

Facultad  
de  
Ciencias

**ESTUDIO INFRARROJO/MILIMÉTRICO DE  
CÚMULOS ESTELARES JÓVENES Y SUS NUBES  
MOLECULARES ASOCIADAS**

(**YOUNG STELLAR CLUSTERS AND THEIR MOLECULAR CLOUD  
ENVIRONMENTS – AN INFRARED AND MILLIMETRE STUDY**)

Trabajo de Fin de Grado  
para acceder al  
GRADO EN FÍSICA

Autor: Gorka Zubiri Elso

Director: Luis Julian Goicoechea Santamaria

Co-Director: João Lin Yun

06-2024

# Agradecimientos

Este trabajo ha sido posible gracias al apoyo, tiempo y respaldo de las siguientes personas.

João, co-director de este trabajo, ha llevado a cabo su labor con gran empatía. Su desempeño ha sido fundamental para completar este proyecto. Quiero agradecerle también su incansable ayuda, su paciencia, y por enseñarme su pasión por la vida y, sobre todo, por la Ciencia.

Luís, director de este trabajo, por la formación que me han procurado durante estos meses, además de los consejos que me ha otorgado.

A todas las personas que de un modo u otro han contribuido a que este sueño sea una realidad. A mis amigos y a mi familia.

Quiero dedicar este trabajo a mi madre, Beatriz, y a mi padre, Óscar.

# Resumen

Este trabajo se centra en el estudio de la actividad de formación estelar en la región alrededor de la fuente de infrarrojo lejano IRAS 03523+5343, ubicada en la dirección de la “outer Galaxy”. Para el análisis de esta región, se obtuvieron imágenes de infrarrojo cercano (bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ ). Además, se realizaron observaciones milimétricas del espectro de emisión de CS ( $1 - 0$ ) y se exploraron datos de archivo del satélite WISE y del instrumento SCUBA.

Tras reducir las imágenes de infrarrojo cercano se realizó la fotometría de apertura de las fuentes detectadas, obteniendo la magnitud de las estrellas presentes en las imágenes finales. Analizando estos resultados se encontró una concentración de estrellas compatible con la presencia de un cúmulo estelar joven coincidente con la posición de la fuente IRAS y compuesto por varias decenas de fuentes con colores compatibles con objetos estelares jóvenes (YSOs).

Dos miembros del cúmulo que fueron estudiados más en detalle son las dos fuentes más brillantes en la banda  $K_s$ . La primera es la principal contrapartida de la fuente IRAS, una fuente estelar muy roja y brillante. La segunda es otra fuente brillante que presenta una nebulosa azulada, con una morfología que sugiere la presencia de un jet estelar.

Las observaciones milimétricas revelan un “core” molecular de CS que se extiende a lo largo de toda la región mapeada, indicando que el cúmulo estelar está incrustado dentro de una nube molecular bastante extensa. Además, a partir de estos espectros se han determinado propiedades de la nube, como su velocidad radial, distancia, y masa.

Palabras clave: Formación estelar - Medio interestelar - Nubes moleculares - Objetos estelares jóvenes

# Abstract

This work focuses on the study of star formation occurring in the outer Galaxy towards the far-infrared source named IRAS 03523+5343. In order to study this region, near-infrared images ( $J$ ,  $H$  and  $K_s$  bands) were obtained. Additionally, millimeter line CS ( $1 - 0$ ) spectra were obtained and archive data from the WISE satellite and from the SCUBA instrument were explored.

After applying procedures for near-infrared image reduction, aperture photometry was performed on the detected sources, obtaining the magnitudes of the stars present in the final images. Analyzing these results, a peak in the distribution of the surface stellar density coincident with the IRAS position was found, indicating a young stellar cluster with a few hundred sources with colors compatible to being young stellar objects (YSOs) forming in this region.

Two individual sources worth studying in more detail are the two brightest sources in the  $K_s$  band. The first source is a very red and bright stellar source that is the likely near-infrared counterpart of the IRAS source. The second brightest source features a blue nebula, with a morphology that suggests the presence of a stellar jet.

Millimeter observations reveal a CS molecular core that extends over all the mapped region, indicating that the young stellar cluster is embedded within a large molecular cloud. In addition, the spectra led to the determination of the cloud properties, such as its radial velocity, distance, and mass.

Keywords: Star formation - Interstellar medium - Molecular clouds - Young stellar objects

# Índice

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Medio interestelar . . . . .	1
1.2	Nubes moleculares . . . . .	1
1.3	Formación estelar . . . . .	2
1.3.1	Objetos estelares jóvenes . . . . .	4
1.4	Cúmulos estelares . . . . .	5
1.5	Observaciones del medio interestelar . . . . .	5
1.6	Fuente estudiada . . . . .	8
<b>2</b>	<b>Observaciones y reducción de datos</b>	<b>11</b>
2.1	Observaciones de infrarrojo cercano . . . . .	11
2.2	Reducción de imágenes de infrarrojo cercano . . . . .	12
2.2.1	Corrección de “bad pixels” . . . . .	12
2.2.2	“Flat-field” . . . . .	12
2.2.3	Imagen del cielo . . . . .	13
2.2.4	Imagen de mosaico . . . . .	14
2.3	Fotometría de apertura . . . . .	15
2.3.1	Determinación de FWHM y $\sigma$ . . . . .	15
2.3.2	Extracción de fuentes puntuales . . . . .	16
2.3.3	Fotometría de apertura . . . . .	17
2.3.4	Corrección de apertura . . . . .	17

2.3.5	Transformación al sistema estándar . . . . .	18
2.3.6	Tabla final de fotometría . . . . .	19
2.4	Observaciones milimétricas . . . . .	19
2.5	Reducción de las observaciones milimétricas . . . . .	19
2.5.1	“Folding” . . . . .	20
2.5.2	Substracción de la “baseline” . . . . .	20
2.5.3	Ajuste de una gaussiana . . . . .	21
2.5.4	Mapa final de observaciones milimétricas . . . . .	22
2.6	Distancia a la nube molecular . . . . .	22
2.7	Datos de archivo . . . . .	24
<b>3</b>	<b>Resultados y análisis</b>	<b>27</b>
3.1	Límite de detección completa . . . . .	27
3.2	El cúmulo de estrellas jóvenes . . . . .	27
3.3	Mapa de densidad estelar . . . . .	29
3.4	Tabla final de fotometría . . . . .	30
3.5	Diagrama color-color . . . . .	31
3.6	Fuentes individuales . . . . .	32
3.7	Mapa de contorno de CS . . . . .	33
3.8	Masa de la nube molecular . . . . .	37
3.8.1	Masa virial molecular . . . . .	39
3.9	Masa del “core” de SCUBA . . . . .	40
<b>4</b>	<b>Resumen y conclusiones</b>	<b>43</b>
4.1	Trabajo futuro . . . . .	44
<b>A</b>	<b>Glosario</b>	<b>49</b>
<b>B</b>	<b>Fotometría de las fuentes detectadas por la cámara NOTCam</b>	<b>53</b>

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Medio interestelar

El medio interestelar es el espacio que hay entre las estrellas dentro de una galaxia y aunque parece vacío, está formado por gas y polvo distribuidos de manera muy irregular.

En las galaxias espirales la materia interestelar es abundante y se concentra en el disco galáctico. Se estima que en nuestra galaxia este polvo y gas representa cerca del 10% de su masa (materia no oscura). El gas es sobretodo hidrógeno y, helio en menor proporción. El polvo, en cambio, consta de hielos, grafito y silicatos, y representa el 1% del medio interestelar en masa ([Bohlin et al. 1978](#)). Ambos componentes constituyen la materia interestelar.

La materia interestelar juega un papel importante en la formación y apariencia de las estrellas. Debido a la materia interestelar las estrellas se ven más débiles y enrojecidas. Estos procesos son una combinación de absorción y dispersión de la luz al incidir sobre los granos de polvo.

### 1.2 Nubes moleculares

Las agrupaciones de gas molecular en el medio interestelar se llaman nubes moleculares. Son lugares clave para la formación de estrellas. Dentro de estas nubes, la densidad de

materia es suficientemente alta, y la temperatura suficientemente baja, para que exista hidrógeno molecular ( $H_2$ ) en lugar de hidrógeno atómico (H) (Weinreb et al. 1963, Wilson et al. 1970), además de otras moléculas como, por ejemplo, el monóxido de carbono (CO) o el sulfuro de carbono (CS). Pese a que las nubes moleculares mantienen un equilibrio constante entre la gravedad y la presión térmica, cuando la densidad aumenta lo suficiente, este equilibrio se rompe y se puede dar inicio al proceso de formación estelar.

La conexión entre las nubes moleculares y la formación de estrellas viene de los avances logrados por una multitud de astrónomos durante el siglo XIX y el siglo XX. Fue William Herschel quien, estudiando la constelación de Escorpio, observó áreas oscuras en el cielo. En un principio, pensó que podrían ser agujeros en el cielo (Herschel 1785). Tiempo después, Edward Emerson Barnard, intrigado por esta idea, presentó las primeras pruebas del medio interestelar al fotografiar estas áreas oscuras (Barnard 1919). Fue entonces cuando Bart J. Bok sugirió que estas áreas oscuras eran lugares de formación estelar (Bok & Reilly 1947). Con el tiempo y gracias a los avances tecnológicos en observaciones milimétricas, se estudiaron y clasificaron las nubes moleculares.

Las nubes moleculares se clasifican en tres tipos según su tamaño, masa y morfología. Las nubes moleculares gigantes son de gran tamaño y masa, con diámetros de decenas de parsecs<sup>1</sup>. Las nubes moleculares oscuras, en cambio, son más pequeñas y de menor masa. Los glóbulos de Bok, son las más pequeñas y ligeras, y tienen forma aproximadamente esférica.

### 1.3 Formación estelar

La formación estelar es el proceso por el cual una nube de gas y polvo se transforma en una estrella. Este proceso tiene que ver con el colapso y la fragmentación de una nube

---

<sup>1</sup> Un parsec es una unidad de longitud utilizada en astrofísica para describir distancias estelares. Se define como la distancia a la que una unidad astronómica (ua) subtende un ángulo de un segundo de arco ( $1''$ ). Así, de la definición resulta que un parsec equivale aproximadamente a 3.26 años luz o  $3.09 \times 10^{13}$  kilómetros.

interestelar.

La formación estelar comienza cuando la fuerza gravitatoria vence a los mecanismos de soporte de la nube (presión térmica, campo magnético, turbulencia y rotación) y esta empieza a colapsar. Así, la nube se comprime, se fragmenta en trozos más pequeños y cada uno de ellos puede dar lugar a la formación de una protoestrella, que está rodeada por una capa de polvo y gas. La Figura 1.1 muestra un esquema de las etapas de formación de una estrella (Shu et al. 1987).

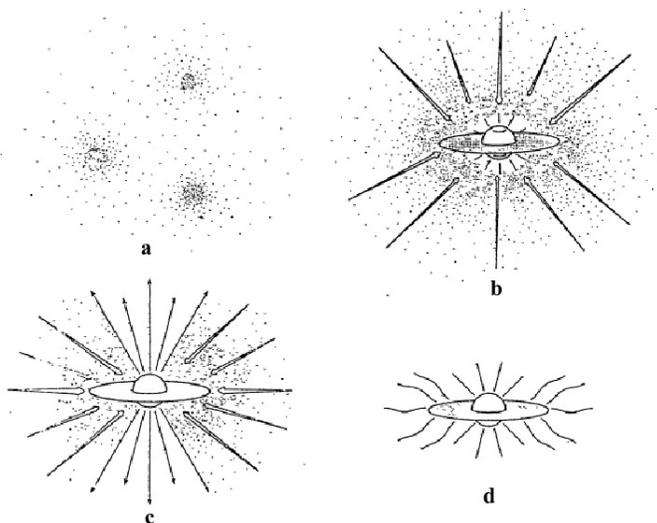


Figura 1.1: Representación esquemática de la formación de una estrella según el modelo de Shu et al. 1987. Las etapas de formación estelar se presentan cronológicamente en el siguiente orden: a, b, c, d.

Una protoestrella se forma cuando un fragmento denso de la nube colapsa y se origina la envoltura de acreción. Debido a la rotación de la protoestrella, se forma un disco circunestelar a su alrededor. En general, el sistema protoestrella+disco comienza a eyectar jets y flujos moleculares a lo largo del eje de rotación.

Cuando termina el episodio principal de acreción, el objeto central se conoce como estrella presecuencia principal. Poco después, las condiciones de densidad y temperatura en el núcleo del objeto permiten las reacciones de fusión del hidrógeno. Tras un corto periodo de tiempo la (ahora) estrella entra en equilibrio hidrostático y entra en

la secuencia principal.

### 1.3.1 Objetos estelares jóvenes

El objeto en formación estelar, en su etapa de protoestrella y en su evolución hasta la secuencia principal se denomina objeto estelar joven (YSO, por sus siglas en inglés).

Al medir la energía emitida por las YSOs en diferentes frecuencias se puede determinar su distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés), que describe cómo la radiación de las YSOs se distribuye a lo largo del espectro electromagnético. Así, a través de estas distribuciones se observan cuatro etapas en el proceso de formación estelar ([Lada & Wilking 1984](#), [Andre et al. 1993](#)).

La Figura 1.2 muestra el esquema evolutivo de los YSOs de masa baja e intermedia. Los diagramas de la izquierda indican la SED de los objetos.

- YSO Clase 0:

Los objetos de la Clase 0 no son detectables en el óptico ni el infrarrojo cercano o medio. Su espectro es similar al de un cuerpo negro de baja temperatura y su emisión máxima se encuentra en la banda submilimétrica. Esta emisión se debe al polvo frío de la nube.

- YSO Clase I:

Los objetos de la Clase I son detectables en el infrarrojo cercano debido la presencia de discos y envolventes a su alrededor. Su espectro es más amplio y se aleja más del de un cuerpo negro.

- YSO Clase II:

Los objetos de las Clase II están en la fase de presecuencia principal y ya se detectan en el rango óptico. El pico de su espectro se encuentra en las bandas del infrarrojo cercano y del visible. Además, la presencia del disco de acrecimiento es evidente debido al exceso de infrarrojo en el espectro.

- YSO Clase III:

Los objetos de las Clase III se caracterizan por la ausencia de cantidades significativas de material circunestelar y son los objetos más cercanos a la secuencia principal. Su espectro es similar a la emisión de cuerpo negro de una estrella, con el pico en las bandas del infrarrojo cercano y el visible. La contribución del exceso del infrarrojo del disco de acrecimiento va disminuyendo a medida que se disipa.

## 1.4 Cúmulos estelares

Los cúmulos estelares son agrupaciones de estrellas que nacieron de la misma nube molecular y en un mismo momento y que están ligadas entre ellas por la gravedad. Podemos suponer que las estrellas de un mismo cúmulo tienen la misma edad y composición química ([Ehrenfreund & Charnley 2000](#)), pero no tienen porque tener la misma masa y sus evoluciones estelares pueden ser muy diferentes.

Los cúmulos estelares se clasifican en dos tipos según su tamaño, edad y densidad. Los cúmulos abiertos son poco densos y esto hace que, con el tiempo, las estrellas se dispersen debido a la fuerza gravitatoria que ejerce la Galaxia. Estos cúmulos abiertos son agrupaciones de estrellas jóvenes formadas en el disco de Galaxia. Por otro lado, los cúmulos globulares son más densos y las estrellas se mantienen unidas durante mucho tiempo. Estos son agrupaciones de estrellas viejas y se encuentran fuera del disco Galáctico.

## 1.5 Observaciones del medio interestelar

En las últimas décadas se han producido una serie de avances técnicos que han aumentado nuestra capacidad para estudiar las nubes moleculares y los cúmulos estelares ([Werner et al. 2006](#)).

