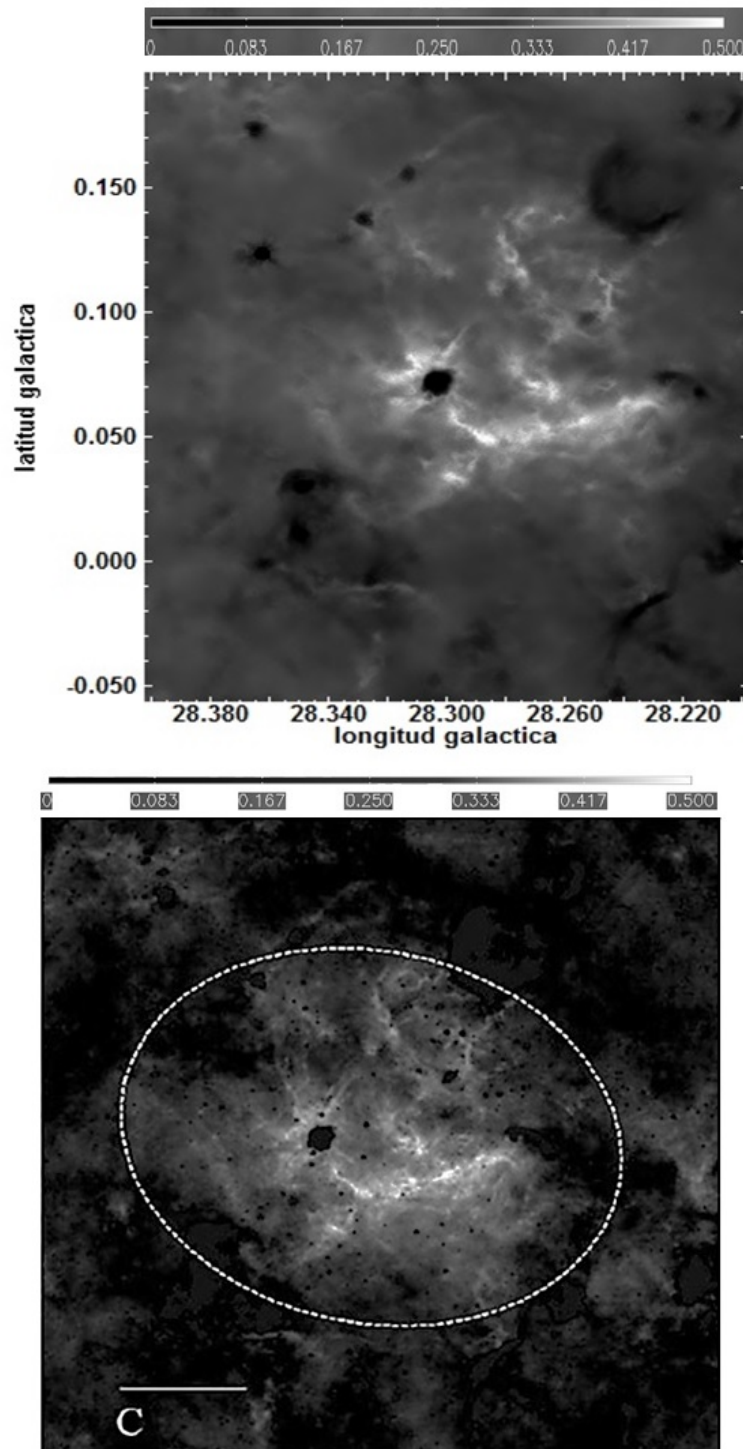


Figura 2.10: Mapa de extinción de la nube C.

CAPÍTULO 2. EL MODELO DE EXTINCIÓN
2.3. COMPARACIÓN DE LOS MAPAS DE EXTINCIÓN

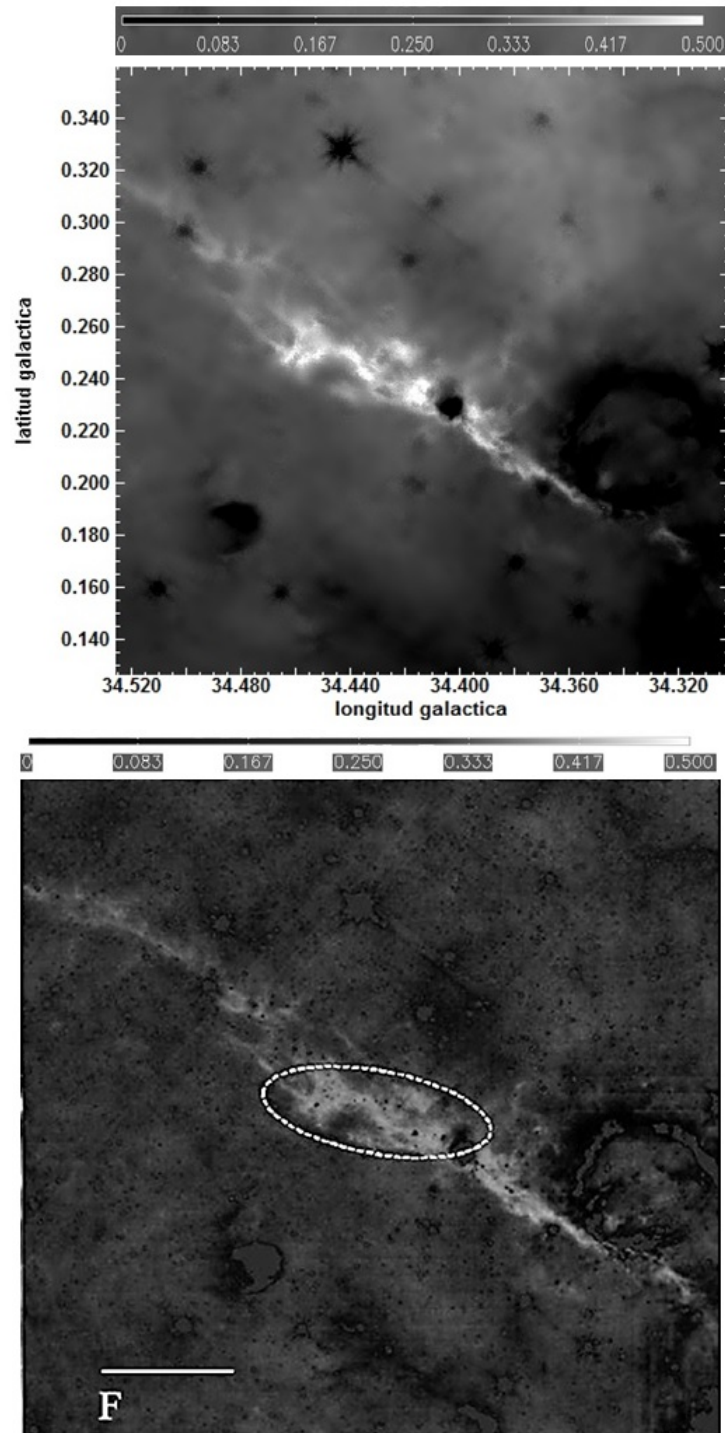


Figura 2.11: Mapa de extinción de la nube F.

Capítulo 3

Aplicación del modelo de extinción a las regiones asociadas a los objetos IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205

Con lo realizado, se aplicó el modelo de extinción hacia otros objetos, en particular a las regiones asociadas con las fuentes IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205, ya que las IRDCs que aparecen en las imágenes en $8\mu m$ son oscuras, extensas y muestran un alto contraste en comparación con la emisión que las rodea. Como es sabido, una IRDC es una región de formación de estrellas de baja o alta masa, incluso podrían ser regiones de formación de todo un cúmulo. Se obtuvo el mapa de extinción de estas dos regiones, además de sus parámetros físicos, tales como la intensidad de radiación y el factor de extinción en cada región. A partir de estos parámetros se obtuvo la densidad de masa superficial (Σ) en cada una de ellas.

Después, se realizó un modelo de la radiación emitida de objetos puntuales seleccionados dentro de las regiones estudiadas. Partiendo de la ley de radiación de cuerpo negro, este se modificó para reproducir lo que en astrofísica se le denomina *cuerpo gris* (ver capítulo 1). El modelo final ajustado a las fuentes, está basado en dos cuerpos grises que corresponden a las dos componentes relativamente frías, estas son: una envoltura de polvo y un disco de acreción con diferente temperatura esencialmente; y un cuerpo negro con alta extinción.

3.1. IRAS 18223-1243

La región asociada a la fuente IRAS 18223-1243 es una de las pocas bien estudiadas y modeladas en bandas milimétricas y en el lejano infrarrojo, longitudes de onda que permiten penetrar la nube materna. Está asociada con al menos un objeto protoestelar de alta masa.

