

REPUBLICA BOLIVARIANA DE VENEZUELA  
UNIVERSIDAD DEL ZULIA  
FACULTAD EXPERIMENTAL DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS BASICOS SECTORIALES  
LICENCIATURA EN FISICA



CARACTERIZACION DE LA POBLACION ESTELAR EN EL CUMULO  
*NGC 2169* Y SUS SISTEMAS PLANETARIOS EN FORMACION

Trabajo Especial de Grado presentado como requisito para optar al Título de  
**Licenciada en Física**

Presentado por:

**Br. María de los Ángeles Ocando Arrieta**

**Tutor: Dr. Jesús Hernández (CIDA)**

**CoTutora: M. Sc. Jeanette Stock (LUZ)**

Maracaibo, Noviembre de 2012

# Caracterización de la Población Estelar en el Cúmulo *NGC 2169* y sus Sistemas Planetarios en Formación

Ocando Arrieta, María de los Ángeles.

Autora del Trabajo

C.I.: 17 636 161

B/Guaicaipuro, Av.97 casa #65-72. Maracaibo, Edo. Zulia, Venezuela.

Telef: 0424 6978113

e-mail: mariaocando2@gmail.com / mariaocando2@hotmail.com

Dr. Hernández, Jesús

Tutor

Mg. Sc. Jeanette Stock

CoTutora

---

María de los Ángeles Ocando Arrieta. “**Caracterización de la Población Estelar en el Cúmulo *NGC 2169* y sus Sistemas Planetarios en Formación**”. Trabajo Especial de Grado. Universidad del Zulia. Facultad Experimental de Ciencias. División de Estudios Básicos Sectoriales. Licenciatura en Física. Maracaibo- Estado Zulia, Venezuela. 2012. 68p

## RESUMEN

Se presenta un estudio en el rango completo de masas estelares con el fin de caracterizar la población estelar del cúmulo *NGC 2169* y sus sistemas planetarios en formación. Este estudio es de importancia debido a que son pocos los grupos estelares conocidos que se encuentran a una distancia relativamente cercana ( $< 1000\text{pc}$ ) y con un estado evolutivo indicando la fase final del disco protoplanetario primigenio y el surgimiento de discos de escombros de segunda generación. Para alcanzar este objetivo analizamos imágenes ópticas tomadas en el Observatorio de MDM, en Kitt Peak, Arizona, las cuales permitieron seleccionar candidatas fotométricas a miembros del cúmulo, derivadas de las magnitudes y colores esperados a partir de miembros previamente confirmados. Adicionalmente, se utilizaron datos de movimientos propios obtenidos del catálogo UCAC3 para seleccionar candidatas cinemáticas a miembros del cúmulo. Analizando imágenes infrarrojas obtenidas con el Telescopio Espacial Infrarrojo Spitzer, se realizó el primer censo de discos protoplanetarios en el cúmulo *NGC 2169* en un rango completo de masas estelares. Además, se realizó una caracterización del tipo de disco estudiando la distribución espectral de energía desde el óptico hasta el infrarrojo medio (0.55micras - 24micras). Finalmente, se realizó una comparación entre los estados evolutivos de *NGC 2169* y el agregado estelar 25Ori llegando a la conclusión que *NGC 2169* tiene una población de discos protoplanetarios más evolucionada, lo que concuerda con la edad reportada (de 11 Maños) obtenida por ajustes de modelos evolutivos en el diagrama Hertzsprung Russell (11 Myr).