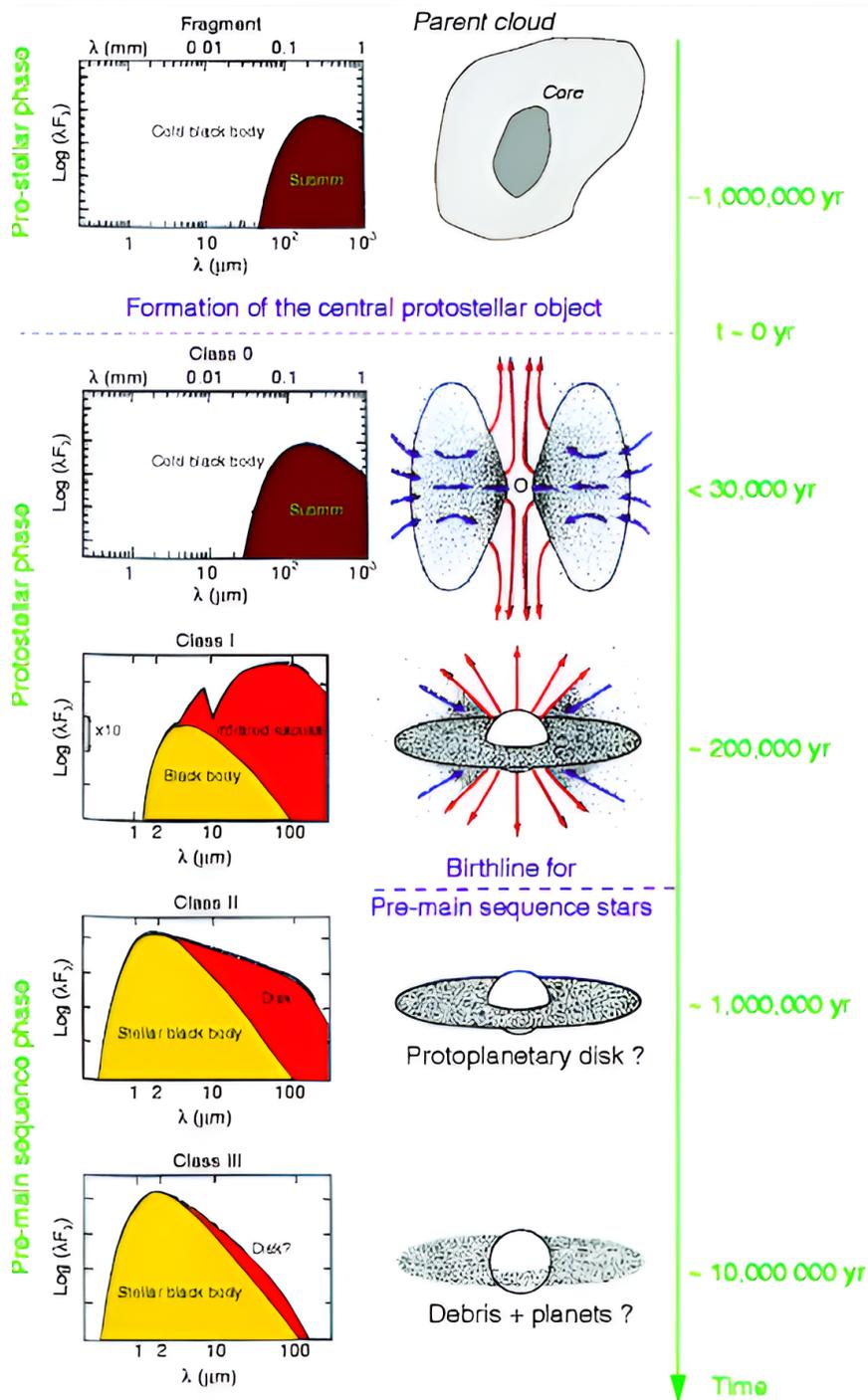


Figura 1.2: Esquema evolutivo para protoestrellas de baja e intermedia masa. Los diagramas de la izquierda indican la SED de los objetos (Shu et al. 1987, André et al. 1993).

Se le conoce como extinción al fenómeno por el cual la luz proveniente de objetos astronómicos se atenúa o se absorbe mientras atraviesa el medio interestelar. Es en parte por ello que los astrofísicos estudian el cielo en diferentes longitudes de onda para obtener una visión más completa y precisa del universo.

Para estudiar el contenido estelar en regiones de formación, se suelen emplear observaciones en el espectro visible e infrarrojo cercano. Sin embargo, el medio interestelar es menos opaco en el infrarrojo cercano que en el óptico (luz visible), lo que permite el estudio de las estrellas.

Para analizar el gas en el que se forman las estrellas, en cambio, se emplean estudios de radio y milímetro.

Las observaciones de diferentes líneas moleculares proporcionan información sobre los componentes del gas y en particular sobre su estructura de velocidades, densidad, temperatura y composición química.

A diferencia de los átomos, las moléculas pueden experimentar movimientos rotacionales y vibracionales. Cuando estas moléculas evolucionan desde una rotación rápida hacia una rotación más lenta, emiten fotones que pueden ser detectados en la región milimétrica del espectro electromagnético. Este proceso se utiliza para estudiar las nubes moleculares. Un radiotelescopio detecta la radiación emitida cuando ocurren transiciones cuánticas rotacionales de las moléculas de un nube, por ejemplo, entre los niveles de número cuántico rotacional,  $J$ , de 1 a 0 ( $J = 1 - 0$ ).

Las nubes moleculares están formadas sobre todo por moléculas de hidrógeno. No obstante, a las temperaturas típicas muy bajas de las nubes, la molécula de hidrógeno no radia y no es posible su detección. Sin embargo, otras moléculas como CO y sus isótopos, o CS, experimentan transiciones rotacionales que son sí observables. La Figura 1.3 muestra un esquema de los estados rotacionales y vibracionales de una molécula.

Por su lado, las observaciones del infrarrojo lejano y submilímetro permiten estudiar la emisión térmica del polvo frío de las nubes. Este polvo emite en estas longitudes de onda debido a sus bajas temperaturas.

Debido a que la atmósfera terrestre es opaca a longitudes de onda del infrarrojo

lejano son necesarios los satélites para realizar observaciones en este rango. Los gases como el vapor de agua ( $\text{H}_2\text{O}$ ) y el dióxido de carbono ( $\text{CO}_2$ ) absorben esta radiación, lo que dificulta realizar observaciones infrarrojas desde la Tierra.

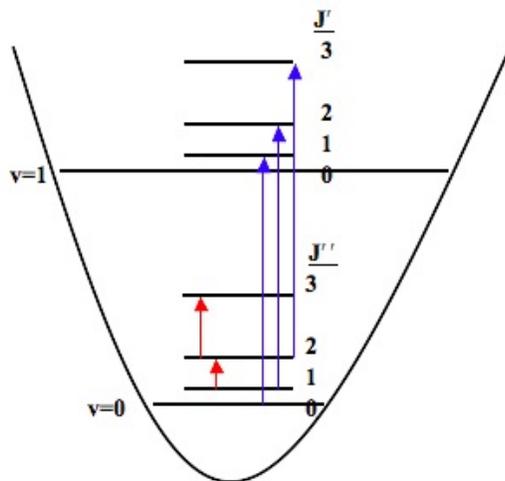


Figura 1.3: Esquema para la curva de energía potencial de una molécula diatómica, niveles de energía y posibles transiciones de absorción.

El satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite) fue una misión espacial lanzada por la NASA con el objetivo de estudiar todo el cielo en el rango de longitudes de onda del infrarrojo lejano y presentar información sobre la distribución del polvo y gas en la Vía Láctea. El catálogo “Point Source Catalog” (PSC) de IRAS contiene cerca de medio millón de fuentes, donde se encuentran estrellas jóvenes y otros tipos de objetos celestes.

## 1.6 Fuente estudiada

Este trabajo se centra en el estudio de las regiones de formación estelar en la “outer Galaxy” (región exterior de la Galaxia que se extiende desde  $l = 90^\circ$  hasta  $l = 270^\circ$ ), realizado en las longitudes de onda del infrarrojo y del milímetro.

El objetivo es describir y caracterizar cómo se producen las estrellas en esta zona de la galaxia, que se distingue por tener una menor concentración de elementos químicos

pesados en comparación con la “inner Galaxy”. Estas discrepancias podrían tener un impacto en el proceso de formación estelar, influyendo en la generación de estrellas con diferentes masas.

Para este propósito, se ha estudiado la región que rodea la fuente IRAS 03523+5343 del catálogo PSC del satélite IRAS, ubicada en la dirección de la “outer Galaxy” con coordenadas galácticas<sup>2</sup>  $l = 148.12^\circ$  y  $b = 0.29^\circ$ .

La selección de esta fuente fue realizada por el profesor João Lin Yun. Para llevar a cabo el estudio, he utilizado observaciones astronómicas en el rango de longitudes de onda del infrarrojo y del milímetro.

- Imágenes de infrarrojo cercano en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , i.e.,  $\lambda = 1.25, 1.65$  y  $2.17 \mu\text{m}$ , para estudiar el contenido estelar de la región candidata de formación estelar.
- Observaciones milimétricas del espectro de emisión de CS de transición rotacional ( $J = 1 - 0$ ) a 48.991 GHz para estudiar las propiedades de la nube seleccionada.
- Datos de archivo del satélite WISE (cuatro bandas a  $\lambda = 3.4, 4.6, 12$  y  $22 \mu\text{m}$ ) para caracterizar las fuentes estelares.
- Datos de archivo del instrumento SCUBA ( $\lambda = 850 \mu\text{m}$ ) del telescopio JCMT para ayudar a definir el entorno molecular.

---

<sup>2</sup> Para obtener más información acerca de las coordenadas galácticas ver apéndice [A](#).



# Capítulo 2

## Observaciones y reducción de datos

En Astrofísica, las observaciones constituyen la parte experimental de la Ciencia. Así, este capítulo también se podría llamar “Procedimiento experimental y procesamiento de datos”.

### 2.1 Observaciones de infrarrojo cercano

Imágenes de infrarrojo cercano (bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , i.e.,  $\lambda = 1.25, 1.65$  y  $2.17 \mu\text{m}$ ) de IRAS 03523+5343 fueron obtenidas con la cámara NOTCam. Esta cámara está instalada en el telescopio NOT de 2.5 metros del Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma, Canarias.

El detector de la cámara NOTCam es un conjunto Hawaii 1k HgCdTe IR con  $1024 \times 1024$  píxeles. En las observaciones realizadas el detector se utilizó en el modo de cámara de campo amplio, que tiene un tamaño de píxel de  $0.234''$  y un campo de visión de  $4' \times 4'$ .

Fueron obtenidas nueve imágenes para la banda  $J$ , dieciocho para la banda  $H$  y cuarenta y cinco para la banda  $K_s$ . El tiempo de integración total en cada banda fue de 360 segundos.

## 2.2 Reducción de imágenes de infrarrojo cercano

El primer paso de mi trabajo ha sido usar DS9 e IRAF para reducir las imágenes de infrarrojo cercano y crear una imagen de mosaico final para cada banda. Estos son programas de código abierto para el análisis y la visualización de datos astronómicos.

### 2.2.1 Corrección de “bad pixels”

Para empezar, las imágenes recibidas se han corregido eliminando los “bad pixels”, que son píxeles defectuosos o con valores inusuales. Para ello, estos píxeles se han sustituido por la mediana de los píxeles vecinos.

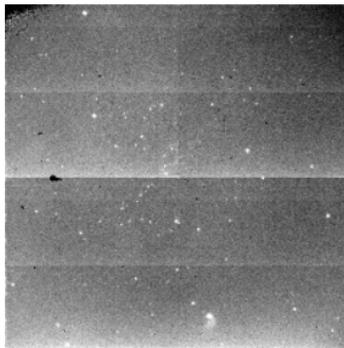


Figura 2.1: Ejemplo de una imagen original antes de realizar ningún procesamiento.

### 2.2.2 “Flat-field”

A continuación, se han utilizado un conjunto de imágenes “flat-field” para corregir las variaciones píxel a píxel en la sensibilidad del detector a lo largo de las imágenes. Para obtener las imágenes de “flat-field”, se han tomado imágenes con el telescopio apuntando hacia una fuente de iluminación uniforme, como una pantalla ubicada en la cúpula del telescopio. La corrección se ha realizado mediante la tarea `IMARIT`, dividiendo todas las imágenes de cada banda por la imagen de “flat-field” correspondiente. La Figura 2.2 muestra un ejemplo de una imagen corregida de “bad pixels” y de “flat-field”.

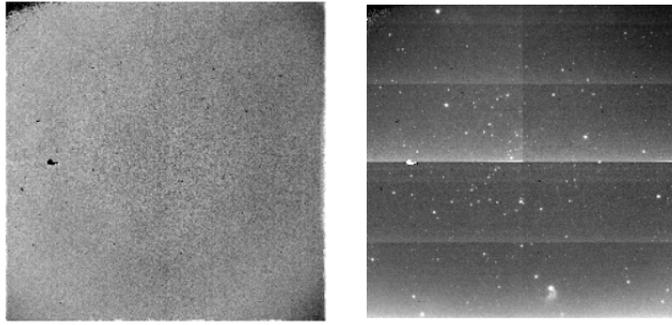


Figura 2.2: Ejemplo de una imagen de “flat-field” (izquierda) y una imagen corregida de “bad pixels” y de “flat-field” (derecha).

### 2.2.3 Imagen del cielo

En las observaciones en infrarrojo cercano, una imagen de cielo es una imagen que representa el brillo del cielo y otras contribuciones de fondo, donde este último engloba todo lo que no es señal astronómica y debe ser restado. Para cada una de las imágenes recibidas se ha creado una imagen del cielo.

Se ha aplicado la tarea `IMCOMBINE` al conjunto de imágenes con “dithering”, donde el parámetro “combine” está ajustado a “median”. Esto resulta en una nueva imagen en la que cada píxel corresponde a la mediana de los píxeles de las imágenes combinadas. Este proceso filtra las estrellas y la imagen obtenida representa bien el cielo sin estrellas. Luego, se ha substraído esta imagen de cielo de cada una de las imágenes usando la tarea `IMARIT`.

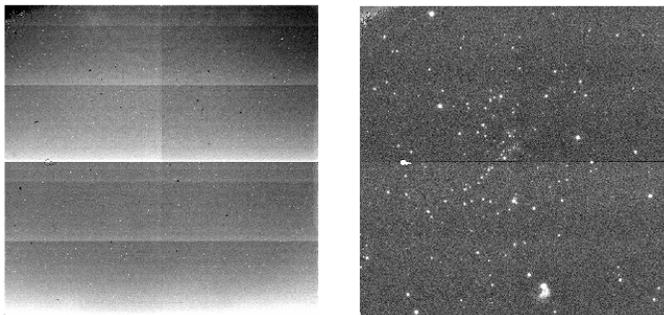


Figura 2.3: Ejemplo de una imagen de cielo (izquierda) y una imagen corregida de “bad pixels” y de “flat-field” con la imagen de cielo substraída (derecha).

## 2.2.4 Imagen de mosaico

Las imágenes recibidas de cada banda se solapaban parcialmente entre sí. Así, para construir una imagen de mosaico final para cada banda se han combinado las múltiples imágenes en una sola. Con la tarea `GEOTRAN` se han corregido las posibles distorsiones ópticas de la cámara y con la tarea `IMCOMBINE` (con el parámetro “combine” en “average”), se han alineado las imágenes en la misma posición y se han combinado. Además, el mosaico se ha girado  $90^\circ$  para mostrar la orientación normal en el cielo (norte arriba y este a la izquierda). La Figura 2.4 muestra las imágenes finales totalmente procesadas de las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , respectivamente.

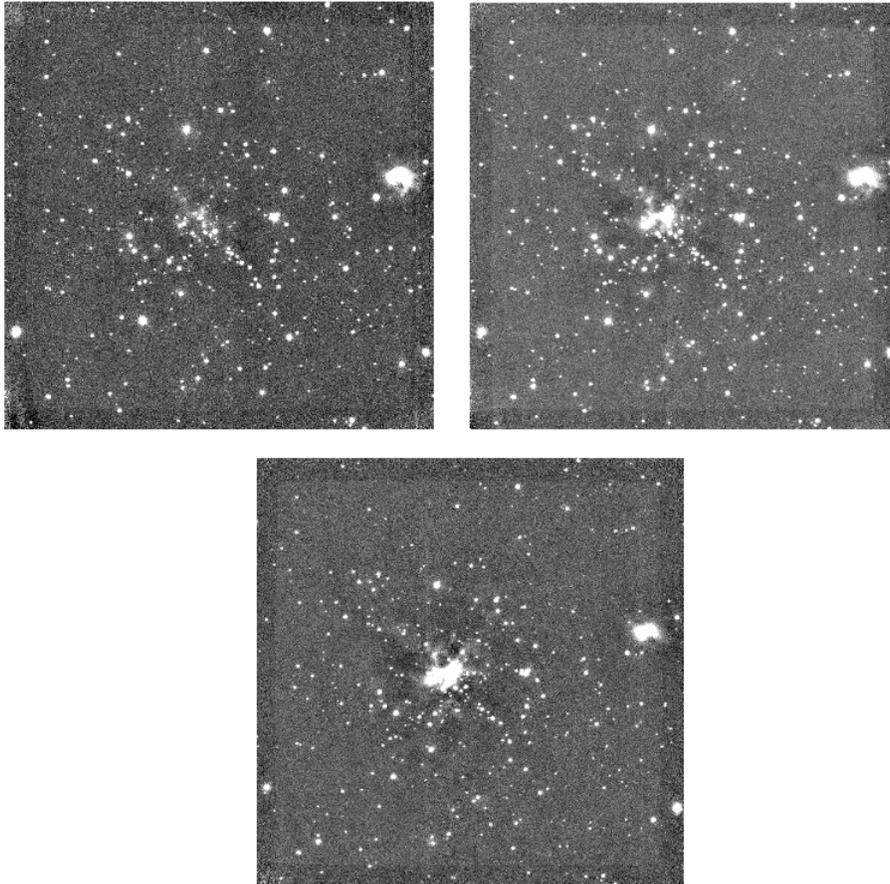


Figura 2.4: Imágenes de mosaico final, de  $4' \times 4'$ , de las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$  de IRAS 03523+5343, respectivamente. El norte está arriba y el este a la izquierda. El brillo de la región central aumenta de  $J$  a  $H$  y a  $K_s$ .