Se localiza a 3.7 kpc (Sridharan et al. 2002) sobre el plano galáctico (coordenadas galácticas $l= 18.65$ y $b= -0.05$). Esta fuente se piensa está asociada con por lo menos un objeto estelar masivo (Beuther & Steinacker et al. 2007). Se ha propuesto la fuente 2MASS J18251092-1242155 como el objeto protoestelar masivo (García-Torres et al. 2013). Faúndez et al. (2004) calculó la masa de esta fuente en $9.8 \times 10^2 M_{\odot}$, una densidad volumétrica de $6.4 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ y Beuther et al. (2010) calculó la temperatura del polvo en 31 K.

Todo apunta que con el tiempo, este objeto estelar se convertirá en una estrella masiva y estamos ante una de las primeras etapas de su formación. Por lo tanto, esta fuente podría ser un excelente caso de estudio para observar las propiedades físicas de formación de estrellas masivas en las etapas iniciales de su vida.

A continuación se presenta la imagen de toda la región en donde se encuentra la fuente IRAS. Como se puede observar la nube oscura infrarroja aparece como una estructura filamentaria, que cruza en diagonal de la parte central a la parte inferior derecha de la imagen.

CAPÍTULO 3. APLICACIÓN DEL MODELO DE EXTINCIÓN A LAS
REGIONES ASOCIADAS A LOS OBJETOS IRAS 18223-1243 E IRAS
18236-1205

3.1. IRAS 18223-1243

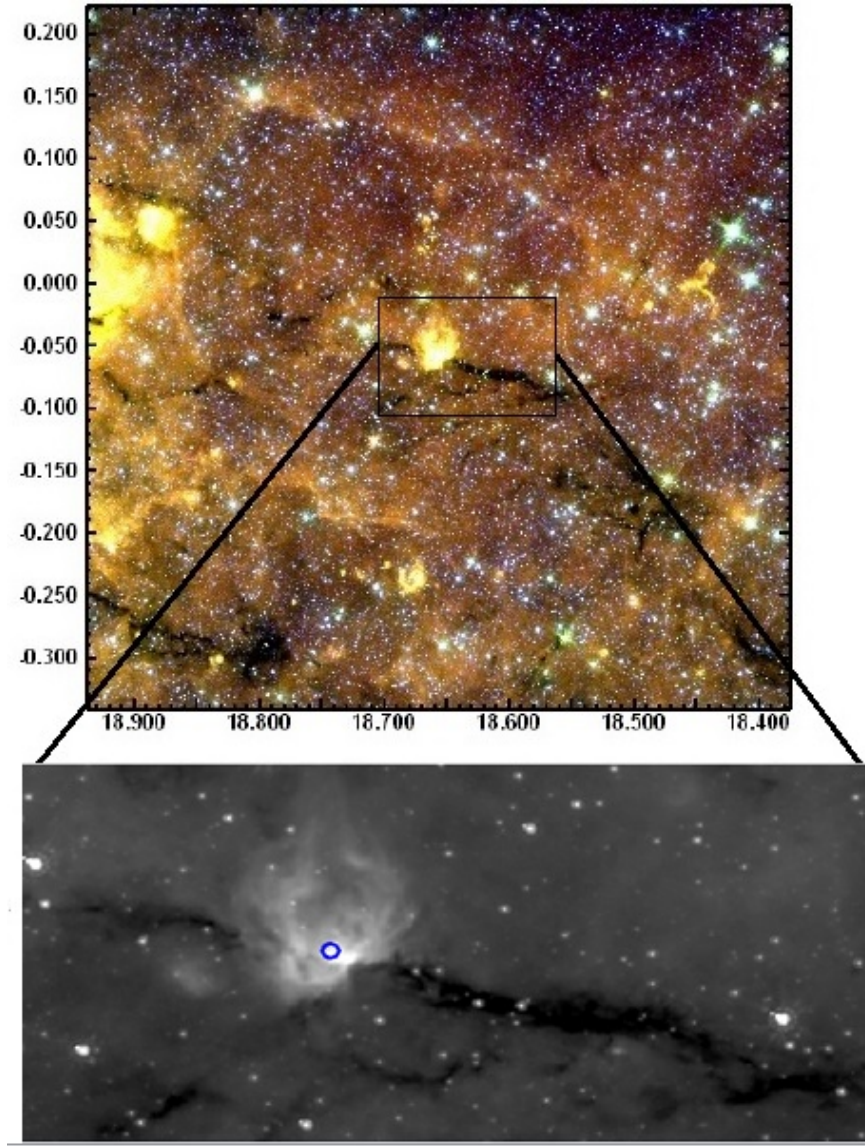


Figura 3.1: En la parte superior observamos toda la región en donde se encuentra la fuente IRAS 18223-1243, es una imagen compuesta en 3 colores (3.5 , 5.8 y $8 \mu m$) en coordenadas galácticas (l , b) y en la parte inferior se muestra la región de interés (la fuente 2MASS J18251092-1242155 marcada en círculo azul) en la banda de $8 \mu m$.

3.1.1. Mapa de extinción

En esta sección se presenta el mapa de extinción de la región asociada a la fuente IRAS 18223-1243. Este mapa como los anteriores fue obtenido a partir de una imagen en $8\mu m$. Para el cálculo de $I_{\nu,0,obs}$ se tomó el promedio de los píxeles que se encuentran dentro de la elipse (procedimiento que se explicó en el capítulo 2).

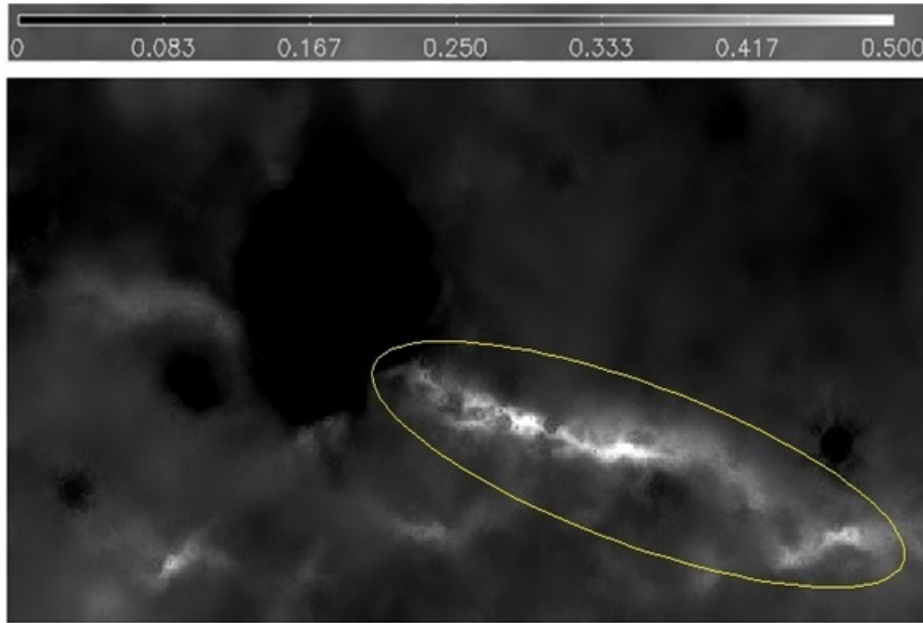


Figura 3.2: Mapa de extinción de la fuente IRAS 18223-1243; la barra representa el valor de la densidad de masa superficial en unidades de $g\ cm^{-2}$.

Del mapa de extinción obtenido, la IRDC que observamos muestra en su mayoría una estructura filamentosa. A continuación se presenta los parámetros físicos obtenidos:

Nombre	Σ ($g\ cm^{-2}$)	$\tau_{8\mu m}$	$I_{\nu,0,obs}$ (MJy/sr)	f_{fore}
IRAS 18223-1243	0.540	4.055	85.814	0.193

Cuadro 3.1: Parámetros físicos obtenidos (IRAS 18223-1243).

Como se puede ver en la tabla anterior, la obtención del mapa de extinción nos da información acerca de la distribución de la intensidad de radiación la cual podemos asociar con la geometría y fenomenología ocurriendo en la región, en la cual hay evidencia que se está dando la formación de estrellas (Butler y Tan 2009). Sin embargo, esto nos dice muy poco sobre el estado evolutivo del objeto u objetos presentes ahí, para ello se realizó su distribución espectral de energía, tema que se abordará en la siguiente sección.

3.1.2. Distribución espectral de energía

La distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés) representa una medida de la potencia radiada por una fuente por longitud de onda o frecuencia. En el caso estelar, nos da una forma de identificar la etapa evolutiva en que se encuentra. Para los objetos estelares jóvenes (YSOs, por su acrónimo en inglés) de alta o baja masa, la SED nos permite diferenciar incluso etapas durante su propia formación. El modelo propuesto para una fuente embebida incluye una fuente central caliente, que emite radiación y la cual será absorbida por el gas y polvo que la rodea (Zinnecker & Yorke et al. 2007). Los flujos y la distribución espectral de energía se ajustaron mediante un modelo de varios cuerpos grises y un cuerpo negro con alta extinción.