Palabras clave: cúmulos estelares, discos protoplanetarios, modelos evolutivos.  
Correo electrónico: mariacoando2@gmail.com

---

María de los Ángeles Ocando Arrieta. “**Characterization of the stellar population of the cluster *NGC 2169* and their planetary systems**”. Degree Thesis. Zulia University. Faculty of Sciences. Degree in Physics. Maracaibo-State Zulia, Venezuela. 2012. 68p

## ABSTRACT

We present a study on the entire range of stellar masses in order to characterize the stellar population of the stellar cluster *NGC 2169* and their protoplanetary systems. This study is important because there are few known stellar groups relatively close ( $<1000\text{pc}$ ) and with an evolutionary stage indicating the final fase of primordial protoplanetary disk and the rise of debris second generation disks. To achieve this goal, we analyze optical images taken at the MDM Observatory (Kitt Peak, Arizona), which allowed us to select photometric candidates of the cluster using the expected values of magnitudes and colors from known bona-fide members. Additionally, we select kinematic candidates of the cluster using proper motions from the UCAC3 catalogue. Analyzing infrared images obtained with the Spitzer Space Telescope, we do the first census of protoplanetary disks in the entire range of stellar masses in *NGC 2169*. Furthermore, we infer the protoplanetary disk type studying the spectral energy distribution from the optical to the mid infrared (0.55-24 microns). Finally, comparing the evolutionary stages between *NGC 2169* and the stellar aggregate 25 Ori, we reach the conclusion that *NGC 2169* has a protoplanetary disk populations more evolved than 25 Ori. This agree with the stellar age based on evolutionary models fitting on the Hertzsprung Russell diagram (11 Myr).

Keywords: stellar clusters, protoplanetary disks, evolutionary models.  
E-mail: mariacoando2@gmail.com

*A Dios y a  
mi familia por acompañarme y  
apoyarme durante toda mi carrera.*

# Agradecimientos

Quiero agradecer a todas aquellas personas que me apoyaron durante toda mi carrera, y que de una manera u otra me ayudaron a llegar al final.

Primeramente quiero darle gracias a Dios, por acompañarme todos los días e iluminar mi camino.

A mi familia, mis padres Leida y Luis, a mi hermana María Luisa, a mis segundos papás Carlos y Neritza, a mis segundos hermanos Carlos Daniel, Andrés Alejandro, Valeria y Victoria (mis hijas), a mis tíos Lexy, Luz Marina y Jesús, a mis abuelos que son símbolos importantes en mi vida Alicia(†), Isaac, Emilina(†) y Jesús(†) desde donde se encuentre se que comparten conmigo mí alegría, a todos mis tíos, primos y demás familiares, gracias por estar conmigo, por sus oraciones, por su confianza y su cariño.

A mi tutor, Jesús Hernández, por su enorme paciencia, por dedicarme su tiempo, por enseñarme todo lo que he aprendido y por haber depositado su confianza en mí.

A mi co-tutora, Jeanette Stock, por guiarme en la culminación de mi carrera, por su tiempo y dedicación.

A mis amigos, en especial a Ninozka y Williams, por estar conmigo en los momentos que más los necesite. A mis demás compañeros de LUZ, por su apoyo durante toda mi carrera.

A mis amigos del CIDA, Alice, José Gregorio, Nidia, Eddy, Robinson, Jhon, Ismael, Yolanda, y a todos mis amigos por su paciencia, por su ayuda y por sobre todo su compañía y su apoyo incondicional.

A todo el personal del CIDA y del Observatorio, en especial a Katherine Vieira y Elvis Puro, por apoyarme en todo momento y brindarme su cariño.

A todos los colaboradores de esta investigación R. D. Jeffries, N. Calvet, R. Gutermuth, J. Muzerolle, y a todos los que hicieron posible la culminación de esta investigación.

A todos que de una u otra forma me apoyaron en la culminación de mi carrera profesional...

A todos, Mil GRACIAS!!!!!!.