## 2.3 Fotometría de apertura

Usando ahora diferentes tareas de IRAF se ha realizado la fotometría de las fuentes de las imágenes finales. La fotometría de apertura es una técnica utilizada para medir el brillo de una fuente en una banda de paso específica. Esta técnica puede proporcionar información sobre la temperatura, la luminosidad y la masa de las estrellas. Se mide el flujo ( $f$ ) de cada estrella y se convierte a la escala de magnitudes aparentes ( $m$ ):

$$m = m_0 - 2.5 \log_{10} f$$

donde  $m_0$  es la constante arbitraria del “punto cero” y que queda determinada cuando se adopta un sistema fotométrico (ver subsección 2.3.5).

### 2.3.1 Determinación de FWHM y $\sigma$

Con el objetivo de estudiar el flujo de las estrellas en cada una de las imágenes, se ha empleado la tarea IMEXAMINE para analizar los perfiles radiales de los recuentos de fotones de varias estrellas.

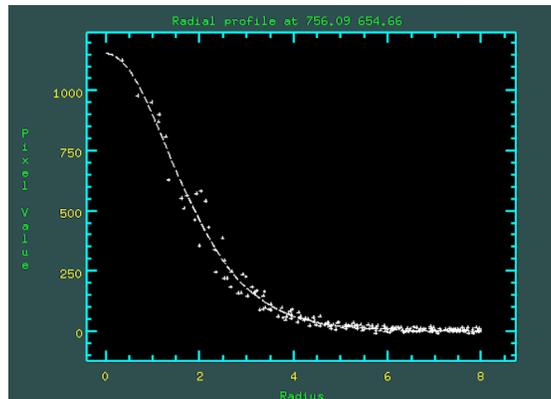


Figura 2.5: Ejemplo del gráfico de la distribución unidimensional del brillo de una estrella.

La Figura 2.5 muestra un ejemplo de cómo varía el recuento de píxeles de una fuente en función de la distancia al pico. Este gráfico representa la distribución unidimensional

del brillo de una estrella. Además, demuestra cómo esta distribución puede ser modelada mediante el ajuste de una función Gaussiana. Al ajustar esta función podemos medir la FWHM (Anchura a Media Altura), que es aproximadamente la misma para las estrellas de una misma imagen.

Debido a una combinación del límite de difracción del telescopio y del “seeing” atmosférico, la imagen de una fuente puntual (una estrella) no es un punto, sino un disco de Airy. La FWHM representa el tamaño de este disco.

Además, a partir del recuento de píxeles en partes de la imagen donde no hay fuentes podemos medir la desviación estándar ( $\sigma$ ), que indica las variaciones en el brillo del cielo o del fondo píxel a píxel. Esta desviación es aproximadamente constante dentro de una misma imagen y se designa por ruido. De esta manera, la Tabla 2.1 recoge los resultados de FWHM en píxeles y  $\sigma$  en cuentas para cada banda.

Tabla 2.1: Valores de FWHM, en píxeles, y  $\sigma$ , en cuentas, para la imagen de mosaico de  $J$ , de  $H$  y de  $K_s$ .

	$J$	$H$	$K_s$
FWHM	3.3	3.3	3.1
$\sigma$	5.2	5.2	4.5

### 2.3.2 Extracción de fuentes puntuales

La rutina DAOFIND (Stetson 1987) permite detectar estrellas en una imagen dependiendo de un valor “threshold”, del FWHM y de la  $\sigma$ . El “threshold” es el nivel mínimo de brillo que una fuente debe tener para ser aceptado como una estrella en una imagen. Este debe ser lo suficientemente bajo para detectar la mayoría de las estrellas, pero no tan bajo como para confundir ruido (variaciones de píxel a píxel) como estrellas.

En este trabajo, para extraer una lista de las fuentes puntuales se ha empleado la rutina con un “threshold” de  $4.5\sigma$ . Además, después se han examinado las imágenes en busca de falsas detecciones y se han eliminado los objetos mal identificados. El resultado es un archivo con las posiciones en la imagen (en coordenadas cartesianas

instrumentales) de las fuentes detectadas, con un total inicial de 1006, 893 y 938 estrellas en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , respectivamente.

### 2.3.3 Fotometría de apertura

Se ha realizado fotometría de apertura en todas las fuentes detectadas utilizando el paquete PHOT. La fotometría de apertura consiste en sumar los valores de los píxeles ocupados por una fuente, colocando una apertura circular centrada en la fuente y restando la contribución del cielo a su alrededor. El resultado es un archivo que contiene una tabla con las medidas de las magnitudes de las estrellas, correspondientes al flujo contenido en varias aperturas.

El radio de apertura debe ser lo suficientemente grande como para contener la mayor parte del flujo de la estrella, pero lo suficientemente pequeño como para evitar la contaminación de las estrellas vecinas. Para ello, se escogen aperturas de varios tamaños y se realiza una corrección de apertura, como se describe en la siguiente subsección.

### 2.3.4 Corrección de apertura

La corrección es un proceso que compensa el flujo perdido debido al tamaño de la apertura utilizada. Para ello, se escoge un conjunto de estrellas aisladas y se compara la magnitud utilizando una pequeña apertura con la obtenida utilizando una gran apertura que contenga todo el flujo de la estrella. En este trabajo, se ha escogido una apertura pequeña de radio de 2 píxeles y una apertura grande de radio de 10 píxeles.

Utilizando un código Python se ha calculado para cada fuente la diferencia entre las dos magnitudes mediante la siguiente expresión:

$$\Delta m = m_2 - m_{10}$$

siendo  $m_2$  y  $m_{10}$  las magnitudes aparente para las aperturas de 2 y 10 píxeles, respectivamente. Una vez se ha obtenido esta diferencia para las estrellas aisladas, se ha estimado la media de las diferencias  $\overline{\Delta m}$ . Este valor representa la corrección de aper-

tura y debe restarse a la magnitud de 2 píxeles de cada estrella. La magnitud corregida se ha calculado mediante la siguiente expresión:

$$m = m_2 - \overline{\Delta m}$$

### 2.3.5 Transformación al sistema estándar

El resultado de la corrección de apertura es una lista de magnitudes instrumentales. Es necesario calibrarlas, esto es, transformar las magnitudes a un sistema estándar, utilizando la siguiente ecuación:

$$m_{\text{std}} = m_{\text{inst}} + C$$

en donde  $C$  es una constante de calibración diferente para cada banda.

Para transformar las observaciones al sistema estándar y estimar el valor de  $C$  hemos elegido el *2MASS All-Sky Release Point Source Catalogue*<sup>1</sup> (Cutri et al. 2003; Skrutskie et al. 2006) y por tanto, hemos adoptado el sistema estándar de 2MASS. Se ha comparado la magnitud de una estrella detectada con la rutina DAOFIND con las magnitudes estándar de la misma estrella, dadas en el catálogo 2MASS. Se ha repetido este proceso para varias estrellas y se ha obtenido un promedio.

La Tabla 2.2 recoge la diferencia entre la magnitud instrumental y la magnitud en el sistema estándar de 2MASS para cada banda.

Tabla 2.2: Constante de calibración fotométrica para estándar de 2MASS para las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ .

	$J$	$H$	$K_s$
C	-2.382	-2.416	-3.048

---

<sup>1</sup> *2MASS All-Sky Release Point Source Catalogue* es un catálogo astronómico de todo el cielo con datos de más de 300 millones de objetos observados en el infrarrojo cercano (bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ ), incluyendo planetas, enanas marrones, estrellas de baja masa, nebulosas, cúmulos estelares y galaxias.

### 2.3.6 Tabla final de fotometría

Finalmente, hemos decidido seleccionar solamente aquellas fuentes con incertidumbres fotométricas<sup>2</sup> menores a 0.2 magnitudes. De esta manera, se ha obtenido una tabla con 497, 546 y 516 estrellas en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , respectivamente. Las estrellas están identificadas por su posición en las imágenes. En total, se han detectado 390 fuentes en las tres bandas. En la Tabla 3.1 se muestra una lista de las trece primeras fuentes.

## 2.4 Observaciones milimétricas

Las observaciones milimétricas del espectro de emisión de CS ( $1-0$ ) a  $\sim 48.991$  GHz de IRAS 03523+5343 fueron obtenidas con el radiotelescopio de 40 metros del Observatorio de Yebes en Guadalajara en marzo de 2020.

Las observaciones milimétricas se tomaron en modo “frequency switching”, esto es, se tomaron dos observaciones en la misma posición alternando entre dos frecuencias cercanas. Esta técnica permite restar el ruido de la señal real. Como resultado se ha obtenido un mapa de la línea rotacional de CS ( $1-0$ ) centrado en las coordenadas IRAS, cubriendo aproximadamente  $3.7' \times 3.7'$  en el cielo. El mapa tiene  $6 \times 6$  posiciones, cada una de las cuales contiene 16 espectros. De esta manera, esto da lugar a un total de 576 espectros.

El HPBW (Ancho de haz de media potencia) del telescopio a  $\sim 49$  GHz fue de  $37''$ . Para las observaciones, se adoptó un “grid spacing” de  $37''$  (“full-beam sampling”).

## 2.5 Reducción de las observaciones milimétricas

La reducción de datos consiste en un proceso típico para espectros milimétricos. Para ello, se emplea CLASS. Este es un paquete de software utilizado en radioastronomía para el análisis de datos de telescopios de un solo plato.

---

<sup>2</sup> La incertidumbre de la magnitud de cada fuente es determinada por el paquete PHOT y los errores de la transformación al sistema estándar de 2MASS.

El objetivo principal es extraer los parámetros de la línea rotacional de la molécula CS a partir de los datos observados y luego relacionar estos parámetros con las características físicas de la nube molecular estudiada.

### 2.5.1 “Folding”

Cada posición del mapa de observaciones milimétricas está compuesto por 16 espectros. Para comenzar la reducción de las observaciones, se han combinado los múltiples espectros de la misma posición a través de la tarea **STITCH**.

Las observaciones tomadas en modo “frequency switching” resultan en un espectro con una línea positiva y otra igual pero negativa (ver Figura 2.6). Para aprovechar la señal en las dos líneas se ha empleado la tarea **FOLD**. Esta tarea pliega el espectro sobre sí mismo y superpone ambas líneas. Además, esto tiene como resultado una reducción del ruido.

La Figura 2.6 muestra un ejemplo de un espectro de la línea rotacional de CS (1 – 0) antes de realizar ningún procesamiento. Mientras que el eje vertical muestra la temperatura de antena, el eje horizontal muestra la velocidad “local standard of rest” (LSR). En radioastronomía, la temperatura de antena es una medida de la intensidad de la señal y por tanto del brillo de la fuente. Se define como la temperatura de un cuerpo negro que, si rodeara completamente un radiotelescopio, produciría la misma potencia de señal que la fuente observada. Por otro parte, la velocidad LSR representa la velocidad radial de la fuente con respecto al LSR (aproximadamente el Sol). Esta se obtiene a partir de los valores de la frecuencia por aplicación de la fórmula del efecto Doppler (no-relativista:  $v = \frac{\nu - \nu_0}{\nu_0} c$ ).

### 2.5.2 Substracción de la “baseline”

En las observaciones milimétricas, la “baseline” representa la señal de fondo en los espectros, que incluye el ruido relacionado con los instrumentos de observación. Dado que esta señal de fondo afecta los valores de los parámetros de las líneas de emisión,

se ha realizado un proceso de corrección. Para ello, se ha ajustado un polinomio a la “baseline” y luego se ha substraído esta componente ajustada de los datos observados.

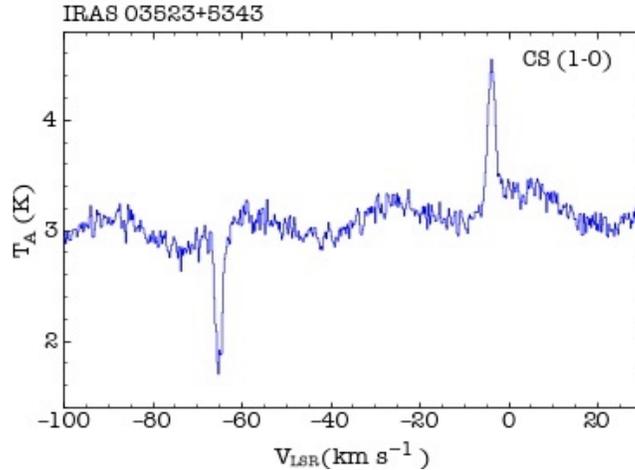


Figura 2.6: Ejemplo de un espectro de la línea rotacional de CS (1 – 0) antes de realizar ningún procesamiento.

Se han utilizado las tareas SET WINDOW y BASE. La tarea SET WINDOW permite definir la región del espectro que contiene las líneas espectrales de interés, delimitando de esta manera el área sobre la cual se realizará el ajuste y se substraerá la “baseline”. Por otro lado, la tarea BASE se utiliza para realizar el ajuste polinómico a la “baseline” dentro de la zona definida y después restar esta “baseline” ajustada de los datos originales.

### 2.5.3 Ajuste de una gaussiana

Para obtener los parámetros de las líneas espectrales, se ha llevado a cabo un ajuste utilizando una función gaussiana. La tarea MINIMIZE realiza un ajuste de mínimos cuadrados de esta función gaussiana a cada uno de los espectros. Como resultado, se ha obtenido un archivo con detalles sobre el área, posición, ancho, intensidad y errores de cada línea espectral ajustada. La Figura 2.7 muestra un ejemplo del ajuste de una función gaussiana al espectro.

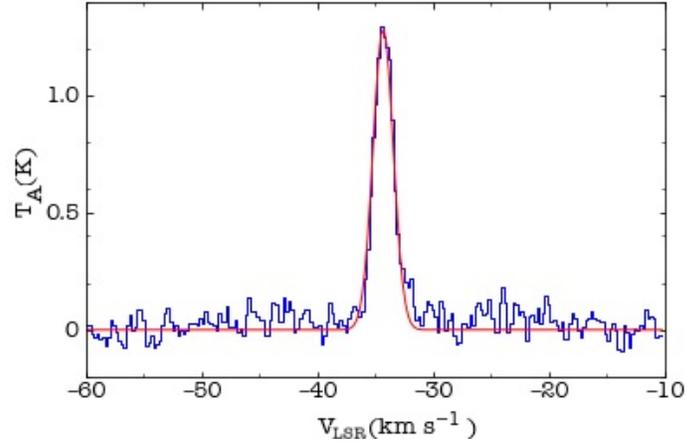


Figura 2.7: Ejemplo del ajuste de una función gaussiana al espectro.

### 2.5.4 Mapa final de observaciones milimétricas

Finalmente, se ha obtenido un mapa de la línea rotacional de CS (1-0) con 36 posiciones y un archivo con detalles sobre el área, posición, ancho, intensidad y errores de cada línea espectral ajustada. La Figura 2.8 muestra el mapa CS centrado en IRAS 03532+5343.

## 2.6 Distancia a la nube molecular

A partir de la velocidad “local standard of rest”,  $v_{\text{LSR}}$ , de la nube molecular es posible estimar a la distancia a la que se encuentra (e.g. Brand & Blitz 1993, Reid et al. 2014). En este trabajo, se ha estimado la distancia cinemática a través del método tradicional usando la curva de rotación de la Galaxia (la curva de las velocidades orbitales de las estrellas o gas alrededor del centro Galáctico en función de la distancia al centro).

La idea principal de este método es que al medir la velocidad radial del gas de una nube molecular podemos hallar la distancia a esa nube a partir de la velocidad medida y por comparación con la curva de rotación conocida de la Galaxia. El cálculo utiliza trigonometría básica y los parámetros solares  $R_0$  (distancia del Sol al centro Galáctico) y  $\theta_0$  (velocidad orbital del sol).