A partir de lo anterior y basándonos en las observaciones realizadas por Spitzer, la fuente IRAS 18223-1243 puede ser estudiada a partir de dos componentes, dicha en otras palabras, mediante el ajuste de dos cuerpos grises (Beuther & Steinacker et al. 2007). Para ajustar los datos de la emisión en el lejano infrarrojo suponemos que esta emisión proviene de una envoltura de polvo calentada por la radiación ionizante de la estrella. La temperatura de polvo (T_d) que se tomó, es la que reporta Beuther et al. (2010) $T_d = 31$ K. El valor que se ha escogido para la fotosfera (T_{ef}) proviene del catálogo de Cox (Allen's Astrophysical Quantities) y es escogido de tal forma que ajuste a los datos en las bandas observadas. Para este caso se tomó una temperatura de 40000 K que correspondería una estrella de tipo espectral O5.

En la región del lejano infrarrojo (FIR, por su acrónimo en inglés) son usados los flujos de IRAS. Estos flujos son usados como límites superiores (marcados con triángulos), por lo que el ajuste se encuentra por abajo de estos datos. Utilizamos el catálogo para fuentes puntuales de 2MASS, para extraer la fotometría de la fuente asociada. Esta emisión puede estar asociada a la emisión de la fotosfera en el infrarrojo cercano del objeto protoestelar. El valor de la fotosfera fue escogida de tal forma que ajustarán a los datos de 2MASS, en particular con la banda K_s , la cual tiene buena calidad fotométrica, lo que no aplica siempre en las bandas J y H. Con el mismo criterio fueron ajustados los datos de IRAC-Spitzer en sus cuatro bandas 3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 μm .

Para obtener los flujos del telescopio espacial WISE, se realizó la conversión de las magnitudes observadas de las 4 bandas W1[3.3] μm , W2[4.6] μm , W3[11.5] μm y W4[22.0] μm a flujos de acuerdo con la relación:

$$F = F_0 10^{-0.4(m_{WISE})} [Jy] \quad (3.1)$$

donde F_0 es el flujo calibrado en cada banda (W1, W2, W3, W4) para una estrella estándar (por ejemplo Vega) y m_{WISE} es la magnitud determinada en cada banda de WISE. El flujo obtenido está dado en *Janskys*.

Para tener un análisis más detallado de cada objeto en la parte del infrarrojo lejano y submilimétrico, se agregaron datos del satélite espacial Planck, que de acuerdo con nuestra distribución, estos se encuentran en la parte de la envoltura de polvo. Adicionalmente se agregaron datos de los satélites MSX y AKARI, para que se tuviera un mejor ajuste.

**CAPÍTULO 3. APLICACIÓN DEL MODELO DE EXTINCIÓN A LAS
REGIONES ASOCIADAS A LOS OBJETOS IRAS 18223-1243 E IRAS
18236-1205**

3.1. IRAS 18223-1243

Banda	Flujo	Error
F_J [mJy]	3.80	0.21
F_H [mJy]	13.2	0.6
F_K [mJy]	42.3	1.5

Cuadro 3.2: Tabla de flujos de 2MASS.

Banda	Flujo	Error
F[3.6][Jy]	0.176	0.045
F[4.5][Jy]	0.242	0.049
F[5.8][Jy]	0.376	0.059
F[8.0][Jy]	0.553	0.102

Cuadro 3.3: Tabla de flujos de Spitzer.

Banda	Flujo	Error
F[8.28][Jy]	6.19	0.25
F[12.1][Jy]	10.3	0.5
F[21.3][Jy]	27.3	1.6

Cuadro 3.4: Tabla de flujos de MSX.

Banda	Flujo	Error
F[3.3][Jy]	0.323	0.006
F[4.6][Jy]	0.438	0.002
F[11.5][Jy]	20.800	0.082
F[22.0][Jy]	51.800	0.700

Cuadro 3.5: Tabla de flujos de WISE.

Banda	Flujo	Error
F[12][Jy]	16.2	0.8
F[25][Jy]	63.9	4.5
F[60][Jy]	627.6	94.0
F[100][Jy]	1.906×10^3	0.20×10^3

Cuadro 3.6: Tabla de flujos de IRAS.

**CAPÍTULO 3. APLICACIÓN DEL MODELO DE EXTINCIÓN A LAS
REGIONES ASOCIADAS A LOS OBJETOS IRAS 18223-1243 E IRAS
18236-1205**

3.1. IRAS 18223-1243

Banda	Flujo	Error
F[350][Jy]	364.668	9.414
F[550][Jy]	105.803	4.130
F[850][Jy]	21.616	1.216
F[1382][Jy]	4.904	0.239

Cuadro 3.7: Tabla de flujos de PLANCK.

La distribución espectral de energía ajustada observacionalmente para este objeto es mostrada en la siguiente imagen:

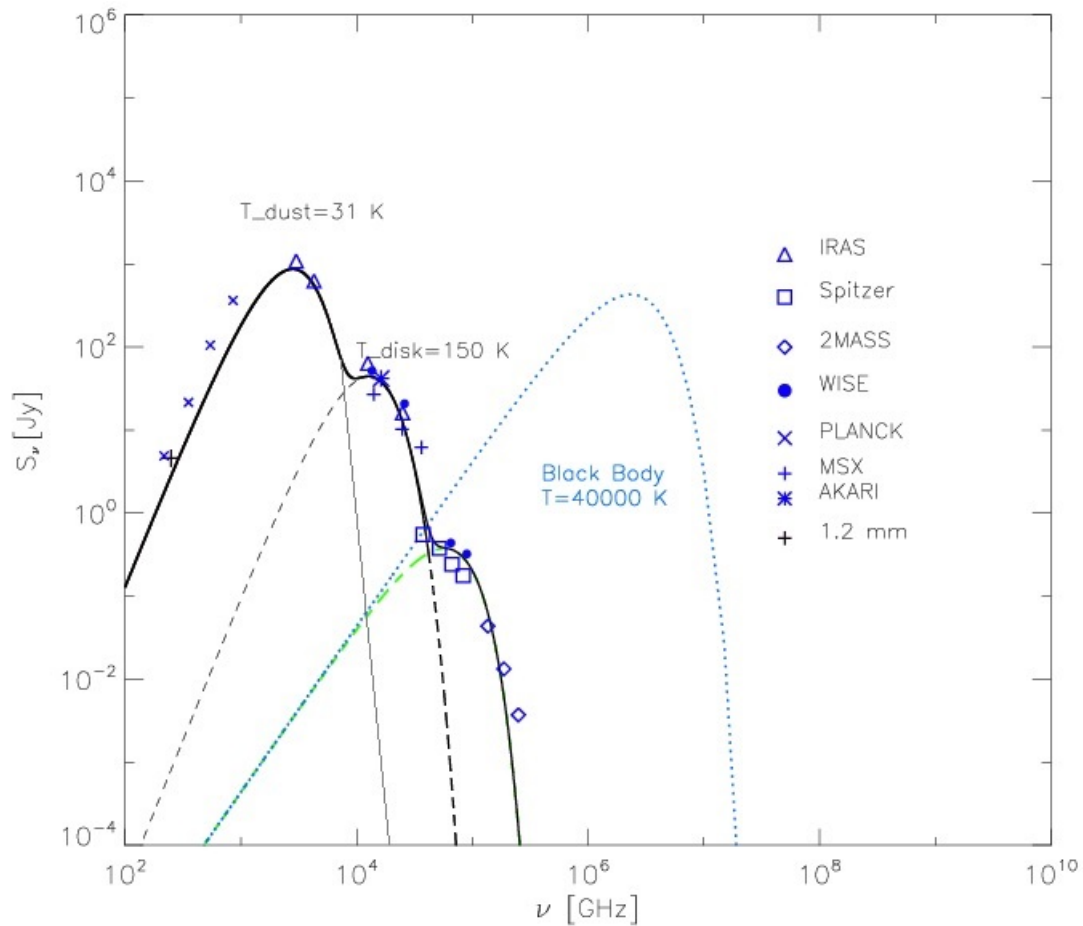


Figura 3.3: Distribución espectral de energía de la fuente IRAS 18223-1243.

La línea continua de color negro indica la suma del modelo de las 3 componentes. La línea puntuada azul representa el modelo de un cuerpo negro sin extinción para la fuente central propuesta. Las líneas discontinuas negras representan cada una de las componentes: envoltante de polvo, disco circunestelar y una fuente central.

3.2. IRAS 18236-1205

La región molecular asociada a la fuente IRAS 18236-1205 es una nube molecular gigante localizada en el primer cuadrante del plano galáctico sobre el brazo de Sagitario (coordenadas galácticas, $b = 19^\circ.364$, $l = -0^\circ.24$). La región central hacia la fuente IRAS fue observada por Bronfman et al. (1996). Los resultados de Bronfman et al. (1996) y de Molinari et al. (1996) derivaron en una distancia para esta nube molecular de 2.5 kpc y 2.51 kpc respectivamente.

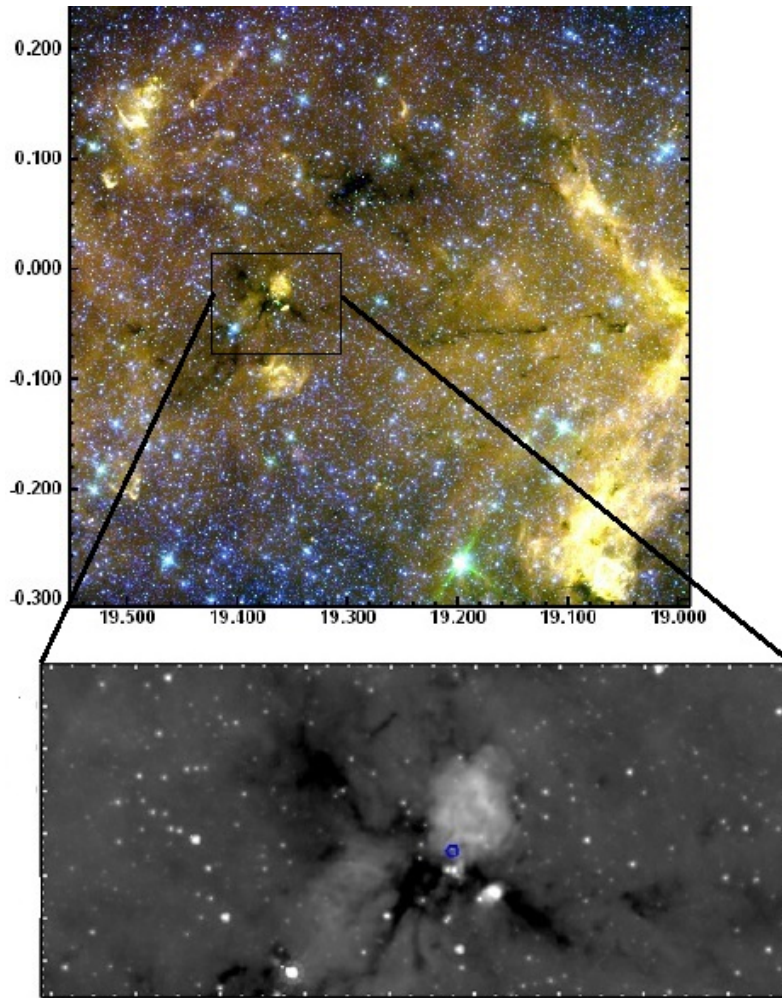


Figura 3.4: En la parte superior observamos toda la región en donde se encuentra la fuente IRAS 18236-1205, es una imagen compuesta en 3 colores (3.5 , 5.8 y $8 \mu m$) y en la parte inferior se muestra la región a estudiar (fuente IRAS en círculo azul) en la banda de $8 \mu m$.

Faundez et al. (2004) calculó la temperatura del polvo en $T_{polvo} = 26$ K y una masa

de $M = 7.8 \times 10^2 M_{\odot}$. Se tiene evidencia que esta fuente está asociada a objetos estelares jóvenes masivos, aunque no existe un estudio detallado sobre los objetos embebidos en la nube molecular.

3.2.1. Mapa de extinción

En esta sección presentamos el mapa de extinción obtenido por nuestro modelo de la fuentes IRAS 18236-1205, para el cálculo de $I_{\nu,0,obs}$ se tomó el promedio de los píxeles que se encuentran dentro de la elipse:

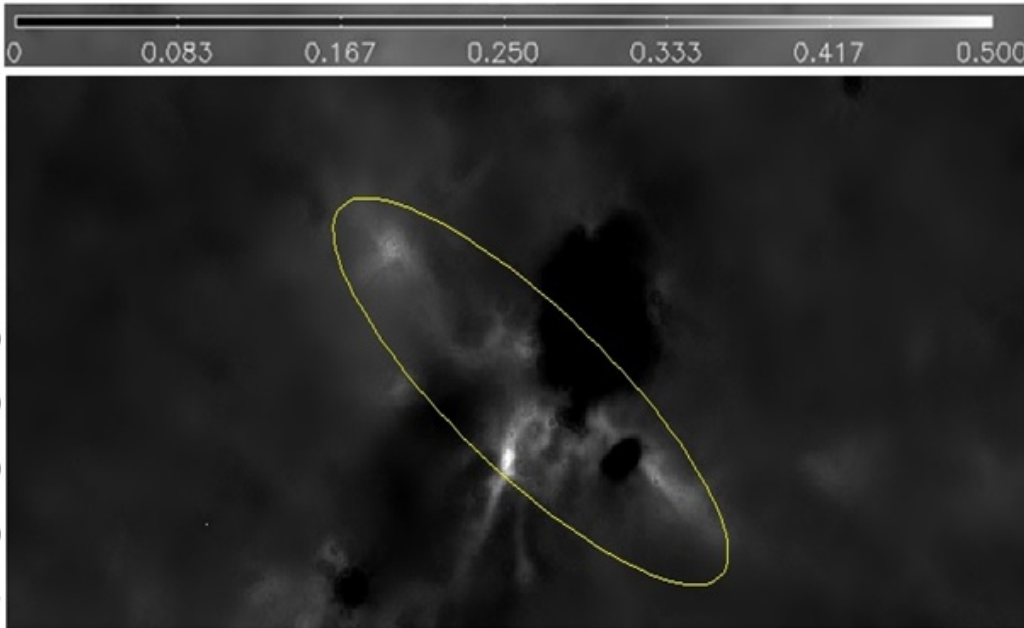


Figura 3.5: Mapa de extinción de la fuente IRAS 18236-1205; la barra representa el valor de la densidad de masa superficial en unidades de $g\ cm^{-2}$.

A partir del mapa de extinción obtenido, se presentan los parámetros físicos encontrados:

Nombre	Σ ($g\ cm^{-2}$)	$\tau_{8\mu m}$	$I_{\nu,0,obs}$ (MJy/sr)	f_{fore}
IRAS 18236-1205	0.551	4.133	81.366	0.080

Cuadro 3.8: Parámetros físicos (IRAS 18236-1205).

De acuerdo con los parámetros obtenidos, se tiene que esta región presenta alta densidad, lo que sugiere que es una buena candidata a región de formación estelar masiva, pero que podrá exhibir tanto formación de estrellas de baja masa cómo de alta masa. Las IRDCs

que aparecen en el mapa de extinción son brillantes y presentan una forma irregular, de su distribución podemos observar que se encuentran alrededor de la fuente IRAS.

3.2.2. Distribución espectral de energía

Para ajustar los datos de la emisión en el lejano infrarrojo suponemos que esta emisión proviene de una envolvente de polvo calentada por la radiación ionizante de la estrella. La temperatura de polvo (T_d) que se usó es la reportada por Faúndez et al. (2004) de $T_d = 26$ K. El valor que se ha escogido para la fotosfera (T_{ef}) proviene del catálogo de Cox (Allen's Astrophysical Quantities) de tal forma que observacionalmente ajuste a los datos en las bandas observadas. Para este caso se tomó una temperatura de 15500 K que corresponde una estrella de tipo espectral B5.

En la región del lejano infrarrojo (FIR) se usaron los flujos de IRAS como límites superiores (marcados con triángulos invertidos azules), por lo que el ajuste se encuentra por abajo de estos datos. Para la obtención de los flujos de WISE, se usó la ecuación 3.2 para convertir las magnitudes a flujo.

A continuación se muestran los flujos que van del infrarrojo cercano al infrarrojo lejano con su respectivo error:

Banda	Flujo	Error
F_J [mJy]	77.260	—
F_H [mJy]	88.449	0.06
F_K [mJy]	60.549	0.02

Cuadro 3.9: Tabla de flujos de 2MASS.

Banda	Flujo	Error
$F[3.6]$ [mJy]	78.0	3.63
$F[4.5]$ [mJy]	47.2	2.0
$F[5.8]$ [mJy]	50.6	4.8
$F[8.0]$ [mJy]	34.0	7.0

Cuadro 3.10: Tabla de flujos de Spitzer.

**CAPÍTULO 3. APLICACIÓN DEL MODELO DE EXTINCIÓN A LAS
REGIONES ASOCIADAS A LOS OBJETOS IRAS 18223-1243 E IRAS
18236-1205**

3.2. IRAS 18236-1205

Banda	Flujo	Error
F[8.28][Jy]	0.213	0.011
F[14.6][Jy]	0.924	0.068
F[21.3][Jy]	5.540	0.340

Cuadro 3.11: Tabla de flujos de MXS.

Banda	Flujo	Error
F[3.3][Jy]	0.0699	0.0017
F[4.6][Jy]	0.0761	0.0018
F[11.5][Jy]	0.190	0.005
F[22.0][Jy]	1.620	0.04

Cuadro 3.12: Tabla de flujos de WISE.

Banda	Flujo	Error
F[12][Jy]	2.87	0.26
F[25][Jy]	14.3	1.1
F[60][Jy]	323.5	42.0
F[100][Jy]	1.28×10^3	0.19×10^3

Cuadro 3.13: Tabla de flujos de IRAS.