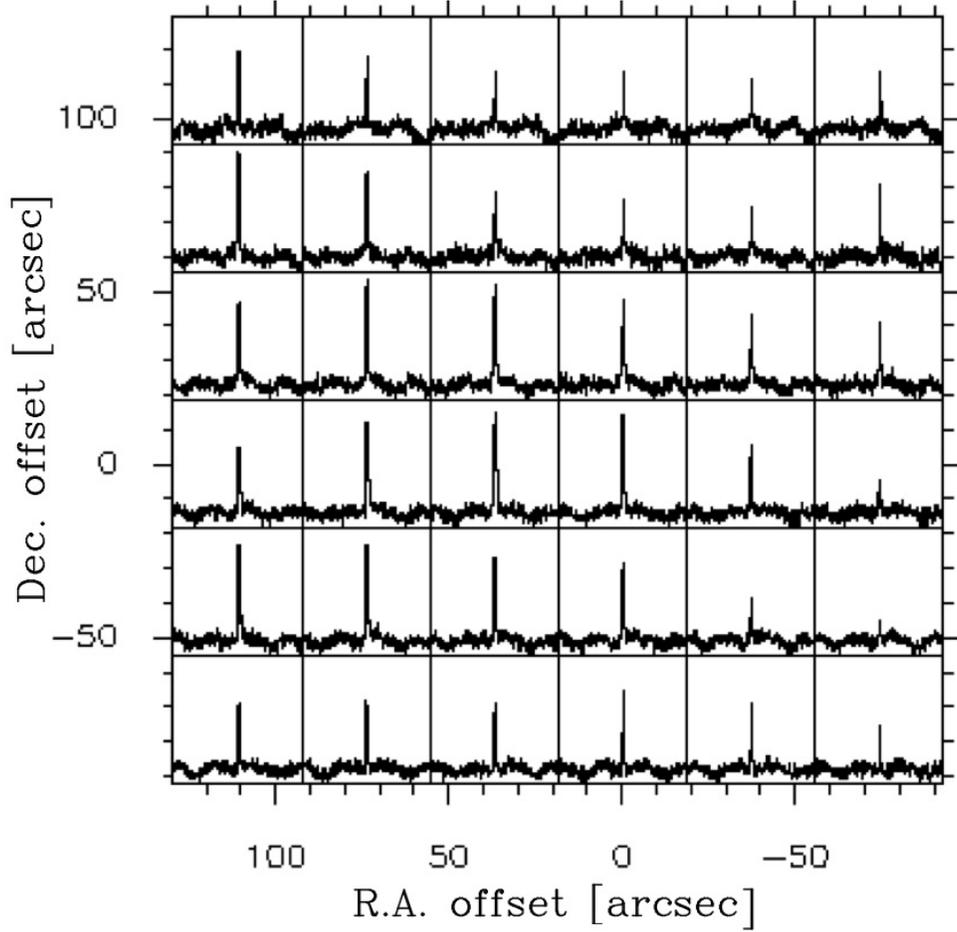


Figura 2.8: Mapa de la línea rotacional de CS (1-0) centrado en IRAS 03532+5343. Los desplazamientos son relativos a la fuente IRAS.

Asumiendo orbitas circulares para el gas y las estrellas, es posible relacionar la velocidad a la que la nube se desplaza con respecto al Sol con su distancia galactocéntrica, de la siguiente manera:

$$v_{\text{LSR}} = \left( \frac{\theta R_0}{R} - \theta_0 \right) \sin l \cos b$$

en donde  $R$  y  $\theta$  son la distancia galactocéntrica de la nube y su velocidad orbital, respectivamente. Además,  $l$  y  $b$  son sus coordenadas galácticas.

Teniendo en cuenta la expresión anterior, la distancia  $d$  a la que se encuentra la

nube es:

$$R = (d^2 \cos^2 b + R_0^2 - 2dR_0 \cos b \cos l)^{1/2}$$

De esta manera, en este trabajo se ha estimado que la distancia cinemática a IRAS 03523+5343 es  $d = 2.4 \pm 0.6$  kpc.

## 2.7 Datos de archivo

Adicionalmente, además de las observaciones en el rango de longitudes de onda del infrarrojo cercano y del milímetro, se han utilizado datos de archivo del satélite WISE y del instrumento SCUBA para ayudar a definir el entorno molecular y caracterizar las fuentes estelares.

El satélite WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer) fue una misión espacial de la NASA lanzada para el estudio del cielo en el infrarrojo medio. WISE observó el cielo en cuatro bandas a 3.4, 4.6, 12 y 22  $\mu\text{m}$  (Wright et al. 2010).

Por un lado, se han utilizado imágenes de infrarrojo medio de WISE para caracterizar las fuentes estelares y estudiar algunas fuentes individuales de la región alrededor de IRAS 03523+5343. En este trabajo, las imágenes de WISE se han obtenido a través de Aladin Lite<sup>3</sup>.

Por otro lado, se han utilizado imágenes en la longitud de onda del submilímetro ( $\lambda = 850 \mu\text{m}$ ) de la región alrededor de IRAS 03523+5343. Estas observaciones fueron tomadas con la cámara SCUBA-2 (Eden et al. 2019) instalada en el telescopio James Clerk Maxwell (JCMT) en Hawái. El HPBW del telescopio fue de 14.6".

Las imágenes SCUBA correspondientes a esta región se han descargado por medio del "Canadian Astronomy Data Centre".

La Figura 2.9 muestra la imagen submilimétrica de SCUBA alrededor de la región de IRAS 03523+5343. El campo de visión de la imagen es aproximadamente de  $12' \times 12'$

---

<sup>3</sup> Aladin Lite es una herramienta de visualización interactiva de datos astronómicos desarrollada por el "Centre de Données astronomiques de Strasbourg" (CDS), que permite a los usuarios explorar y visualizar imágenes astronómicas y catálogos de estrellas.

y cubre la región mapeada por NOTCam y las observaciones de CS. Es importante mencionar que la fuente IRAS se encuentra en el borde derecho de la imagen y coincide con la fuente aproximadamente elíptica que podemos observar.

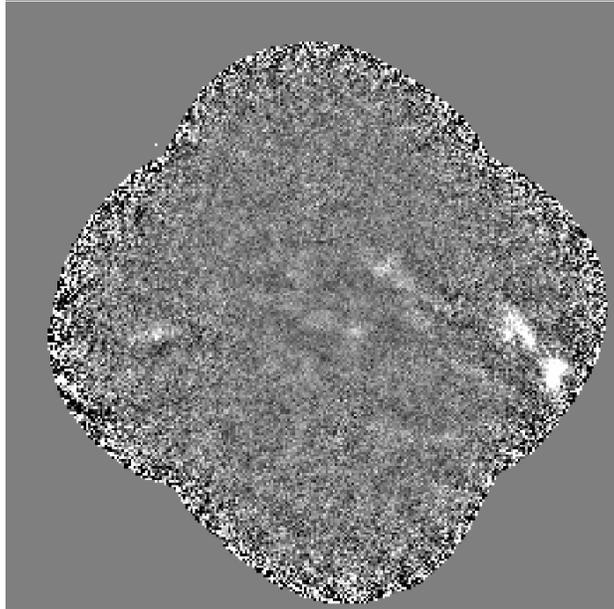


Figura 2.9: Imagen en la longitud de onda de  $850 \mu\text{m}$  (submilímetro) de SCUBA que incluye la región de IRAS 03523+5343. El campo de visión de la imagen es aproximadamente de  $12' \times 12'$ . En el borde derecho se distingue una fuente aproximadamente elíptica ubicada en la posición de la fuente IRAS.

La fotometría de la fuente IRAS 03523+5343 en la longitud de onda del submilímetro de SCUBA se ha realizado de manera similar a la descrita en la sección 2.3.



# Capítulo 3

## Resultados y análisis

### 3.1 Límite de detección completa

El límite de detección completa representa una medida de la sensibilidad de las imágenes en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ . Se ha construido un histograma de las magnitudes de las fuentes detectadas en el procesamiento de las imágenes de infrarrojo cercano. Luego, el límite de detección completa se ha determinado identificando el punto donde el histograma deja de aumentar, lo que indica el nivel más débil de brillo que puede ser detectado de manera completa en las imágenes. A partir de la Figura 3.1 se ha estimado que el límite de detección completa es 18.0 mag en  $J$ , 17.5 mag en  $H$  y 17.0 mag en  $K_s$ . Sin embargo, también se detectan algunas estrellas con brillo más débil.

### 3.2 El cúmulo de estrellas jóvenes

La Figura 3.2 muestra una imagen RGB de IRAS 03523+5343. La imagen esta compuesta por las tres imágenes de mosaico final (ver Figura 2.4). Para crear una imagen en falso color a partir de imágenes en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , primero, se ha asignado el canal rojo a la imagen en  $K_s$ , el verde a la imagen en  $H$  y el azul a la imagen en  $J$  y, a continuación, se han combinado las imágenes individuales en una sola imagen. Es importante que las imágenes estén alineadas y que tengan la misma escala.

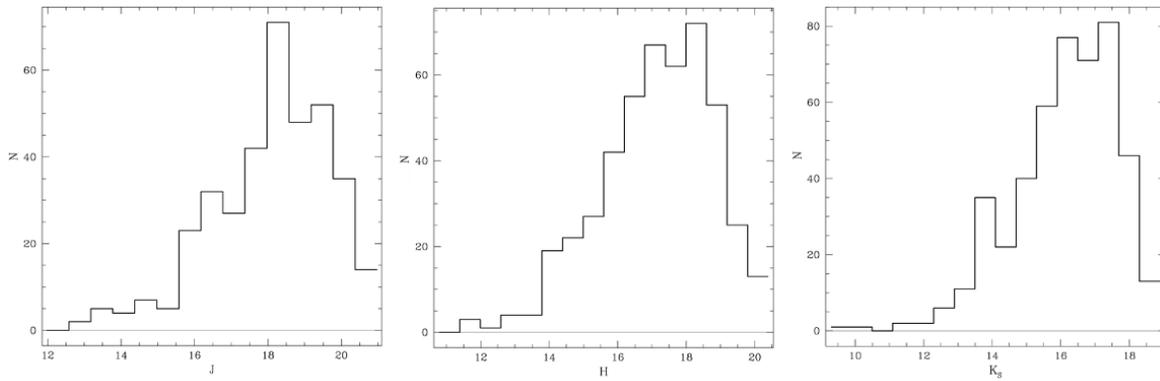


Figura 3.1: Histogramas de las magnitudes de las fuentes detectadas en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ , respectivamente.

Se aprecia una mayor concentración de estrellas cerca del centro de la imagen, lo cual sugiere la presencia de un cúmulo estelar. Asimismo, en el borde derecho se distingue una nebulosa azulada que parece extenderse hacia el oeste.



Figura 3.2: Imagen en falso color de IRAS 03523+5343. El campo de visión de la imagen es de  $4' \times 4'$ . El norte está arriba y el este a la izquierda. Se observa un cúmulo estelar rojo cerca del centro de la imagen y, además, una nebulosa azulada el borde derecho.

### 3.3 Mapa de densidad estelar

La Figura 3.3 muestra el mapa de densidad estelar en la banda  $K_s$  en la dirección de la fuente IRAS 03523+5343. Este mapa permite estudiar cómo están distribuidas las estrellas en la imagen.

Primero, se ha dividido el área de la imagen de mosaico final en la banda  $K_s$  (campo de visión de  $4' \times 4'$ ) en cajas cuadradas de 40 píxeles de lado y separada a 20 píxeles. A continuación, se ha contado el número de estrellas que caen dentro de cada caja. Para ello, hemos empleado el archivo obtenido tras la fotometría de apertura, que contiene la información sobre las posiciones en la imagen de las fuentes detectadas.

En la Figura 3.3, el contorno más externo corresponde a una densidad superficial de estrellas de 480 estrellas por pc cuadrado ( $\text{pc}^{-2}$ ) y los niveles subsiguientes (más internos) están en pasos de 480 estrellas  $\text{pc}^{-2}$  adicionales. Se ha observado, además, que la concentración estelar pasa de menos de 80 estrellas  $\text{pc}^{-2}$  al valor del pico de aproximadamente 2 800 estrellas  $\text{pc}^{-2}$  (para una distancia de 2.4 kpc).

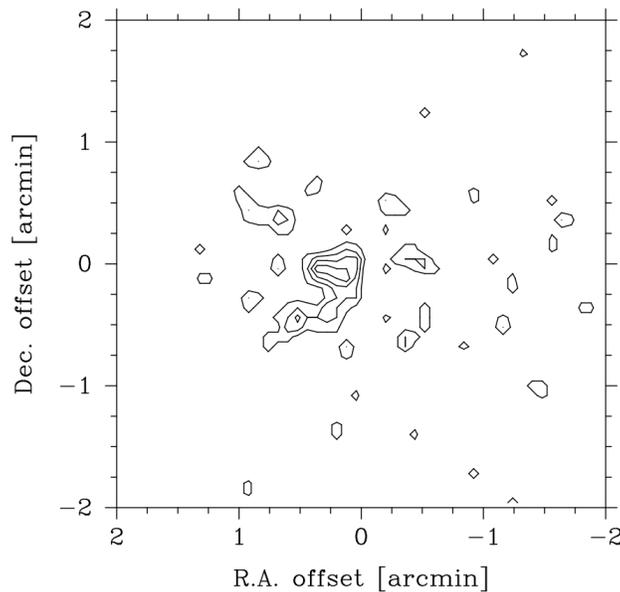


Figura 3.3: Mapa de densidad estelar en la banda  $K_s$  de IRAS 03523+5343. La presencia de una concentración de estrellas en el centro la imagen permite identificar la existencia de un cúmulo estelar. Los desplazamientos son relativos a la fuente IRAS.

Finalmente, la presencia de una concentración de estrellas en la imagen permite identificar la existencia de un cúmulo estelar. Aunque no tengamos información sobre las velocidades individuales de las estrellas para confirmar que pertenecen al mismo cúmulo, su densa concentración y su ausencia en observaciones del rango óptico sugieren que es probable que sean miembros de un cúmulo estelar joven.

### 3.4 Tabla final de fotometría

La Tabla 3.1 es el resultado final del procesamiento de imágenes de infrarrojo cercano y recoge la posición y magnitudes de todas las fuentes que han sido detectadas en las tres bandas. Sin embargo, la tabla recoge solo las trece primeras filas. Las columnas dos y tres muestran las coordenadas ecuatoriales de cada fuente. Las columnas cuatro, cinco y seis muestran la magnitud de las fuentes en la banda  $K_s$  y sus colores, respectivamente. La séptima columna, en cambio, indica la presencia de exceso de emisión en el infrarrojo cercano, lo que sugiere que la fuente sea un YSO (ver Figura 3.4).

Tabla 3.1: Fotometría en el infrarrojo cercano de las fuentes detectadas en la dirección de IRAS 03523+5343 (la tabla completa se encuentra en el apéndice B).

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_s}$	$(H - K_s)$	$(J - K_s)$	Comentarios
1	03 56 17.25	53 50 17.2	17.4	1.03	2.44	ex IR
2	03 56 5.94	53 50 17.8	15.6	0.86	2.09	ex IR
3	03 56 26.10	53 50 19.1	15.6	0.33	1.05	
4	03 56 15.17	53 50 19.2	16.6	0.45	1.66	
5	03 56 15.36	53 50 19.7	17.0	2.36	...	
6	03 56 6.20	53 50 19.5	17.7	0.72	...	
7	03 56 16.80	53 50 20.3	16.5	0.55	1.61	
8	03 56 6.92	53 50 20.1	15.2	0.70	1.92	
9	03 56 5.83	53 50 20.6	14.0	0.31	0.85	
10	03 56 7.71	53 50 20.8	18.0	0.58	...	
11	03 56 10.53	53 50 22.4	15.7	0.89	2.86	
12	03 56 23.54	53 50 22.7	15.9	0.75	1.78	ex IR
13	03 56 20.52	53 50 25.9	14.7	0.31	0.97	

### 3.5 Diagrama color-color

Se ha construido un diagrama color-color en el infrarrojo cercano ( $J - H$ ,  $H - K_s$ ) como herramienta para analizar las propiedades de las fuentes que han sido detectadas simultáneamente en las bandas  $J$ ,  $H$  y  $K_s$ . La posición de una fuente en el diagrama color-color permite identificar su naturaleza y, por ejemplo, distinguir si se trata de una estrella de la secuencia principal o de un YSO. Esto se debe a que los diferentes tipos de objetos astronómicos tienen diferentes distribuciones espectrales en el infrarrojo cercano. Los YSOs tienen una relación de colores bien definida con exceso de infrarrojo debido la presencia de discos y envoltentes a su alrededor.