Banda	Flujo	Error
F[350][mJy]	499750.0	37.202
F[550][mJy]	156779.0	12.696
F[850][mJy]	38665.2	2.250
F[1382][mJy]	6907.6	0.508

Cuadro 3.14: Tabla de flujos de PLANCK.

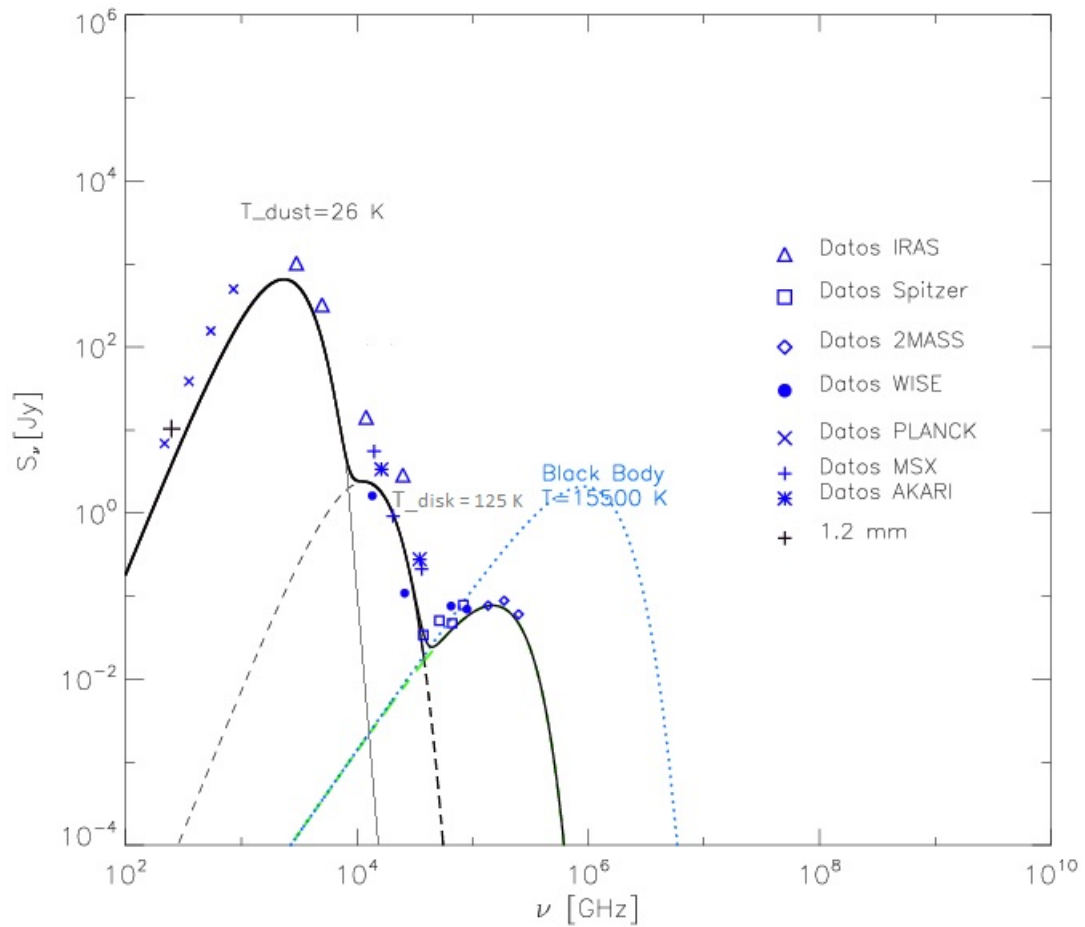


Figura 3.6: Distribución espectral de energía de la fuente IRAS 18236-1205.

La línea continua de color negro indica la suma del modelo de las 3 componentes. La línea puntuada azul representa el modelo de un cuerpo negro para la fuente central propuesta sin extinción. Las líneas discontinuas negras representan cada una de las componentes: disco, polvo y una fuente central.

Capítulo 4

Comparación y análisis

4.1. Comparación

Con la finalidad de evaluar nuestro resultado, en esta sección se hará una comparación entre el mapa de extinción obtenido en esta tesis contra otro mapa de extinción producido con otro método y usando datos del telescopio espacial Herschel en su banda de $500\mu m$ (longitud de onda que corresponde al lejano infrarrojo) de la región denominada nube 76.

Hay que mencionar que la resolución en las imágenes de Herschel es menor que las tomadas por Spitzer. En la banda de $500\mu m$ de Herschel las imágenes tienen una resolución de 35 arcosegundos, mientras que en las de Spitzer como ya se mencionó es de 2 arcosegundos, por lo que para realizar la comparación ambas imágenes se degradaron a la misma resolución, de lo contrario al comparar píxel por píxel es probable que estemos tomando información de regiones diferentes. Para realizar el “cambio“ de resolución tomamos la imagen de Spitzer y la convertimos a una resolución igual a la de la imagen de Herschel, pero no se puede realizar el proceso a la inversa porque al realizar el cambio de resolución es muy probable que metamos información incierta a los píxeles de la imagen por lo que es más conveniente pasar de una resolución de 2 arcosegundos a 35 arcosegundos. En las siguientes imágenes se podrá notar la diferencia en la resolución, para ello se seleccionó a la subregión denominada nube B como ejemplo.

CAPÍTULO 4. COMPARACIÓN Y ANÁLISIS

4.1. COMPARACIÓN

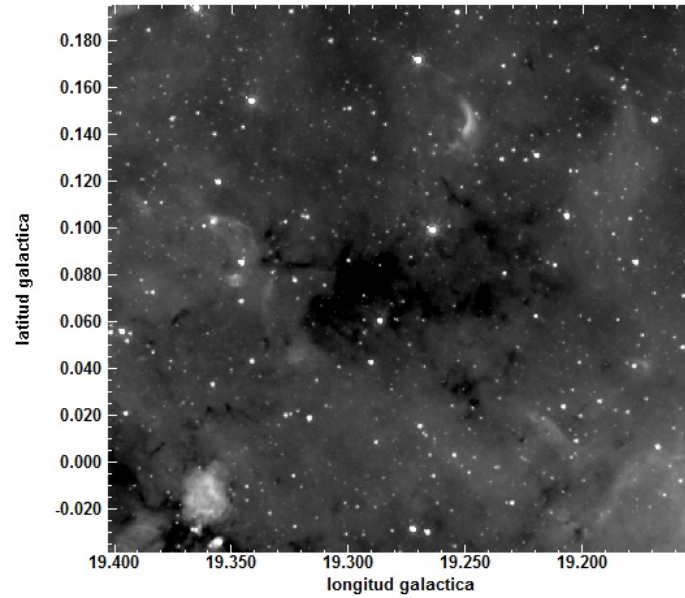


Figura 4.1: Imagen en $8 \mu m$ original de la nube B a una resolución de 2 arcosegundos.

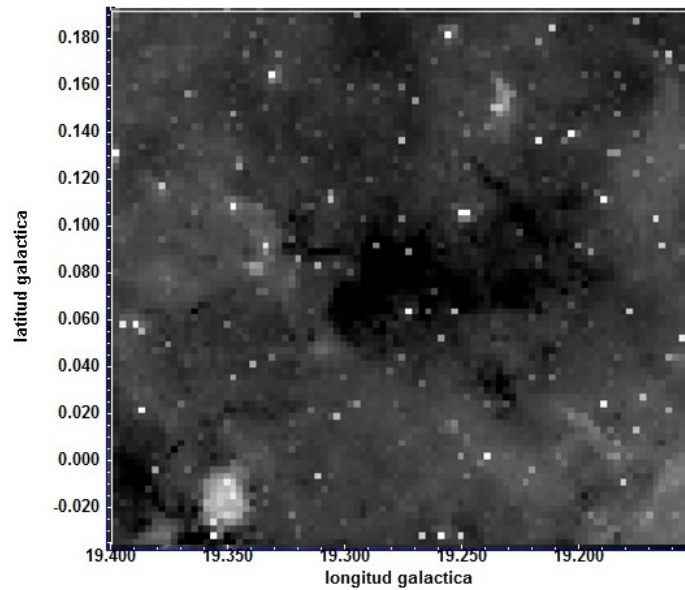


Figura 4.2: Nube B a una resolución de 35 arcosegundos.

CAPÍTULO 4. COMPARACIÓN Y ANÁLISIS

4.1. COMPARACIÓN

A continuación se muestra el mapa de extinción de la región denominada nube 76 usando datos del Telescopio Espacial Hershel (figura 4.3) y también el mapa de extinción de la misma región obtenido en este trabajo (figura 4.4).

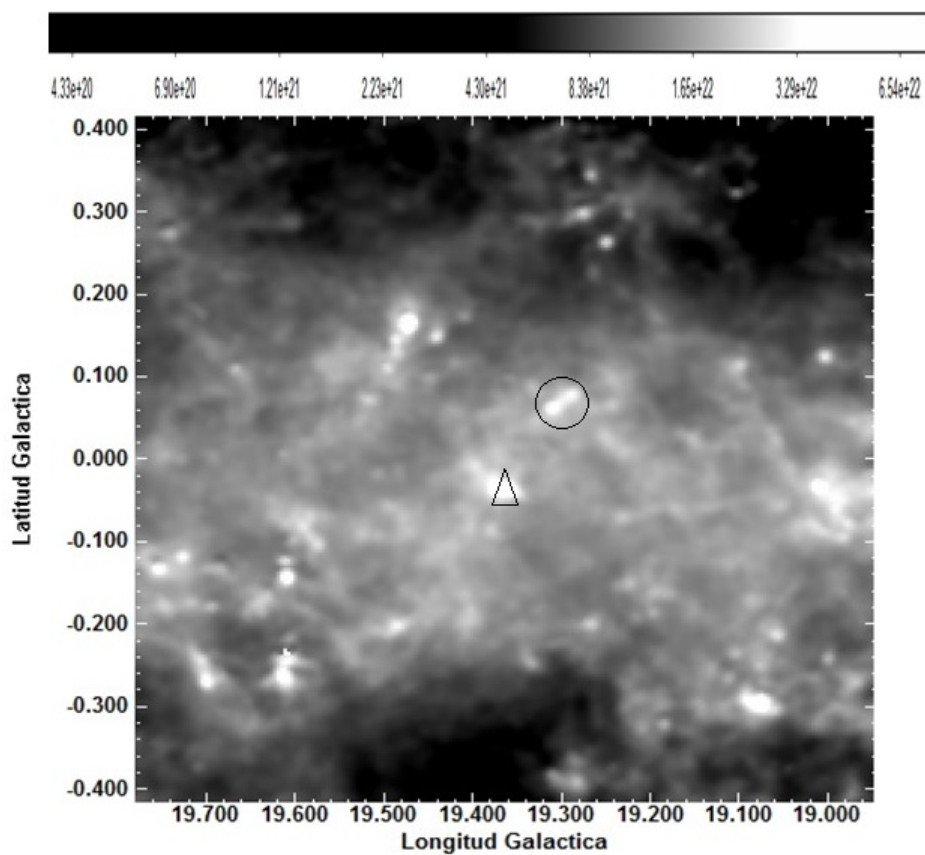


Figura 4.3: Mapa de extinción obtenido con los datos de Hershel. Se muestra la ubicación de la fuente IRAS 18236-1205 (triángulo) y la subregión denominada nube B (círculo), la barra que se encuentra en la parte superior representa los valores de la densidad columnar (partículas por centímetro cuadrado).

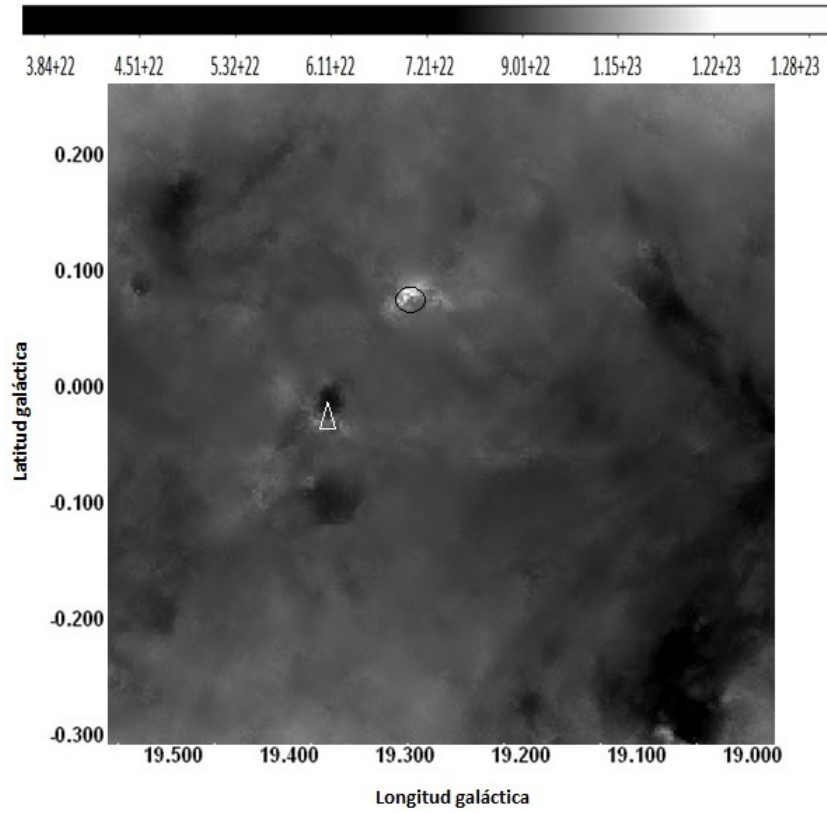


Figura 4.4: Mapa de extinción obtenido en este trabajo. Se muestra la ubicación de la fuente IRAS 18236-1205 (triángulo) y la subregión denominada nube B (círculo), la barra que se encuentra en la parte superior representa los valores de la densidad columnar (partículas por centímetro cuadrado).

Cómo se puede observar hay muchas diferencias. A pesar de que el mapa de extinción que se obtuvo en este trabajo de la región denominada nube 76 se pasó a una resolución menor (35 arcossegundos), se mantiene la estructura general de la IRDC y en buena posibilidad de comparación con el mapa de extinción que se obtuvo con Hershel. Para realizar una comparación cuantitativa y detallada, se seleccionó a la subregión denominada nube B, la comparación se realizó de la siguiente manera: se seleccionó una parte de la imagen en el cual se encontrara una IRDC. Como se mencionó anteriormente las IRDCs son regiones densas, frías y con alta extinción en el visual. Del mapa de extinción obtenido en este trabajo se puede observar algunas zonas brillantes en la nube (figura 4.5), esto correspondería a *cores* o núcleos densos, lo que nos da certeza de su ubicación, por lo que las densidades columnares más altas se encuentran en esa parte de la nube. En cambio, en el mapa de extinción obtenido con Hershel se observa una única estructura, o sea, no se pueden identificar los núcleos o *cores* que se observan en el mapa de extinción

CAPÍTULO 4. COMPARACIÓN Y ANÁLISIS

4.1. COMPARACIÓN

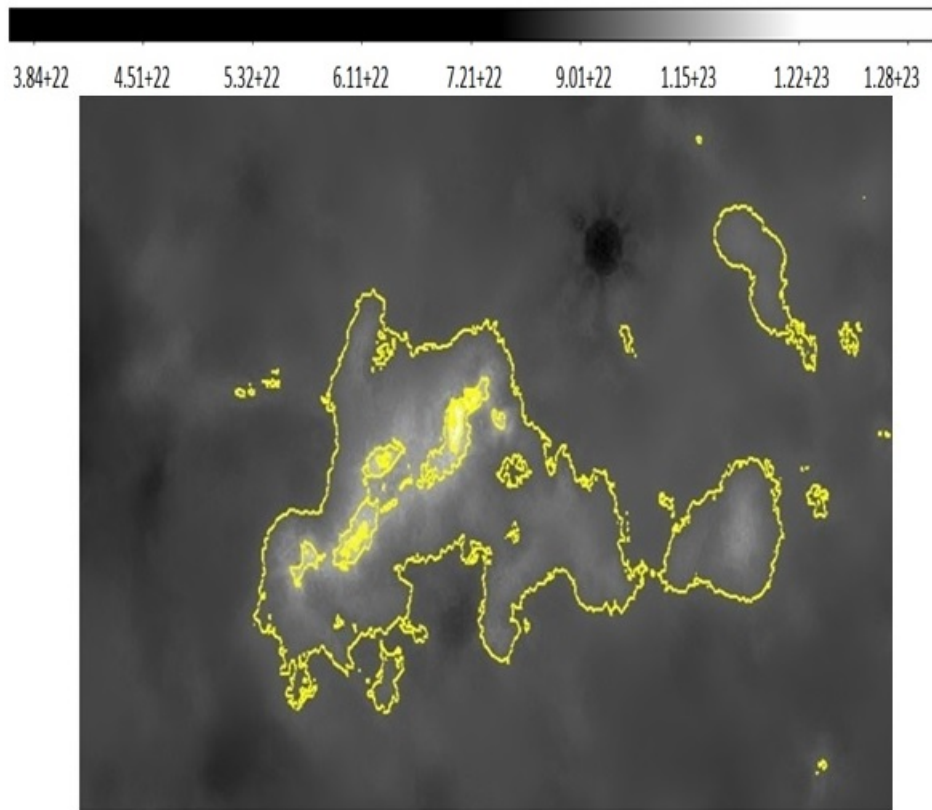


Figura 4.5: Mapa de extinción con contornos de la nube B (niveles de contornos: 45.9, 46.0, 46.6, 50.2, 70.4).

que nosotros obtuvimos. Se agregaron contornos a ambos mapas de extinción para tener una mejor visualización de la localización de estos núcleos.