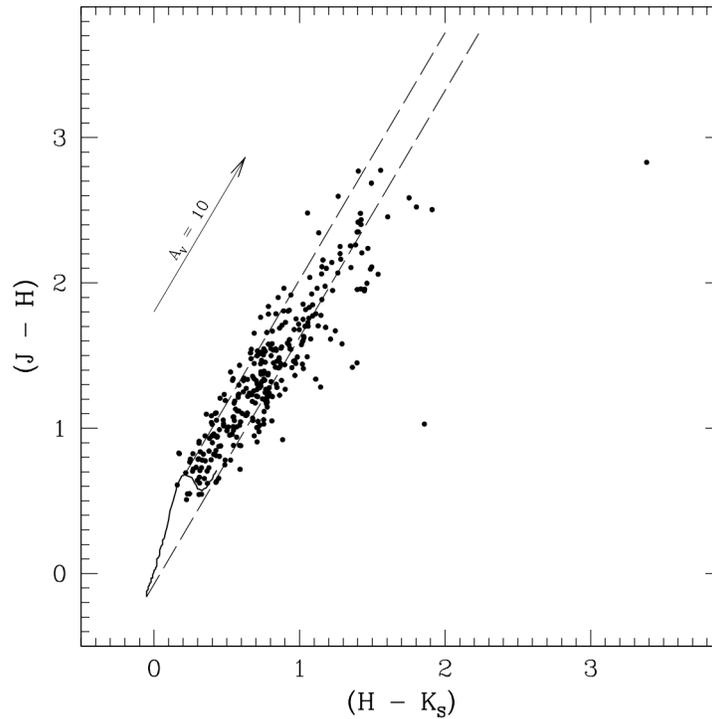


Figura 3.4: Diagrama color-color en el infrarrojo cercano de IRAS 03523+5343. La línea continua representa estrellas de la secuencia principal sin enrojecimiento y las líneas discontinuas indican la banda de extinción. Es probable que las estrellas situadas por debajo de la banda de extinción sean YSOs con exceso de infrarrojo debido la presencia de discos y envoltentes. El vector de enrojecimiento indica la dirección del desplazamiento causado por la extinción del polvo interestelar.

La Figura 3.4 muestra el diagrama color-color del infrarrojo cercano. La línea continua representa estrellas de la secuencia principal sin enrojecimiento (Bessell & Brett 1988) y las líneas discontinuas indican la banda de extinción. La mayoría de las estrellas se encuentran dentro de la banda de extinción. Esta banda indica las estrellas de la secuencia principal cuyos colores se han visto afectados por la presencia de polvo interestelar (Wang & Chen 2019), lo que las hace parecer más rojas de lo que realmente son. Las estrellas gigantes suelen encontrarse por encima de esta banda (Rieke & Lebosfsky 1985). Por el contrario, las estrellas que se encuentran debajo de esta banda son candidatos de YSO con exceso de infrarrojo debido la presencia de material circunstelar (Adams et al. 1987). Se han contado que, de las 390 fuentes que se encuentran en el diagrama color-color, 87 de ellas están por debajo de la banda de extinción. Luego, el diagrama color-color confirma que estamos observando un cúmulo estelar joven.

Por otro lado, a partir del diagrama color-color podemos estimar la extinción a lo largo de la línea de visión. Se puede observar que para las fuentes que se encuentran dentro de la banda de extinción, el valor más alto de  $(H - K_s)$  es aproximadamente 1.56. Si asumimos que esta es una estrella de secuencia principal enrojecida, su color intrínseco<sup>1</sup> sería  $(H - K_s)_o \approx 0.0 - 0.4$  (ver línea continua de la Figura 3.4), lo que resulta en un exceso de color de  $E(H - K_s) \approx 1.16 - 1.56$ . Por lo tanto, este exceso de color corresponde a una extinción visual a lo largo de la línea de visión de aproximadamente  $A_V = 21 - 28$  mag (Wang & Chen 2019).

## 3.6 Fuentes individuales

En este trabajo, es importante destacar dos fuentes individuales detectadas en la imagen de la banda  $K_s$ . Estas son las dos fuentes más brillantes detectadas en la imagen. Ambas fuentes están asociadas con emisión nebulosa en el infrarrojo cercano y muestran exceso en esta banda.

---

<sup>1</sup> El color intrínseco de una fuente se refiere al color que tendría si no estuviera afectado por la extinción o el enrojecimiento causado por el medio interestelar entre la fuente y el observador.

Por un lado, merece la pena destacar la fuente #224 de la Tabla 3.1, situada en el centro de la Figura 3.2 y rodeada por emisión nebulosa roja. Esta fuente es la segunda fuente más brillante detectada en la imagen de la banda  $K_s$ . Además, su ubicación coincide con la posición de IRAS 03523+5343 y destaca porque tiene el color  $(H - K_s)$  más rojo en el diagrama color-color (ver Figura 3.4).

Por otro lado, la fuente #275 de la Tabla 3.1, situada en el borde derecho de la Figura 3.2 es la fuente más brillante detectada en la imagen de la banda  $K_s$ . La fuente presenta una nebulosa azulada que parece extenderse hacia el oeste. Su morfología sugiere la presencia de jets y flujos moleculares. El color azul de la emisión nebulosa, además, apunta a que sea luz dispersada por las paredes de la cavidad producida por estos jets.

La Figura 3.5 muestra la imagen WISE centrada en la dirección de IRAS 03523+5343. Las dos fuentes individuales mencionadas anteriormente son también las más brillantes detectadas en la imagen de infrarrojo medio de WISE. En esta imagen, en cambio, la fuente #275 es la segunda más brillante en el infrarrojo medio y la fuente #224 es la más brillante. Por lo tanto, el aumento en el flujo hacia longitudes de onda más largas de la fuente #224 sugiere que sea la principal contrapartida<sup>2</sup> de la fuente de IRAS.

### 3.7 Mapa de contorno de CS

Para poder estudiar la morfología de la nube molecular en la dirección de IRAS 03523+5343, se han construido los mapas de contorno de CS (1 – 0). Para ello, se ha empleado los resultados obtenidos de la reducción de las observaciones milimétricas.

Como se ha mencionado anteriormente, para el análisis y la obtención de los parámetros de las líneas espectrales, se ha realizado un ajuste mediante una función Gaussiana. La Figura 3.6 muestra un ejemplo del espectro final procesado de la línea CS (1 – 0).

---

<sup>2</sup> Ser la principal contrapartida, en el contexto de la astrofísica, se refiere a que el objeto estelar probablemente corresponde o está asociado con otra fuente observada en una diferente longitud de onda o con diferentes instrumentos.



Figura 3.5: Imagen de infrarrojo medio de WISE centrada en la dirección de IRAS 03523+5343 (cruz morada). El campo de visión de la imagen es  $16' \times 10'$ . El norte está arriba y el este a la izquierda. Las dos fuentes más brillantes, situadas en el centro de la imagen, son #275 and #224 en la Tabla 3.1.

Es importante mencionar que para obtener la temperatura de brillo  $T_R$  de la Figura 3.6, se ha dividido la temperatura de la antena  $T_A$  por la eficiencia de antena  $\eta_{MB}$ . En nuestro caso, conocemos que  $\eta_{MB} = 0.5$ .

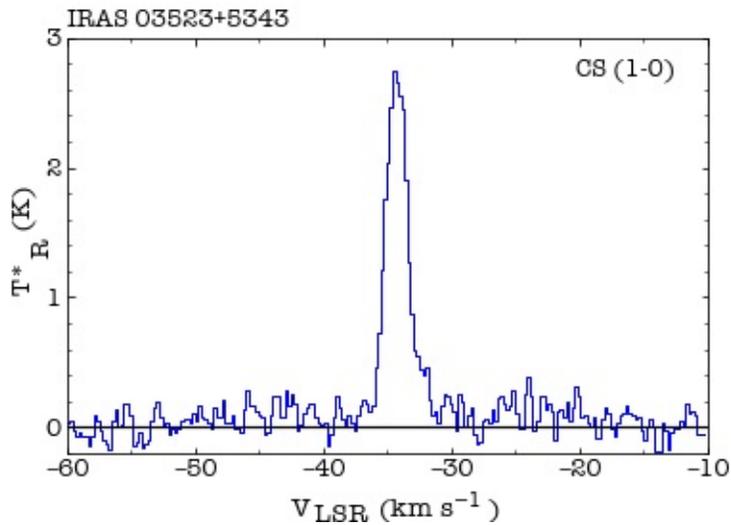


Figura 3.6: Espectro de la línea CS (1 – 0) en la dirección de IRAS 03523+5343, en la posición (0,0). La línea se encuentra en la posición de  $v_{LSR} = -34.50 \pm 0.10$  km/s.

La Tabla 3.2 presenta los resultados del análisis de las observaciones milimétricas realizadas. Las columnas una y dos representan los desplazamientos en ascensión recta y declinación de las observaciones. Las siguientes columnas muestran el área de la línea, la posición, el ancho y la intensidad, respectivamente.

La Figura 3.7 muestra el mapa de contorno de la emisión de CS (1 – 0) superpuesto sobre la imagen NOTCam de la banda  $K_s$ , en la dirección de IRAS 03523+5343. El mapa muestra emisión CS en la mayoría de la región estudiada, abarcando casi  $4' \times 4'$ . Se observa un único pico bien definido, situado cerca de la posición del pico en el mapa de densidad estelar y de la posición de la fuente IRAS. Todo ello, refuerza la idea de que un cúmulo de estrellas jóvenes se está formando en el núcleo de una nube molecular.

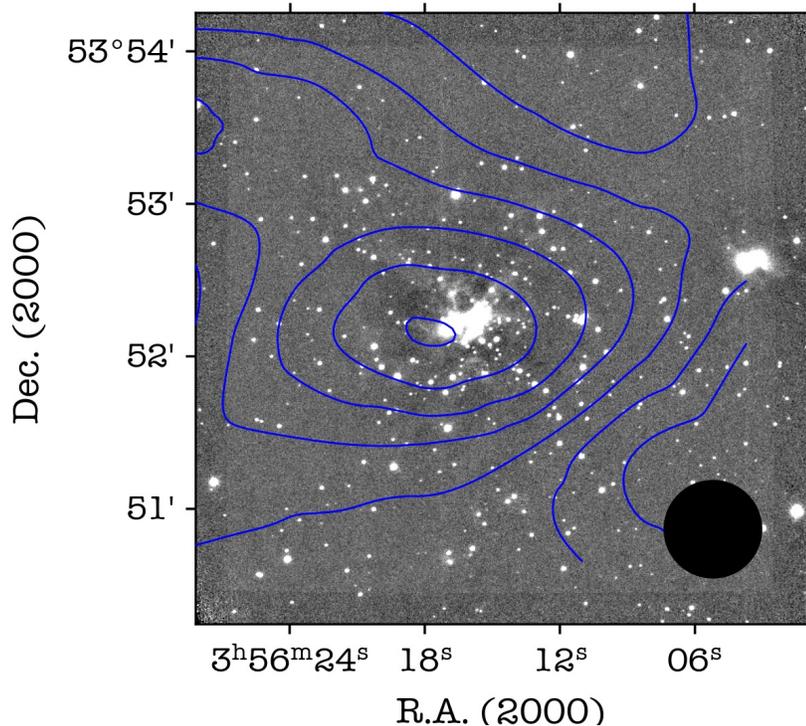


Figura 3.7: Mapa de contorno de la emisión de CS (1 – 0) superpuesto sobre la imagen NOTCam de la banda  $K_s$ , en la dirección de IRAS 03523+5343. El círculo negro representa el “main beam” del telescopio. El contorno más externo corresponde a  $0.8 \text{ K kms}^{-1}$  y los niveles subsiguientes están en pasos de  $0.8 \text{ K kms}^{-1}$ . Se observa un único pico bien definido, situado cerca de la posición de la fuente IRAS en el centro de la imagen.

Tabla 3.2: Resultados de la reducción del análisis de las observaciones milimétricas realizadas en la dirección de IRAS 03523+5343.

$\Delta$ Dec. [ $''$ ]	$\Delta$ R.A. [ $''$ ]	$\int T_R dv$ [K km/s]	$v_{\text{LSR}}$ [km/s]	$\Delta v$ [km/s]	$T_R$ [K]
-74.0	-74.0	1.14 (0.08)	-33.95 (0.03)	0.93 (0.08)	1.15 (0.06)
-74.0	-37.0	0.85 (0.11)	-34.07 (0.09)	1.52 (0.24)	0.52 (0.04)
-74.0	0.0	1.58 (0.14)	-34.21 (0.08)	2.00 (0.23)	0.74 (0.09)
-74.0	37.0	2.86 (0.11)	-33.96 (0.03)	1.65 (0.07)	1.63 (0.08)
-74.0	74.0	2.85 (0.12)	-33.78 (0.03)	1.32 (0.06)	2.02 (0.12)
-74.0	111.0	2.53 (0.12)	-33.72 (0.03)	1.54 (0.09)	1.54 (0.14)
-37.0	-74.0	1.98 (0.09)	-33.97 (0.02)	1.10 (0.06)	1.70 (0.09)
-37.0	-37.0	1.55 (0.12)	-34.12 (0.05)	1.40 (0.13)	1.04 (0.08)
-37.0	0.0	3.57 (0.12)	-34.33 (0.03)	1.84 (0.07)	1.83 (0.09)
-37.0	37.0	3.51 (0.13)	-33.91 (0.03)	2.02 (0.10)	1.63 (0.11)
-37.0	74.0	2.03 (0.12)	-33.65 (0.04)	1.47 (0.11)	1.30 (0.10)
-37.0	111.0	2.15 (0.16)	-33.58 (0.05)	1.73 (0.19)	1.17 (0.15)
0.0	-74.0	2.66 (0.10)	-33.94 (0.07)	1.25 (0.06)	2.00 (0.09)
0.0	-37.0	3.14 (0.11)	-34.28 (0.08)	1.51 (0.07)	1.96 (0.14)
0.0	0.0	5.64 (0.13)	-34.50 (0.10)	1.95 (0.06)	2.58 (0.14)
0.0	37.0	4.43 (0.15)	-34.00 (0.06)	2.14 (0.10)	1.95 (0.22)
0.0	74.0	2.51 (0.14)	-33.70 (0.09)	1.64 (0.13)	1.44 (0.16)
0.0	111.0	1.69 (0.11)	-33.58 (0.03)	1.08 (0.10)	1.46 (0.13)
37.0	-74.0	2.83 (0.11)	-33.94 (0.03)	1.55 (0.07)	1.71 (0.06)
37.0	-37.0	3.78 (0.12)	-34.30 (0.03)	1.69 (0.07)	2.10 (0.13)
37.0	0.0	6.31 (0.15)	-33.86 (0.03)	2.60 (0.08)	2.28 (0.20)
37.0	37.0	4.83 (0.13)	-33.94 (0.02)	1.82 (0.07)	2.50 (0.17)
37.0	74.0	3.37 (0.14)	-33.69 (0.04)	1.90 (0.10)	1.67 (0.15)
37.0	111.0	2.23 (0.12)	-33.63 (0.03)	1.30 (0.08)	1.61 (0.06)
74.0	-74.0	2.80 (0.11)	-34.03 (0.03)	1.54 (0.07)	1.71 (0.11)
74.0	-37.0	3.77 (0.14)	-34.04 (0.02)	1.52 (0.07)	2.32 (0.19)
74.0	0.0	5.13 (0.14)	-33.55 (0.03)	2.26 (0.08)	2.14 (0.27)
74.0	37.0	4.31 (0.13)	-33.91 (0.02)	1.61 (0.07)	2.52 (0.21)
74.0	74.0	4.44 (0.14)	-33.85 (0.03)	2.00 (0.08)	2.08 (0.15)
74.0	111.0	2.53 (0.13)	-33.74 (0.03)	1.36 (0.09)	1.74 (0.13)
111.0	-74.0	3.02 (0.11)	-33.75 (0.03)	1.71 (0.08)	1.67 (0.15)
111.0	-37.0	3.69 (0.14)	-33.84 (0.03)	1.52 (0.09)	2.28 (0.28)
111.0	0.0	3.24 (0.14)	-33.70 (0.04)	2.15 (0.13)	1.41 (0.23)
111.0	37.0	3.44 (0.12)	-33.88 (0.02)	1.53 (0.07)	2.12 (0.13)
111.0	74.0	4.91 (0.12)	-34.05 (0.02)	1.67 (0.05)	2.78 (0.18)
111.0	111.0	2.66 (0.12)	-33.81 (0.03)	1.18 (0.07)	2.12 (0.09)

### 3.8 Masa de la nube molecular

Medir la masa de una nube interestelar no es fácil. Sin embargo, los astrofísicos lograron desarrollar algunos métodos para ese efecto. Uno de estos métodos implica el análisis de líneas de emisión, específicamente las de la molécula CS en este caso.

Se ha podido realizar una primera estimación de la masa de la nube utilizando la relación entre la intensidad integrada de la línea CS (1 – 0) y la densidad de columna de la molécula de hidrógeno H<sub>2</sub> a lo largo de cada línea de visión.

A partir de cálculos anteriores (Garden et al. 1991, Tatematsu et al. 1993) se deduce la siguiente expresión para estimar la densidad de columna a lo largo de la línea de visión.

$$N = f \frac{8\pi k \nu_{10}^2}{hc^3 A} \int T_R dv$$

donde  $N$  representa la densidad de columna, es decir, el número de partículas (en este caso, moléculas de CS) contenidas en una columna de área unitaria y con el eje dirigido a lo largo de la línea de visión. El coeficiente  $A$  representa el coeficiente de Einstein para la emisión espontánea de la transición, el cual está relacionado con el momento dipolar eléctrico de la molécula. Para la transición de  $J = 1$  a  $J = 0$  de CS, su valor es  $1.76 \times 10^{-6} \text{ s}^{-1}$ .

Por otro lado,  $\nu_{10}$  es la frecuencia de la transición para  $J = 1 - 0$  y vale 49.991 GHz. Las constantes  $k$ ,  $h$  y  $c$  representan la constante de Boltzmann, la constante de Planck y la velocidad de la luz, respectivamente.  $T_R$  es la temperatura de brillo, esto es, la temperatura de antena dividida por la eficiencia de antena  $\eta$ . Como se ha mencionado anteriormente, en nuestro caso, conocemos que  $\eta_{\text{MB}} = 0.5$ . A su vez, la variable  $f$  viene dada por la siguiente expresión.

$$f = \frac{Z}{g_J} \exp\left[\frac{E_J}{kT_{\text{ex}}}\right] = \frac{Z}{g_J} \exp\left[\frac{J(J+1)hB}{kT_{\text{ex}}}\right]$$

donde  $J$  es el nivel de energía superior de la transición y  $g_J$  es la degeneración del nivel

$J$ ,  $g_J = 2J + 1$ . Además,  $E_J$  es la energía rotacional del nivel  $J$ . A su vez,  $B$  esta relacionado con la frecuencia de transición de la molécula como  $\nu_{J,J-1} = J(J + 1)B$ , y en este caso es  $B = \nu_{10}/2$ . El coeficiente  $T_{\text{ex}}$  representa la temperatura de excitación, que podemos aproximar utilizando la temperatura cinética obtenida en observaciones previas, con un valor aproximado de  $\sim 14.5$  K (Rawat et al. 2023). Por último, la variable  $Z$  viene dada por otra expresión.

$$Z = \sum_{J=0} g_J \exp \left[ -\frac{J(J+1)hB}{kT_{\text{ex}}} \right]$$

Así, utilizando las expresiones mencionadas anteriormente, para las transiciones rotacionales de  $J = 1$  a  $J = 0$  de la molécula CS, se obtiene la siguiente expresión.

$$N = 2.644 \times 10^{12} \left[ \int T_{\text{R}} dv \right]_{\text{K kms}^{-1}} \quad (\text{cm}^{-2})$$

Además, para estimar la densidad de columna de gas de hidrógeno, es necesario multiplicar por la abundancia de CS en relación con el hidrógeno, representada por  $X(\text{CS})$ , la cual es  $\frac{\text{CS}}{\text{H}_2} \sim 5 \times 10^{-9}$  (e.g. Blake et al. 1987, Tatematsu et al. 1993, Ao et al. 2004).

Por otro lado, para convertir la densidad de columna en número de moléculas, es necesario multiplicar por el área del mapa en el cielo, que corresponde a cada “beam”. Cada “beam” es un círculo de diámetro 37” por 2.4 kpc. Finalmente, para obtener la masa, se multiplica el número de moléculas por la masa de cada molécula de  $\text{H}_2$  ( $2 \times 1.67 \times 10^{-24}$  g). Dado que además del hidrógeno, hay helio presente, se debe multiplicar por 1.36 (o de manera equivalente, considerar que la masa molecular promedio del gas es de  $2.72 \times 1.67 \times 10^{-24}$  g).

A través de este método, se ha estimado que la masa de la nube molecular es aproximadamente  $M_{\text{nube}} = 995 M_{\odot}$ .

### 3.8.1 Masa virial molecular

El teorema del virial permite comprender la relación entre la energía cinética y la energía potencial gravitatoria de las partículas que componen un sistema.

Si queremos investigar si la región de la nube molecular estudiada en este trabajo está gravitacionalmente unida, podemos determinar la masa virial de la nube. De esta manera, si la masa de la nube obtenida por el método anterior es mayor que la masa virial, esta podrá colapsar dado que la fuerza gravitatoria vence a los mecanismos de soporte de la nube (presión térmica, campo magnético, turbulencia y rotación) (Bertoldi & McKee 1992).

Los sistemas astrofísicos tienden a estar en equilibrio virial, lo que indica que están gravitacionalmente ligados. En el equilibrio virial, se cumple la siguiente relación:

$$2\langle T \rangle + \langle U \rangle = 0 \longrightarrow 2\langle T \rangle = -\langle U \rangle$$

donde  $T$  es la energía cinética total y  $U$  es la energía potencial (gravitatoria).

En este trabajo, para estimar la masa virial se han utilizado las anchuras de línea de CS (1 – 0). De esta manera, desarrollando la relación anterior para un sistema de partículas con simetría esférica ( $\rho \propto r^{-n} = \rho_0 r^{-n}$ ), la masa virial se puede expresar como (MacLaren et al. 1988):

$$M_{\text{virial}}(M_{\odot}) = 126 \left( \frac{5 - 2n}{3 - n} \right) \left( \frac{R}{\text{pc}} \right) \left( \frac{\Delta v}{\text{km s}^{-1}} \right)^2$$

donde  $R$  es el radio de la nube,  $\Delta v$  es la anchura de la línea de CS (1 – 0) y  $n$  es una constante. En nuestro caso,  $R = 1.2 \text{ pc}$ ,  $n = 1.5$  (Rawat et al. 2023) y  $\Delta v = 1.95 \text{ km s}^{-1}$  (Tabla 3.2).

A través de este método, se ha estimado que la masa virial de la nube molecular es aproximadamente  $M_{\text{virial}} = 750 M_{\odot}$ . Luego, como  $M_{\text{virial}} < M_{\text{nube}}$ , podemos confirmar que la nube está gravitacionalmente unida.

### 3.9 Masa del “core” de SCUBA

Por medio del análisis y la fotometría de la imagen en la longitud de onda del submilímetro ( $\lambda = 850 \mu\text{m}$ ) de SCUBA, se ha identificado una fuente submilimétrica aproximadamente elíptica, centrada en la posición de la fuente IRAS. La fuente se encuentra en el borde derecho de la imagen (Figura 2.9) y sus semi-ejes son aproximadamente de  $16'' \times 24''$ . Esto es lo que se designa por “core”, una región con una concentración de gas y polvo con una densidad más grande que el resto de la nube.

Podemos observar que este “core” incluye el pico principal en el mapa de densidad estelar en la banda  $K_s$  (Figura 3.3) y el pico principal del mapa de contorno de la emisión de CS (1 – 0) (Figura 3.7).

La fotometría de la imagen de SCUBA ha resultado en un flujo total de  $850 \mu\text{m}$  de  $1.1 \pm 0.1 \text{ Jy}^3$ . Como se ha mencionado anteriormente, las observaciones del submilímetro permiten estudiar la emisión térmica del polvo frío de las nubes. Además, teniendo en cuenta que la emisión del polvo en estas longitudes de onda es ópticamente delgada, podemos estimar la masa del núcleo de SCUBA. Esto ocurre porque en un medio ópticamente delgado, la mayoría de la radiación puede pasar a través de él sin ser absorbida o dispersada.

Pese a que medir la masa del “core” no es fácil, si asumimos una temperatura constante del polvo, podemos calcular la masa del polvo de la siguiente manera:

$$M_{\text{polvo}} = \frac{S_\lambda}{\kappa_\lambda B_\lambda(T_d)} D^2$$

en donde  $S_\lambda$  representa la densidad de flujo medida proveniente de la emisión de polvo a la longitud de onda de  $\lambda = 850 \mu\text{m}$ , la función  $B_\lambda(T_d)$  es la función de Planck y  $T_d$  es la temperatura del polvo ( $T_d = 14.5 \text{ K}$ , Rawat et al. 2023). Por último,  $D$  es la distancia hasta el “core”, que en nuestro caso, es  $D = 2.4 \text{ kpc}$  y  $\kappa_\lambda$  es la emisividad del

---

<sup>3</sup> La unidad de densidad de flujo Jy, o Jansky, es una unidad de medida utilizada en radioastronomía para cuantificar la densidad de flujo de radiación electromagnética que llega desde una fuente astronómica. Un Jansky es igual a  $10^{-26}$  vatios por metro cuadrado por hercio ( $\text{W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ ).

polvo. La ley de emisividad del polvo sigue una ley de potencias, donde  $\kappa_\lambda \propto \lambda^{-\beta}$ , con  $\kappa_{1\text{mm}} = 0.3 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$  y  $\beta = 2$ .

A través de este método y teniendo en cuenta una proporción de polvo a gas del 1% (Bohlin et al. 1978), se ha estimado que la masa de la nube del “core” de SCUBA es aproximadamente  $M_{\text{“core”}} = 250M_\odot$ .



# Capítulo 4

## Resumen y conclusiones

Este trabajo se ha centrado en analizar la actividad de formación estelar en la región alrededor de IRAS 03523+5343. En esta región, no hay signos de formación estelar en las longitudes de onda del óptico, tal como se ha observado a través de Aladin Lite.

Por esta razón, para llevar a cabo el análisis, se han utilizado observaciones astronómicas en el rango de longitudes de onda del infrarrojo y del milímetro. Las imágenes de infrarrojo cercano han permitido investigar el contenido estelar de la región, mientras que los espectros milimétricos se han utilizado para determinar las propiedades de la nube molecular asociada. Además, se han empleado datos de archivo de WISE y SCUBA para ayudar a definir el entorno molecular y caracterizar las fuentes estelares.

Las imágenes de infrarrojo cercano revelan una concentración de estrellas en la región alrededor de IRAS 03523+5343, sugiriendo la presencia de un cúmulo estelar joven.

Las observaciones milimétricas del espectro de emisión de CS ( $1 - 0$ ) indican que el cúmulo estelar está dentro de una nube molecular. Se ha observado, además, que la emisión de CS se extiende a lo largo de toda la región mapeada en este trabajo, lo que sugiere la existencia de una nube molecular bastante extendida. Se ha estimado un límite inferior de su masa utilizando la relación entre la intensidad integrada de la línea CS ( $1 - 0$ ) y la densidad de columna de la molécula de hidrógeno.

Por otro lado, utilizando datos de archivo de SCUBA, se ha observado que el pico de una fuente submilimétrica SCUBA coincide con el pico en la densidad estelar de las imágenes de infrarrojo cercano y el pico principal del mapa de contorno de la emisión de CS (1 – 0). Además, se ha estimado la masa de la fuente de SCUBA.

Hay evidencias de que la fuente estelar más roja y brillante (la fuente #224 de la Tabla 3.1) sea probablemente la principal contrapartida de IRAS 03523+5343. Además, se ha observado otra fuente brillante (la fuente #275 de la Tabla 3.1) que presenta una nebulosa azulada, lo que sugiere la presencia de jets y flujos moleculares provenientes de una fuente embebida en la nube.

En conclusión, todos estos hallazgos confirman la existencia de un nuevo cúmulo estelar joven en la región alrededor de IRAS 03523+5343, compuesto por algunos cientos de fuentes y ubicado en la dirección de la “outer Galaxy”.

## 4.1 Trabajo futuro

En el futuro, la investigación de esta región podría avanzar mediante la ampliación y profundización de los resultados obtenidos en este trabajo, o incluso mediante la exploración de nuevas preguntas surgidas a partir de ellos.

Para empezar, podríamos ampliar el estudio de las propiedades de la nube molecular mediante el análisis del espectro de emisión de otras moléculas adicionales, como  $^{12}\text{CO}$  (1 – 0) o  $^{13}\text{CO}$  (1 – 0). De esta manera, podríamos obtener una masa de la nube molecular utilizando diferentes métodos y validar la precisión de la estimación realizada en este trabajo.

Además, podríamos llevar a cabo un análisis más detallado de las fuentes individuales mencionadas en la sección 3.6, con el fin de estimar su luminosidad bolométrica y su masa.

Por otra parte, podríamos aplicar un ajuste de isócronas para estimar la edad del cúmulo estelar (Mermilliod 1981).

Adicionalmente, considerando que WISE observa el cielo en cuatro bandas del infrarrojo medio y que estas bandas corresponden a longitudes de onda donde la emisión adicional del disco de acrecimiento de las estrellas jóvenes es más fuerte que la emisión de la fotosfera, podríamos utilizar observaciones de WISE para clasificar YSOs y distinguir entre YSOs de Clase I e YSOs de Clase II ([Wilking et al. 2001](#), [Liu et al. 2011](#)).



# Referencias

- Adams, F. C., Lada, C. J., Shu, F. H., 1987, ApJ, 312, 788
- André, P. et al., 1993, ApJ, 406, 122
- Ao, Y., Yang, J., Sunada, K., 2004, AJ, 128, 1716
- Barnard, E. E., 1919, ApJ, 49, 1
- Bertoldi F., McKee C. F., 1992, ApJ, 395, 140
- Bessell, M. S., Brett, J. M., 1988, PASP, 100, 1134
- Blake, G. A., Sutton, E. C., Masson, C. R., Phillips, T. G., 1987, ApJ, 315, 621
- Bohlin, R. C., Savage, B. D. & Drake, J. F., 1978, ApJ, 224, 132
- Bok, B. J., Reilly, E. F., 1947, ApJ, 105, 255
- Brand, J., Blitz, L. 1993, A&A, 275, 67
- Cutri, R. M. et al., 2003, Explanatory Supplement to the 2MASS All Sky Data Release, <https://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/explsup.html>. Accedido el 20 de abril de 2024
- Eden, D. J., Liu, T., Kim, K.-T., et al., 2019, MNRAS, 485, 2895
- Ehrenfreund, P., Charnley, S. B., 2000, ARA&A, 38, 427
- Herschel, W., 1785, PTRS, 75, 213
- Lada, C. J., Wilking, B. A., 1984, ApJ, 287, 610 (LW)
- Liu, W. M., Padgett, D. L., Leisawitz, D., Koenig, X. P., 2011, ApJ, 733, L2

MacLaren, I., Richardson, K. M., Wolfendale, A. W. 1988, ApJ, 333, 821  
Mermilliod, J. C., 1981, A&A, i7, 235  
Rawat, V., Samal, M. R., Walker, D. L., et al., 2023, MNRAS, 521, 2786  
Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al., 2014, ApJ, 783, 130  
Rieke, G. H., Lebofsky, M. J., 1985, ApJ, 288, 618  
Shu, F. H., Adams, F. C., Lizano, S., 1987, ARA&A, 25, 23  
Skrutskie, M. F. et al., 2006, ApJ, 131, 1163  
Stetson, P. B., 1987, PASP, 99, 191  
Tatematsu, K., Umemoto, T., Kameya, O., et al., 1993, ApJ, 404, 643  
Wang, S., Chen, X., 2019, ApJ, 877, 116  
Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L., Henry, J. C., 1963, Nature, 200, 829  
Werner, M., Fazio, G., Rieke, G. et al., 2006, ARA&A, 44, 269  
Wilking, B. A., Bontemps, S., Schuler, R. E. et al., 2001, ApJ, 551, 357  
Wilson, R. W., Jefferts, K. B., Penzias, A. A., 1970, ApJ, 161, L43  
Wright, E. L. et al., 2010, AJ, 140, 1868

# Apéndice A

## Glosario

Este apéndice tiene como objetivo explicar de forma breve y clara algunos términos y conceptos de astrofísica. Esto ayudará a comprender adecuadamente el estudio presentado en este trabajo.

- Diagrama de Hertzsprung-Russell:

Conocido de forma abreviada como diagrama HR, es una herramienta fundamental en la astrofísica para estudiar y clasificar estrellas. Este diagrama representa la luminosidad o magnitud de las estrellas en función de su temperatura efectiva o índice de color. Las estrellas no se distribuyen uniformemente en el diagrama, sino que forman grupos específicos. El grupo principal es la secuencia principal, que abarca desde estrellas calientes y luminosas hasta frías y tenues. Otros grupos importantes son las gigantes rojas y las enanas blancas.