CAPÍTULO 4. COMPARACIÓN Y ANÁLISIS

4.1. COMPARACIÓN

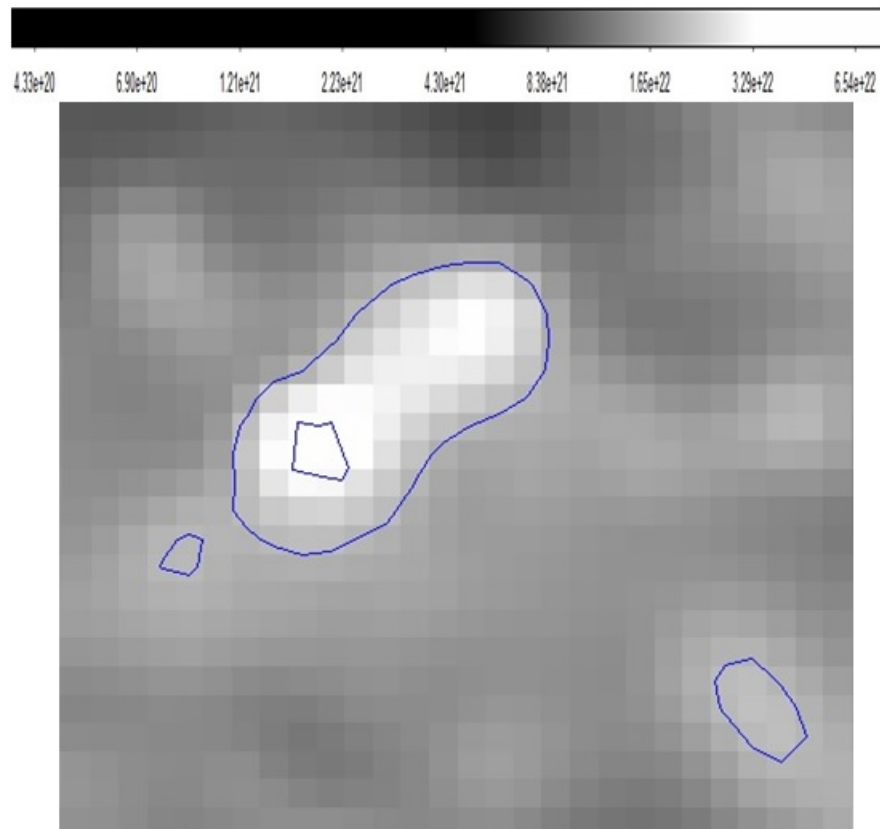


Figura 4.6: Mapa de extinción con contornos de la nube B obtenido con Hershel (niveles de contornos: 10.0, 11.4, 20.3, 35.3, 54.1).

CAPÍTULO 4. COMPARACIÓN Y ANÁLISIS

4.1. COMPARACIÓN

Para terminar esta comparación, regresando a la figura 4.3, el orden de la densidad columnar es de $\sim 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, mientras que el mapa extinción obtenido en esta tesis es del orden de $\sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (figura 4.4) por lo que existe un factor de 10 entre uno y otro. La densidad columnar se obtuvo a partir de la siguiente ecuación (Peretto & Fuller, 2009):

$$N_{H_2} = \tau_{8\mu m} \times 3[\pm 1] \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$$

Se realizó una nueva imagen seleccionando solo una parte de toda la región, esta abarca a la nube B y a la fuente IRAS 18236-1205, estos objetos fueron estudiados a lo largo de esta tesis, esta imagen se realizó a partir del mapa de extinción de Herschel (figura 4.3) y el mapa de extinción de Spitzer (figura 4.4), con el objeto de mostrar la diferencia del valor numérico que existe entre uno y otro mapa de extinción, dicho valor corresponde a la diferencia que hay en la densidad columnar. La diferencia se realizó tomando la razón o cociente entre el valor de cada píxel, a partir de esto se obtuvo una nueva imagen que se muestra a continuación:

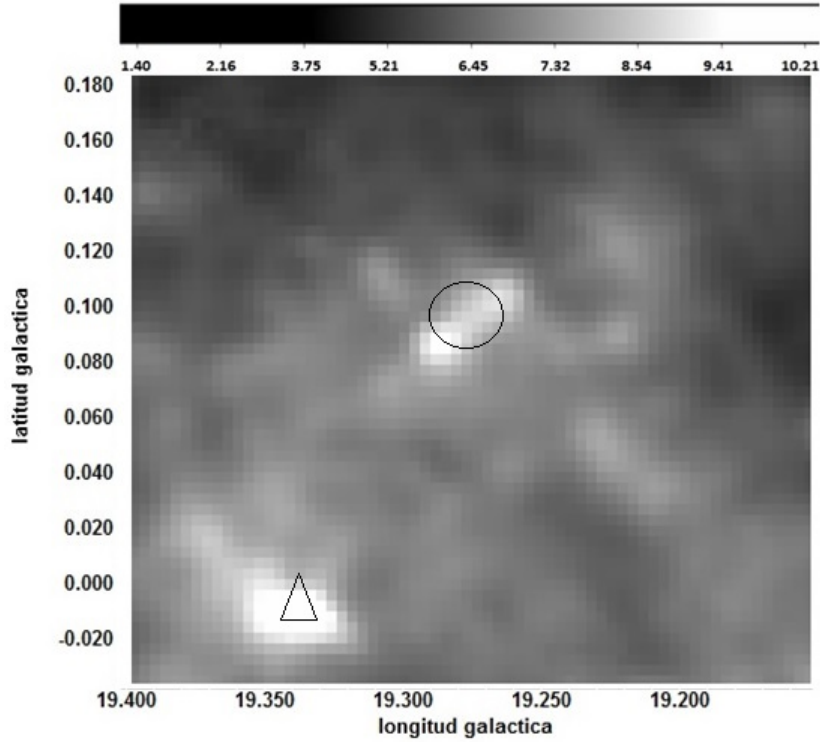


Figura 4.7: $NH_2-8\mu m / NH_2-500\mu m$. Nube B marcada con círculo, IRAS 18236-1205 marcada con triángulo.

Las zonas brillantes corresponden a núcleos que se encuentran dentro de la nube, por lo que en estas partes, el valor promedio de los píxeles es mayor ya que las regiones más

brillantes en los mapas de extinción serían las más densas, por lo que la densidad columnar sería mayor en esas zonas. La resolución de este nuevo mapa de extinción es deficiente para identificar si existen uno o más núcleos presentes en estas zonas brillantes. Es en estas zonas donde se localizan las IRDCs identificadas anteriormente. $\text{NH}_{2-8\mu\text{m}}$ denota el valor de la densidad columnar del mapa de extinción en $8\mu\text{m}$ (Spitzer) mientras que $\text{H}_{2-500\mu\text{m}}$ (Herschel) denota el valor de la densidad columnar del mapa de extinción en $500\mu\text{m}$. La barra en escala de grises muestra la razón entre los valores de ambos mapas de extinción.

4.2. Análisis

Los mapas de extinción obtenidos por el modelo de Butler y Tan muestran una mayor estructura de fondo en comparación a los mapas de extinción obtenidos en este trabajo, esto puede deberse al tamaño del filtro utilizado que sirvió para suavizar los mapas de extinción resultantes. Las regiones más brillantes son zonas en la cual la probabilidad que se dé la formación de estrellas es elevada.

A pesar de esta diferencia, los parámetros físicos obtenidos fueron aproximadamente igual a los obtenidos por Butler y Tan, cómo lo fue con el valor de τ que es la profundidad óptica y la densidad de masa superficial Σ , a partir de ello se determinó que las fuentes IRAS estudiadas son sitios de formación estelar masiva, además que el modelo realizado en esta tesis es suficiente para realizar un análisis hacia otras fuentes IRAS y nubes oscuras infrarrojas que existen en nuestra Galaxia.

De acuerdo con las dos regiones estudiadas: IRAS 18223-1243 e IRAS 18236-1205, las IRDCs que aparecen en las imágenes muestran una estructura en forma de filamentos que es la típica forma que muestra una IRDC. Los parámetros que se obtuvieron de estas dos regiones nos dicen que en ambas se está dando la formación de estrellas jóvenes en un entorno de alta extinción. A su vez, se observa que dentro de estas nubes moleculares, las fuentes infrarrojas estudiadas en el infrarrojo lejano contienen objetos jóvenes, generalmente asociadas con los núcleos más densos. Las observaciones indican que cuanto más jóvenes son las estrellas, más denso es el gas que tienen asociado y esto se demuestra en la cantidad obtenida en la densidad de masa superficial a partir del modelo realizado.