- Índice de color:

Es la diferencia entre las magnitudes de una estrella medidas en dos filtros diferentes, como B (azul) y V (amarillo). Este índice muestra la relación entre los flujos de la estrella en esos dos rangos de longitud de onda y está directamente relacionado con su temperatura y color. Un índice de color bajo indica una estrella con mayor flujo en azul, es decir, más azul y caliente. Por otro lado, un índice

de color alto indica una estrella con menor flujo en azul y mayor en amarillo, es decir, más roja y fría.

- “Local Standard of Rest”:

Es un marco de referencia utilizado en astrofísica para estudiar los movimientos de objetos dentro de la Galaxia. Se define como un punto instantáneamente centrado en el Sol y moviéndose en una órbita circular alrededor del centro galáctico. Es crucial para convertir velocidades medidas desde la Tierra o el Sol a velocidades relativas al centro galáctico.

- Magnitud:

Se trata de una medida del brillo de un objeto celeste. El sistema de magnitudes es logarítmico, donde números más altos indican objetos más tenues y números más bajos indican objetos más brillantes. Un cambio de una magnitud equivale a una variación en el brillo por un factor de aproximadamente 2.51. Existen dos tipos principales de magnitudes: la magnitud aparente, que es el brillo de un objeto tal como se observa desde la Tierra, dependiendo de su luminosidad intrínseca y su distancia; y la magnitud absoluta, una medida del brillo intrínseco de un objeto celeste, definida como la magnitud aparente que tendría si estuviera a una distancia estándar de 10 pc de la Tierra.

- Secuencia principal:

Fase adulta de la estrella en la que pasa la mayor parte de su vida, teniendo como fuente de energía la fusión nuclear de hidrógeno en helio en el núcleo. Además, la secuencia principal es también una secuencia de masas desde  $0.08 M_{\odot}$  (estrellas tipo M) hasta  $60-150 M_{\odot}$  (estrellas tipo O). La estructura de una estrella en la secuencia principal es bien conocida a partir de leyes físicas.

- Sistema de coordenadas ecuatoriales:

Es un sistema de ubicación celestial que utiliza el ecuador celeste y el punto vernal como puntos de referencia. Se componen de dos valores: la ascensión recta

(horas, minutos y segundos) y la declinación(grados, minutos y segundos). Estas coordenadas definen la posición de un objeto en el cielo en relación con estos puntos de referencia. Es importante tener en cuenta que tanto el ecuador celeste como el punto vernal cambian de posición con el tiempo, por lo que es necesario especificar una época para las coordenadas ecuatoriales.

- Sistema de coordenadas galácticas:

Es un sistema celestial centrado en el Sol y alineado con el centro aparente de la Galaxia. Se utiliza para ubicar objetos dentro de la Galaxia utilizando dos coordenadas: longitud galáctica ( $l$ ) y latitud galáctica ( $b$ ). La longitud galáctica se mide sobre el plano de la galaxia, en sentido antihorario desde la línea que une al Sol con el centro galáctico, mientras que la latitud galáctica indica el ángulo que forma un objeto con dicho plano.



# Apéndice B

## Fotometría de las fuentes detectadas por la cámara NOTCam

Tabla B.1: Fotometría en el infrarrojo cercano de las fuentes detectadas en la dirección de IRAS 03523+5343.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_s}$	$(H - K_s)$	$(J - K_s)$	Comentarios
1	03 56 17.25	53 50 17.2	17.4	1.03	2.44	ex ex IR
2	03 56 5.94	53 50 17.8	15.6	0.86	2.09	ex IR
3	03 56 26.10	53 50 19.1	15.6	0.33	1.05	
4	03 56 15.17	53 50 19.2	16.6	0.45	1.66	
5	03 56 15.36	53 50 19.7	17.0	2.36	...	
6	03 56 6.20	53 50 19.5	17.7	0.72	...	
7	03 56 16.80	53 50 20.3	16.5	0.55	1.61	
8	03 56 6.92	53 50 20.1	15.2	0.70	1.92	
9	03 56 5.83	53 50 20.6	14.0	0.31	0.85	
10	03 56 7.71	53 50 20.8	18.0	0.58	...	
11	03 56 10.53	53 50 22.4	15.7	0.89	2.86	
12	03 56 23.54	53 50 22.7	15.9	0.75	1.78	ex IR
13	03 56 20.52	53 50 25.9	14.7	0.31	0.97	
14	03 56 20.14	53 50 27.6	17.4	1.52	...	
15	03 56 10.99	53 50 28.6	17.5	1.01	2.59	ex IR
16	03 56 9.18	53 50 32.3	17.2	1.86	2.89	ex IR
17	03 56 24.95	53 50 33.4	14.2	0.76	2.01	
18	03 56 21.10	53 50 35.2	14.7	0.64	1.98	
19	03 56 11.50	53 50 36.0	13.9	0.33	1.11	
20	03 56 8.56	53 50 36.8	16.2	0.55	1.72	
21	03 56 8.09	53 50 37.2	16.7	1.47	...	
22	03 56 23.75	53 50 39.6	12.4	1.56	4.33	
23	03 56 20.12	53 50 40.9	15.6	0.35	1.30	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
24	03 56 16.60	53 50 42.1	14.6	1.61	4.06	ex IR
25	03 56 23.78	53 50 43.0	15.3	0.44	1.10	ex IR
26	03 56 4.20	53 50 43.0	17.2	0.67	2.21	
27	03 56 13.50	53 50 43.4	16.2	0.80	2.30	
28	03 56 15.55	53 50 43.9	13.7	0.63	1.91	
29	03 56 22.03	53 50 45.1	16.1	1.50	...	
30	03 56 6.66	53 50 46.9	15.8	2.58	...	
31	03 56 3.42	53 50 46.9	17.3	1.68	...	
32	03 56 5.81	53 50 47.1	17.4	1.05	...	
33	03 56 8.38	53 50 48.4	18.4	0.46	...	
34	03 56 12.92	53 50 49.2	15.0	0.54	1.62	
35	03 56 11.31	53 50 49.8	14.5	0.56	1.69	
36	03 56 6.63	53 50 50.4	16.7	0.61	1.71	
37	03 56 24.00	53 50 50.8	16.3	0.79	2.62	
38	03 56 15.88	53 50 50.8	17.3	0.43	1.53	
39	03 56 9.07	53 50 50.9	16.8	0.55	1.62	
40	03 56 8.30	53 50 51.5	17.1	1.13	...	
41	03 56 11.04	53 50 51.8	16.1	0.64	1.73	
42	03 56 2.68	53 50 51.8	12.7	0.81	2.03	ex IR
43	03 56 4.38	53 50 52.0	16.4	0.54	1.50	
44	03 56 15.02	53 50 53.5	15.2	0.26	0.97	
45	03 56 11.49	53 50 54.9	16.5	2.14	...	
46	03 56 23.22	53 50 55.0	15.8	0.79	2.57	
47	03 56 26.52	53 50 56.9	16.8	0.41	1.23	
48	03 56 15.27	53 50 57.1	15.2	1.42	3.82	
49	03 56 13.26	53 50 58.5	15.8	2.46	...	
50	03 56 1.17	53 50 58.5	10.4	1.15	3.21	
51	03 56 23.79	53 50 59.4	16.7	0.88	2.59	
52	03 56 19.92	53 50 59.2	14.6	1.15	3.04	ex IR
53	03 56 21.97	53 51 1.0	17.5	0.79	2.36	
54	03 56 13.99	53 51 2.3	14.4	1.22	3.36	
55	03 56 9.10	53 51 3.5	18.0	0.66	...	
56	03 56 13.70	53 51 4.2	13.8	1.54	3.60	ex IR
57	03 56 11.06	53 51 5.8	17.1	0.37	0.99	
58	03 56 2.98	53 51 6.1	17.7	0.54	1.88	
59	03 56 9.81	53 51 6.7	13.2	0.31	1.10	
60	03 56 27.13	53 51 7.0	17.0	0.45	1.44	
61	03 56 14.42	53 51 6.9	15.7	1.49	3.58	ex IR
62	03 56 22.23	53 51 7.7	14.8	0.68	1.86	
63	03 56 21.02	53 51 8.4	16.4	0.83	2.25	
64	03 56 9.31	53 51 9.2	15.2	0.39	1.43	
65	03 56 5.78	53 51 9.7	14.7	0.57	1.58	
66	03 56 27.01	53 51 9.8	11.6	0.30	0.94	
67	03 56 17.84	53 51 10.5	17.3	0.59	2.02	
68	03 56 11.64	53 51 10.7	17.6	0.55	1.43	
69	03 56 8.16	53 51 10.9	17.5	0.25	1.04	
70	03 56 4.38	53 51 10.7	17.3	1.02	...	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
71	03 56 14.47	53 51 12.4	18.1	0.17	1.00	
72	03 56 3.90	53 51 12.7	18.1	0.38	1.11	
73	03 56 4.65	53 51 12.9	17.0	0.73	2.02	
74	03 56 10.24	53 51 13.4	17.2	0.59	1.47	ex IR
75	03 56 17.01	53 51 13.9	16.3	0.57	1.69	
76	03 56 8.17	53 51 14.7	18.0	0.54	1.55	
77	03 56 14.67	53 51 15.5	16.5	1.05	3.54	
78	03 56 19.03	53 51 15.9	12.4	0.22	0.73	
79	03 56 5.44	53 51 16.4	16.9	0.31	1.22	
80	03 56 16.35	53 51 16.8	15.7	1.49	4.18	
81	03 56 6.79	53 51 17.1	17.9	0.71	1.71	ex IR
82	03 56 8.81	53 51 17.5	16.3	0.44	1.38	
83	03 56 20.36	53 51 17.8	14.8	0.35	1.13	
84	03 56 12.96	53 51 17.8	15.9	2.54	...	
85	03 56 2.99	53 51 18.4	17.4	0.53	1.91	
86	03 56 4.82	53 51 19.4	16.5	0.64	1.75	
87	03 56 10.71	53 51 20.1	13.6	0.71	2.21	
88	03 56 12.07	53 51 21.1	17.0	1.44	...	
89	03 56 12.76	53 51 21.5	16.9	0.50	1.48	
90	03 56 5.91	53 51 22.0	17.3	0.54	1.87	
91	03 56 4.27	53 51 22.0	17.7	0.41	1.37	
92	03 56 17.22	53 51 22.6	16.1	0.81	2.48	
93	03 56 18.46	53 51 24.9	16.2	1.50	...	
94	03 56 3.44	53 51 25.0	15.6	0.84	2.38	
95	03 56 11.68	53 51 25.0	13.9	1.35	3.46	ex IR
96	03 56 6.46	53 51 26.1	16.8	0.48	1.50	
97	03 56 19.07	53 51 26.6	16.0	0.71	1.97	
98	03 56 16.64	53 51 31.0	12.4	1.42	3.38	ex IR
99	03 56 8.14	53 51 31.4	17.7	1.07	...	
100	03 56 24.11	53 51 31.8	14.8	0.74	2.12	
101	03 56 26.38	53 51 32.3	17.0	0.93	2.54	
102	03 56 16.93	53 51 32.5	16.8	0.69	1.63	ex IR
103	03 56 5.62	53 51 32.7	15.4	0.71	1.93	
104	03 56 2.13	53 51 32.7	15.4	0.27	0.99	
105	03 56 14.58	53 51 32.8	16.8	0.64	1.87	
106	03 56 19.69	53 51 33.3	16.0	0.79	2.07	
107	03 56 24.89	53 51 33.7	16.1	0.80	2.12	
108	03 56 25.10	53 51 34.4	15.6	0.68	2.04	
109	03 56 14.82	53 51 34.6	16.5	0.34	1.16	
110	03 56 10.46	53 51 34.8	15.1	0.22	0.91	
111	03 56 1.53	53 51 34.9	17.0	0.05	...	
112	03 56 11.72	53 51 35.1	14.0	0.75	1.95	
113	03 56 15.38	53 51 36.2	17.6	0.91	...	
114	03 56 12.15	53 51 36.2	15.3	0.79	2.02	ex IR
115	03 56 19.24	53 51 37.1	14.9	0.63	1.72	
116	03 56 18.55	53 51 37.2	17.0	0.64	1.86	
117	03 56 15.50	53 51 37.7	18.2	0.10	...	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
118	03 56 8.80	53 51 37.8	17.1	0.73	1.75	ex IR
119	03 56 18.88	53 51 38.0	15.5	0.55	1.53	
120	03 56 11.93	53 51 39.1	15.5	0.30	1.09	
121	03 56 8.19	53 51 39.1	16.0	0.77	2.43	
122	03 56 2.47	53 51 39.6	16.7	0.64	...	
123	03 56 23.74	53 51 40.5	17.4	0.43	1.24	
124	03 56 10.73	53 51 40.5	14.7	0.48	1.72	
125	03 56 8.09	53 51 40.5	15.7	0.75	2.30	
126	03 56 19.43	53 51 42.1	16.5	1.03	2.65	ex IR
127	03 56 17.68	53 51 42.6	17.4	0.59	1.31	ex IR
128	03 56 1.61	53 51 42.7	15.6	1.28	3.53	
129	03 56 16.09	53 51 43.9	18.0	0.20	...	
130	03 56 9.44	53 51 44.2	16.5	0.77	1.94	ex IR
131	03 56 3.72	53 51 44.1	15.8	1.23	3.17	ex IR
132	03 56 18.29	53 51 44.5	16.4	0.93	2.48	
133	03 56 18.05	53 51 44.6	17.9	1.15	...	
134	03 56 16.74	53 51 45.1	13.9	0.88	2.20	ex IR
135	03 56 6.22	53 51 45.1	13.8	0.48	1.50	
136	03 56 10.92	53 51 45.4	17.7	0.67	2.14	
137	03 56 21.89	53 51 45.8	16.0	1.13	3.47	
138	03 56 12.29	53 51 45.7	13.9	0.97	2.33	ex IR
139	03 56 17.47	53 51 46.1	16.9	1.30	...	
140	03 56 15.99	53 51 46.1	16.3	1.58	...	
141	03 56 3.47	53 51 46.3	16.6	0.58	1.70	
142	03 56 15.93	53 51 47.4	16.5	1.57	...	
143	03 56 6.61	53 51 47.4	16.6	0.76	2.15	
144	03 56 17.84	53 51 47.7	17.0	1.30	...	
145	03 56 23.22	53 51 47.9	17.5	0.88	...	
146	03 56 5.14	53 51 47.9	16.9	1.40	...	
147	03 56 12.78	53 51 48.3	13.5	0.76	2.09	
148	03 56 6.40	53 51 48.5	17.5	0.73	2.49	
149	03 56 18.00	53 51 48.8	16.9	1.29	...	
150	03 56 13.04	53 51 48.7	17.2	0.53	1.31	ex IR
151	03 56 17.39	53 51 49.2	13.9	0.25	1.01	
152	03 56 10.88	53 51 49.3	13.9	0.79	2.16	
153	03 56 10.37	53 51 49.1	18.1	0.32	...	
154	03 56 9.31	53 51 49.4	16.3	0.58	1.79	
155	03 56 13.57	53 51 50.3	15.9	0.68	1.73	ex IR
156	03 56 16.42	53 51 51.0	13.2	1.15	3.27	
157	03 56 18.87	53 51 51.2	12.4	1.42	3.90	
158	03 56 8.08	53 51 51.1	16.5	0.82	2.27	
159	03 56 17.18	53 51 51.3	16.9	0.40	1.34	
160	03 56 13.07	53 51 51.9	16.0	0.38	1.22	
161	03 56 16.09	53 51 52.4	15.9	0.66	2.18	
162	03 56 20.52	53 51 52.5	16.9	1.67	...	
163	03 56 23.45	53 51 52.9	17.1	0.57	...	
164	03 56 15.06	53 51 52.7	14.9	1.45	3.40	ex IR

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
165	03 56 13.44	53 51 53.5	13.9	0.75	2.13	
166	03 56 5.50	53 51 53.7	15.0	0.58	1.82	
167	03 56 4.92	53 51 53.9	17.8	1.81	...	
168	03 56 13.72	53 51 54.2	16.1	0.60	1.64	
169	03 56 19.56	53 51 55.0	13.7	0.76	2.22	
170	03 56 10.64	53 51 54.9	12.9	1.04	2.74	
171	03 56 4.27	53 51 55.0	15.6	0.49	1.68	
172	03 56 20.43	53 51 55.4	15.1	0.86	2.27	
173	03 56 1.93	53 51 55.4	15.8	1.11	2.90	ex IR
174	03 56 13.63	53 51 56.3	15.1	0.61	1.86	
175	03 56 22.32	53 51 56.5	14.7	1.12	3.08	
176	03 56 3.42	53 51 56.6	14.6	0.48	1.53	
177	03 56 1.91	53 51 56.6	15.8	0.81	1.86	ex IR
178	03 56 18.00	53 51 57.1	16.4	1.17	3.15	
179	03 56 18.19	53 51 57.8	14.3	0.98	2.73	
180	03 56 22.55	53 51 58.0	17.5	0.86	2.55	
181	03 56 19.80	53 51 58.0	15.3	0.43	1.27	
182	03 56 16.01	53 51 58.0	16.1	0.42	1.52	
183	03 56 14.50	53 51 58.2	16.4	1.08	2.69	ex IR
184	03 56 10.57	53 51 59.2	16.1	0.78	1.99	ex IR
185	03 56 24.46	53 51 59.2	16.0	0.96	2.42	ex IR
186	03 56 14.34	53 51 60.0	16.5	0.65	1.90	
187	03 56 15.45	53 52 0.8	16.0	0.74	2.25	
188	03 56 9.60	53 52 0.7	13.7	1.13	2.83	ex IR
189	03 56 14.44	53 52 1.8	16.1	0.73	2.00	
190	03 56 13.21	53 52 2.7	17.3	1.27	...	
191	03 56 6.06	53 52 2.5	15.8	0.58	1.88	
192	03 56 19.88	53 52 3.1	13.1	0.55	1.74	
193	03 56 15.76	53 52 3.1	15.4	1.02	2.77	
194	03 56 14.77	53 52 3.7	14.8	0.66	1.89	
195	03 56 16.61	53 52 4.1	16.0	1.28	3.45	
196	03 56 15.89	53 52 4.8	13.3	1.43	3.63	ex IR
197	03 56 16.26	53 52 5.0	17.3	1.05	2.54	ex IR
198	03 56 15.10	53 52 5.1	13.9	1.02	2.63	ex IR
199	03 56 6.30	53 52 4.8	16.9	0.83	2.38	
200	03 56 22.66	53 52 5.4	17.6	0.74	...	
201	03 56 25.25	53 52 5.8	15.4	0.86	2.34	
202	03 56 14.47	53 52 5.9	13.2	0.43	1.06	ex IR
203	03 56 21.21	53 52 7.2	15.5	1.00	2.67	
204	03 56 5.96	53 52 6.9	15.5	0.67	1.90	
205	03 56 22.85	53 52 7.9	16.6	0.90	2.63	
206	03 56 18.51	53 52 8.2	17.7	1.03	...	
207	03 56 13.55	53 52 8.5	16.1	0.80	2.02	ex IR
208	03 56 6.14	53 52 8.3	16.8	1.02	2.46	ex IR
209	03 56 16.70	53 52 8.8	13.8	1.50	3.61	ex IR
210	03 56 15.19	53 52 8.9	14.7	0.86	2.33	
211	03 56 9.97	53 52 9.7	13.9	0.87	2.32	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
212	03 56 14.74	53 52 10.0	15.8	1.26	3.33	ex IR
213	03 56 16.43	53 52 10.2	13.6	0.95	2.37	ex IR
214	03 56 15.22	53 52 10.7	13.9	1.75	4.34	ex IR
215	03 56 13.26	53 52 10.7	16.4	1.21	2.83	ex IR
216	03 56 16.15	53 52 11.0	13.6	2.28	...	
217	03 56 24.12	53 52 12.1	14.8	0.90	2.17	ex IR
218	03 56 13.30	53 52 12.1	16.8	1.92	...	
219	03 56 18.85	53 52 12.5	15.9	0.79	2.03	ex IR
220	03 56 18.50	53 52 12.5	14.9	0.84	2.14	ex IR
221	03 56 14.36	53 52 12.5	16.6	1.09	2.94	
222	03 56 16.80	53 52 12.8	16.4	1.39	...	
223	03 56 16.37	53 52 13.0	15.4	0.69	1.94	
224	03 56 15.38	53 52 13.2	11.1	3.38	6.21	ex IR
225	03 56 10.70	53 52 13.2	12.1	0.45	1.25	
226	03 56 11.00	53 52 13.4	14.7	0.80	2.35	
227	03 56 13.95	53 52 13.7	14.8	2.65	...	
228	03 56 16.87	53 52 14.0	15.5	0.58	1.81	
229	03 56 6.91	53 52 13.8	13.3	0.59	1.61	
230	03 56 11.31	53 52 14.9	15.2	0.92	2.73	
231	03 56 10.94	53 52 15.1	15.0	0.98	2.47	ex IR
232	03 56 10.55	53 52 14.9	13.3	1.25	2.91	ex IR
233	03 56 15.80	53 52 15.4	16.4	0.85	2.75	
234	03 56 12.23	53 52 15.9	16.0	1.41	...	
235	03 56 15.04	53 52 16.1	14.7	2.20	...	
236	03 56 19.18	53 52 16.4	14.9	0.69	2.03	
237	03 56 15.69	53 52 16.3	15.3	1.02	2.88	
238	03 56 25.04	53 52 17.5	14.7	1.03	2.66	ex IR
239	03 56 22.34	53 52 17.5	14.8	0.72	2.00	
240	03 56 22.85	53 52 18.0	17.0	1.21	...	
241	03 56 13.09	53 52 18.0	15.4	2.88	...	
242	03 56 11.73	53 52 18.3	17.6	0.72	1.70	ex IR
243	03 56 11.93	53 52 18.4	16.1	1.96	...	
244	03 56 1.13	53 52 19.9	17.2	0.69	2.34	
245	03 56 14.94	53 52 20.2	15.5	1.16	3.32	
246	03 56 7.20	53 52 20.5	16.2	0.97	2.43	ex IR
247	03 56 23.46	53 52 21.0	17.3	0.86	...	
248	03 56 15.56	53 52 21.2	15.4	1.40	3.75	
249	03 56 14.46	53 52 21.2	17.0	2.68	...	
250	03 56 6.12	53 52 21.2	16.5	0.71	2.01	
251	03 56 7.06	53 52 21.6	14.7	0.71	2.24	
252	03 56 13.79	53 52 22.6	16.6	0.90	2.34	ex IR
253	03 56 4.32	53 52 24.8	12.9	0.16	0.77	
254	03 56 3.42	53 52 25.0	15.9	1.38	3.65	ex IR
255	03 56 23.43	53 52 25.2	17.4	1.03	...	
256	03 56 8.97	53 52 25.1	15.9	0.86	2.28	
257	03 56 14.69	53 52 25.2	13.8	1.80	4.32	ex IR
258	03 56 12.99	53 52 27.7	17.3	1.73	...	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
259	03 56 10.09	53 52 28.7	13.6	0.23	0.78	
260	03 56 16.99	53 52 29.6	14.2	0.94	2.48	
261	03 56 13.20	53 52 29.6	15.5	1.40	3.82	
262	03 56 14.72	53 52 30.2	16.9	1.07	...	
263	03 56 11.15	53 52 30.6	17.6	1.27	...	
264	03 56 14.90	53 52 31.6	16.3	1.91	...	
265	03 56 19.51	53 52 32.0	16.1	0.86	2.35	
266	03 56 13.67	53 52 31.7	14.8	0.84	2.30	
267	03 56 11.22	53 52 32.0	14.2	1.42	3.86	
268	03 56 7.22	53 52 33.4	16.2	0.76	2.29	
269	03 56 13.01	53 52 34.3	17.5	1.29	2.87	ex IR
270	03 56 15.21	53 52 34.8	16.1	0.87	2.42	
271	03 56 17.42	53 52 34.8	15.7	2.53	...	
272	03 56 6.54	53 52 35.1	17.1	0.94	2.86	
273	03 56 23.13	53 52 35.4	15.4	1.07	2.90	
274	03 56 18.40	53 52 35.7	14.8	1.46	3.46	ex IR
275	03 56 3.36	53 52 35.7	9.9	1.91	4.41	ex IR
276	03 56 13.77	53 52 36.0	16.2	0.77	1.98	ex IR
277	03 56 10.10	53 52 36.4	17.3	1.39	2.84	ex IR
278	03 56 15.97	53 52 37.2	16.1	1.18	3.28	
279	03 56 18.34	53 52 37.3	16.2	1.50	...	
280	03 56 18.64	53 52 37.6	17.3	1.81	...	
281	03 56 19.92	53 52 38.1	13.9	0.31	0.94	
282	03 56 1.26	53 52 38.1	17.2	0.17	1.00	
283	03 56 23.99	53 52 38.5	17.8	0.43	1.37	
284	03 56 14.42	53 52 38.8	16.7	1.02	2.61	ex IR
285	03 56 17.50	53 52 40.2	16.1	0.77	2.04	
286	03 56 20.34	53 52 40.3	15.9	1.06	2.76	ex IR
287	03 56 18.18	53 52 40.4	16.9	0.76	2.29	
288	03 56 20.60	53 52 41.1	15.6	0.92	2.50	
289	03 56 12.90	53 52 41.0	17.0	1.33	...	
290	03 56 11.96	53 52 41.4	14.2	1.40	3.35	ex IR
291	03 56 11.53	53 52 41.4	15.2	1.27	3.86	
292	03 56 13.15	53 52 43.3	17.5	1.14	...	
293	03 56 27.03	53 52 43.4	15.3	0.76	1.96	ex IR
294	03 56 10.29	53 52 44.4	17.1	1.79	...	
295	03 56 6.97	53 52 44.4	17.0	0.36	1.46	
296	03 56 19.61	53 52 44.6	17.5	0.73	2.25	
297	03 56 1.17	53 52 44.4	13.4	1.08	3.01	
298	03 56 22.05	53 52 44.9	13.5	0.73	2.11	
299	03 56 13.17	53 52 45.0	17.8	1.29	...	
300	03 56 20.59	53 52 45.3	16.2	0.89	2.70	
301	03 56 7.73	53 52 47.9	14.8	0.27	1.09	
302	03 56 23.28	53 52 48.0	17.2	1.66	...	
303	03 56 12.46	53 52 48.2	13.7	1.15	2.92	ex IR
304	03 56 3.53	53 52 48.1	16.1	1.35	3.60	
305	03 56 20.36	53 52 49.1	16.4	1.47	3.71	ex IR

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
306	03 56 17.53	53 52 49.3	16.5	1.06	2.78	
307	03 56 14.08	53 52 49.5	15.7	1.07	3.11	
308	03 56 8.48	53 52 49.9	17.5	0.71	1.76	ex IR
309	03 56 10.98	53 52 50.3	17.0	0.38	1.31	
310	03 56 21.18	53 52 50.4	15.4	0.74	2.13	
311	03 56 10.78	53 52 50.5	14.4	0.31	1.02	
312	03 56 16.09	53 52 51.8	15.9	0.97	2.42	ex IR
313	03 56 9.20	53 52 52.2	17.3	0.31	1.21	
314	03 56 16.82	53 52 52.8	16.1	1.40	4.17	
315	03 56 24.93	53 52 53.0	15.1	1.28	3.48	
316	03 56 22.62	53 52 53.1	15.0	0.78	2.05	
317	03 56 23.56	53 52 53.7	16.5	1.76	...	
318	03 56 1.69	53 52 53.8	15.4	2.21	...	
319	03 56 12.57	53 52 54.2	13.1	1.45	3.39	ex IR
320	03 56 13.83	53 52 54.5	14.5	1.09	2.86	ex IR
321	03 56 19.06	53 52 54.8	16.5	0.52	1.47	
322	03 56 11.94	53 52 56.0	16.1	1.04	2.86	
323	03 56 20.28	53 53 0.1	14.1	0.74	2.06	
324	03 56 15.46	53 53 0.4	16.8	0.93	2.50	
325	03 56 4.01	53 53 1.1	17.8	0.44	1.32	
326	03 56 16.28	53 53 2.6	11.7	0.78	1.92	ex IR
327	03 56 10.40	53 53 3.4	17.3	0.96	...	
328	03 56 4.70	53 53 4.2	17.8	1.14	...	
329	03 56 19.24	53 53 4.0	18.0	0.76	1.87	ex IR
330	03 56 21.18	53 53 4.4	13.6	0.75	2.26	
331	03 56 11.15	53 53 4.6	17.5	1.22	...	
332	03 56 25.48	53 53 5.0	17.5	0.60	1.48	ex IR
333	03 56 16.19	53 53 4.8	16.3	0.99	...	
334	03 56 19.38	53 53 6.4	15.8	0.73	2.18	
335	03 56 19.97	53 53 8.8	13.7	0.75	2.09	
336	03 56 22.98	53 53 9.8	15.6	0.93	2.74	
337	03 56 21.55	53 53 10.1	15.4	1.92	...	
338	03 56 25.54	53 53 10.9	16.2	0.49	1.23	ex IR
339	03 56 17.29	53 53 11.8	16.6	1.40	3.75	
340	03 56 24.26	53 53 12.1	17.7	0.68	1.75	ex IR
341	03 56 13.36	53 53 12.8	15.5	0.40	1.30	
342	03 56 17.13	53 53 13.3	16.9	2.01	...	
343	03 56 14.13	53 53 13.4	14.0	0.35	1.00	
344	03 56 26.53	53 53 14.1	16.3	1.06	2.82	
345	03 56 19.11	53 53 14.2	18.0	0.04	...	
346	03 56 15.15	53 53 14.9	15.3	0.82	2.36	
347	03 56 13.57	53 53 17.1	15.8	0.74	2.21	
348	03 56 10.52	53 53 20.0	15.5	0.96	2.64	
349	03 56 26.69	53 53 22.6	17.1	1.36	2.78	ex IR
350	03 56 18.45	53 53 24.0	16.6	0.70	2.03	
351	03 56 17.88	53 53 25.2	16.2	0.99	2.71	
352	03 56 10.43	53 53 25.4	16.9	1.21	...	

Tabla B.1: Continuación.

#	R.A. (2000)	Dec (2000)	$m_{K_S}$	$(H - K_S)$	$(J - K_S)$	Comentarios
353	03 56 11.08	53 53 29.2	15.0	1.18	2.87	ex IR
354	03 56 5.64	53 53 29.3	17.8	0.66	...	
355	03 56 10.76	53 53 30.0	16.9	0.88	...	
356	03 56 2.69	53 53 30.1	17.2	0.40	1.48	
357	03 56 25.13	53 53 32.1	15.2	0.39	1.17	
358	03 56 5.05	53 53 32.9	15.1	0.71	1.61	ex IR
359	03 56 4.38	53 53 33.3	15.6	0.75	1.81	ex IR
360	03 56 6.51	53 53 33.8	15.8	0.81	2.39	
361	03 56 3.95	53 53 34.3	13.8	0.33	0.87	
362	03 56 13.60	53 53 37.2	17.3	1.07	...	
363	03 56 19.53	53 53 39.6	17.0	0.62	1.94	
364	03 56 23.25	53 53 40.9	16.7	1.47	...	
365	03 56 24.66	53 53 44.2	17.6	0.43	1.37	
366	03 56 20.55	53 53 44.9	15.3	0.37	1.07	
367	03 56 8.11	53 53 45.3	14.1	2.90	...	
368	03 56 15.02	53 53 46.6	14.1	0.29	1.02	
369	03 56 11.55	53 53 46.7	16.7	0.40	1.43	
370	03 56 16.75	53 53 48.3	17.7	0.70	1.87	
371	03 56 10.28	53 53 50.2	17.5	0.57	1.51	
372	03 56 25.11	53 53 51.7	15.6	0.43	1.05	ex IR
373	03 56 7.42	53 53 52.6	16.1	0.53	1.49	
374	03 56 10.90	53 53 53.1	17.9	0.43	1.48	
375	03 56 15.51	53 53 53.4	18.0	0.88	1.80	ex IR
376	03 56 13.26	53 53 56.8	15.6	0.78	1.96	ex IR
377	03 56 11.20	53 53 57.5	12.8	0.24	0.79	
378	03 56 5.40	53 53 58.9	16.3	1.55	...	
379	03 56 13.57	53 53 58.9	15.9	0.69	2.13	
380	03 56 2.37	53 53 59.1	14.1	0.51	1.52	
381	03 56 3.33	53 54 3.0	14.8	0.49	1.27	
382	03 56 25.05	53 54 3.2	17.2	0.32	1.15	
383	03 56 7.42	53 54 3.4	16.3	0.48	1.51	
384	03 56 14.51	53 54 6.9	16.6	0.84	2.62	
385	03 56 8.17	53 54 6.9	14.1	2.71	...	
386	03 56 22.22	53 54 8.9	15.3	0.50	1.51	
387	03 56 18.22	53 54 8.8	17.3	0.62	1.96	
388	03 56 15.14	53 54 8.9	16.8	0.78	2.15	
389	03 56 4.09	53 54 10.4	15.7	0.88	2.44	
390	03 56 21.25	53 54 11.0	16.7	0.46	1.34	