En el rango espectral del óptico se tiene el problema de que las protoestrellas y estrellas jóvenes aún se encuentran embebidas en su nube molecular progenitora, por lo que son invisibles. Estos objetos no pueden ser aproximados como cuerpos negros ya que su tipo espectral no se podría determinar. Para los objetos jóvenes, solo podemos obtener la radiación que ha sido absorbida y reemitida por el gas y polvo de la región molecular en longitudes de onda mayor. Las longitudes de onda del infrarrojo y de radio son las que muestran la radiación reemitida. Además, se debe tomar en cuenta que esta radiación procede de diferentes partes a la protoestrella central, lo que produce que no se pueda fijar una única distribución de energía de cuerpo negro.

Para realizar un análisis más completo se realizó entonces su distribución espectral de energía de cada fuente IRAS, cómo se mencionó en el capítulo 3 su distribución se realizó basado en la emisión de cuerpo gris. El ajuste que se realizó fue tomando como referencia los datos de fotometría de bases de datos de Spitzer, 2MASS, IRAS, WISE y Planck. También se muestra la emisión que emite la proto-estrella suponiendo que no hubiera extinción de la envoltante de polvo y del disco. Este modelo nos sirvió para determinar el estado evolutivo de una fuente embebida en una nube molecular.

Con esto se tiene que el proceso realizado nos permite identificar regiones de formación estelar en nuestra Galaxia y además realizando su distribución espectral de energía podemos saber sobre el estado evolutivo de estos objetos estelares jóvenes.

Capítulo 5

Discusión y conclusiones

5.1. Discusión

El modelo elaborado en esta tesis, basado en el modelo hecho por Butler y Tan (2009), ha resultado efectivo en la elaboración de mapas de extinción hacia regiones de formación de estrellas de alta y baja masa, el modelo de extinción realizado no depende de la temperatura.

Se tiene que las IRDCs no solo se pueden estudiar en longitudes de onda infrarroja, pero a diferencia de su emisión milimétrica/submilimétrica, su densidad columnar se puede calcular a partir de la absorción que es independiente de la temperatura del polvo. La emisión del polvo frío (longitudes de onda larga como el lejano infrarrojo) nos da información sobre la envoltura que tienen los núcleos o protoestrellas, así que para realizar su distribución espectral de energía uno de los parámetros que se necesitan es la temperatura. Por otro lado, tenemos que las bandas de absorción son características de MIR (Mid-infrared), es en estas longitudes de onda en las cuales se han realizado los mapas de extinción, por lo que para obtener parámetros tales como la densidad de masa superficial (Σ), el valor de este depende del espesor óptico. Recordando, tenemos que τ nos da el valor total de absorción de la radiación a una cierta longitud de onda λ , por lo que su valor dependerá de la intensidad de radiación de fondo (background) y de primer plano (foreground) como ya se explicó en el capítulo 2.

Las densidades de masa superficial (Σ) obtenidos por medio de los mapas de extinción fueron del orden de $\Sigma \geq 0.5 \text{ g cm}^{-2}$. Sin embargo, Krumholz y Mckee (2008) proponen que para la formación de estrellas masivas el valor de Σ debe ser mayor a 1 g cm^{-2} , basado en un modelo en el que explican que la fragmentación de núcleos masivos se da por calentamiento, debido a protoestrellas de menor masa. Lo anterior puede ser posible, pero para nuestro caso estudiamos nubes oscuras infrarrojas (IRDCs) en las cuales el calentamiento no es suficiente aún como para que ocurra la formación estelar.

Lim y Tan (2013) basándose en el modelo de Butler y Tan pero usando imágenes de longitud de onda mayor obtuvieron valores altos de Σ en comparación a longitudes de

onda más corta. Se tiene que, el valor máximo de Σ depende en gran medida del nivel de ruido que tienen las imágenes. Para el caso de las imágenes en la banda de $8\mu\text{m}$ se adoptó el valor de $1\sigma = 0.6 \text{ MJy/sr}$ (Reach et al. 2006). Una de las longitudes de onda que ellos usaron fue la de $70\mu\text{m}$ donde el nivel de ruido en esta banda es de $1\sigma = 15 \text{ MJy/sr}$, como se mencionó anteriormente, dependiendo el nivel de ruido que tenga una imagen puede afectar en gran medida los parámetros obtenidos.

5.2. Conclusiones

1. El modelo expuesto ha resultado efectivo en la elaboración de mapas de extinción, ya que las imágenes tomadas por el Telescopio Espacial Spitzer en su banda de $8\mu\text{m}$ muestran una suavidad en la emisión de fondo, junto con la densidad relativamente baja de estrellas. Hay que mencionar que la resolución en las imágenes en esta banda es de dos arcosegundos lo que proporciona una imagen detallada de la estructura de la IRDC, además de que su alta sensibilidad de observación nos permite detectar protoestrellas aún embebidas en la nube progenitora.
2. Los parámetros obtenidos en el modelo tienen una mayor incertidumbre para objetos lejanos (mayores a 5 kpc), para nubes más distantes el valor de la intensidad a primer plano tendrá una mayor incertidumbre, debido a variaciones en la emisión del polvo en la Galaxia y como se vio en el capítulo 2 a partir de este parámetro junto a la de la intensidad de fondo, se obtuvieron las demás cantidades físicas, por lo que el análisis ha sido restringido para nubes relativamente cercanas. La incertidumbre para el cálculo de los parámetros físicos se pueden reducir si seleccionan IRDCs que se encuentren en las regiones del plano galáctico donde la emisión circundante sea constante y suave alrededor de la nube.
3. La comparación hecha con otro mapa de extinción en una longitud de onda mayor, hubo diferencias, una de ellas fue la resolución. Los mapas de extinción obtenidos en este trabajo mostraron una estructura más detallada de las IRDCs estudiadas, incluso mostrando la distribución de núcleos o *cores* dentro de estas nubes, en comparación al otro mapa de extinción, en donde no se podía tener certeza de su distribución dentro de la IRDC. La razón de los valores respecto a la densidad columnar entre ambos mapas de extinción fue de un factor de 10.
4. Basado en la distribución espectral de energía de las fuentes IRAS 18223-1243, IRAS 18236-1205, se propuso un modelo de emisión de 3 cuerpos grises que es: la envoltura de polvo y un disco de acreción. La fuente dentro de la nube molecular se modeló como un cuerpo negro (con extinción), pero estos se encuentran muy embebidos dentro de su nube progenitora y posee una alta extinción. El modelo es consistente con el balance de energía asumiendo que el polvo reemite la energía absorbida de la fuente embebida.

Bibliografía

- [1] Anglada Guillen; Stallela Robert. *Introducción a la Física del Medio Interestelar*, Ediciones de la Universidad de Barcelona, Primera Edición 1997.
- [2] Butler M., Tan J., 2009., ApJ, 696, 484
- [3] Butler M., Tan J., 2012, ApJ., 754, 5
- [4] Beuther H., Steinacker J., 2007, ApJ., 656, 85
- [5] Beuther H., Henning Th., Linz H., Krause O., Nielbock M., Steinacker J., 2010, A&A, 518, 78
- [6] Bronfman L., Nyman L-A., May J., 1996, A&A, 115, 81
- [7] Bohlin R.C., Savage B.D., Drake J.F., 1978, ApJ., 224, 132
- [8] Cambresy L., 1999, A&A, 345, 945
- [9] Cox, A.Ñ. 2000. *Allen's Astrophysical Quantities* (Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher: New York: AIP Press; Springer, 2000. Edited by Arthur N. Cox
- [10] Faundez S., Bronfman L., Garay G., Chini R., Nyman L.A., May J., 2004, A&A, 426, 97.
- [11] García Barreto José Antonio. *Astronomía Básica*, Ediciones Científicas Universitarias del Fondo de Cultura Económica, Primera Edición 2000.
- [12] García-Torres F., Lumbreras A., Domínguez G., Velardi M., Luna A., 2013, ASP Conference Series
- [13] Krumholz, M. R., Mckee, C. F., 2008, Nature, 451, 1082
- [14] Lim, W., Tan, J., 2013, ApJ., 780, 7
- [15] Lombardi M., Alves J., Lada C.J., 2006, A&A, 454, 781

- [16] Mathis J.S. *Interstellar Dust and Extinction*, Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics.
- [17] Mckee, C. F., Ostrikes, E. C. *Theory of Star Formation*, Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics, 45:564-687, 2007.
- [18] Molinari S., Brand J., Cesaroni R., Palla F., 1996, A&A, 308, 589
- [19] Ossenkopf V., Henning Th., 1994, A&A, 291, 943
- [20] Peretto, N., Fuller, G. A., 2009, A&A, 505, 405
- [21] Rodríguez Luis Felipe. *Formación Estelar (Compilación)*, Ediciones Científicas Universitarias del Fondo de Cultura Económica
- [22] Reach W. T., Rho J., Tappe, A., 2006, AJ, 131, 1479
- [23] Spitzer Lyman Jr. *Physical Proceses in the Interstellar Medium*, Ed. WILEY-VCH 2004.
- [24] W. Stahler Steven; Palla Francesco. *The Formation of Stars*, Ed. WILEY-VCH 2004.