María de los Ángeles

# Índice

<b>1. Introducción</b>	<b>10</b>
<b>2. Problema de Investigación</b>	<b>13</b>
2.1. Planteamiento del Problema . . . . .	13
2.2. Formulación del Problema . . . . .	13
2.3. Objetivos de la Investigación . . . . .	13
2.3.1. Objetivo General . . . . .	13
2.3.2. Objetivos Específicos . . . . .	13
2.4. Justificación . . . . .	14
2.5. Factibilidad y Viabilidad . . . . .	15
<b>3. Conceptos Básicos</b>	<b>16</b>
3.1. Intensidad y Flujo . . . . .	16
3.2. Magnitudes Estelares . . . . .	17
3.3. Índice de Color . . . . .	20
3.4. Clasificación Espectral . . . . .	21
3.5. Diagrama Hertzsprung-Russell . . . . .	24
3.6. Modelos Teóricos . . . . .	25
3.6.1. Edad cero de la Secuencia Principal (ZAMS) . . . . .	27
3.6.2. Isocronas . . . . .	27
3.6.3. Isocronas de Siess y Forestini . . . . .	27
3.6.4. Isocronas de Baraffe . . . . .	30
3.7. Discos Protoplanetarios . . . . .	30
3.7.1. Discos Primigenios . . . . .	30
3.7.2. Discos de Segunda Generación . . . . .	31
<b>4. Observaciones</b>	<b>34</b>
4.1. Two Micron All Sky Survey ó 2MASS . . . . .	34
4.2. Fotometría Óptica . . . . .	34
4.3. Fotometría Infrarroja . . . . .	35
<b>5. Selección de Candidatas a Miembros</b>	<b>36</b>
<b>6. Estimación de Distancia y Edad</b>	<b>42</b>
<b>7. Análisis Infrarrojo</b>	<b>45</b>
7.1. Censo de Discos . . . . .	45
7.2. Comparación con otras poblaciones estelares jóvenes . . . . .	50
<b>8. Conclusiones</b>	<b>58</b>
<b>9. Apéndice A</b>	<b>59</b>
<b>10. Catálogo</b>	<b>63</b>

# Índice de cuadros

1.	Distancias y edades reportadas por diferentes autores . . . . .	14
2.	Sistema de Clasificación Espectral MKK - Tipos Espectrales. . . . .	24
3.	Sistema de Clasificación Espectral MKK- Clases Luminosas. . . . .	24
4.	Candidatas a Miembros del cúmulo <i>NGC 2169</i> con Discos. Parte 1 (Óptico)	63
5.	Candidatas a Miembros del cúmulo <i>NGC 2169</i> con Discos. Parte 2 (2MASS)	64
6.	Candidatas a Miembros del cúmulo <i>NGC 2169</i> con Discos. Parte 3 (IRAC y MIPS) . . . . .	65
7.	Candidatas a Miembros del cúmulo <i>NGC 2169</i> con Discos. Parte 4 (UCAC3)	66



# Índice de figuras

1.	<i>Cúmulo Abierto NGC 2169</i>	12
2.	<i>Intensidad de Radiación</i>	16
3.	<i>Coordenadas esféricas del elemento de ángulo sólido <math>d\omega</math>.</i>	17
4.	<i>Flujo de Energía</i>	18
5.	<i>Densidad de Flujo</i>	19
6.	<i>Perfiles de transmisión de los filtros utilizados en el sistema de magnitud UBVR.</i>	21
7.	<i>Dependencia de las líneas espectrales fuertes en la temperatura</i>	23
8.	<i>Diagrama Hertzsprung Russell o diagrama HR.</i>	26
9.	<i>ZAMS</i>	28
10.	<i>Caminos Evolutivos</i>	29
11.	<i>Distribución Espectral de Energía del sistema estrella-disco</i>	31
12.	<i>Imagen Artística de discos de escombros.</i>	32
13.	<i>Discos Protoplanetarios encontrados en la Nebulosa de Orión.</i>	33
14.	<i>Diagrama color-magnitud (<math>V</math> vs <math>V-I</math>) para la selección de candidatas fotométricas.</i>	37
15.	<i>Diagrama color-magnitud (<math>V</math> vs <math>V-R</math>) para la selección de candidatas fotométricas.</i>	38
16.	<i>Diagrama color-magnitud (<math>V</math> vs <math>V-J</math>) para la selección de candidatas fotométricas.</i>	39
17.	<i>Diagrama color-magnitud (<math>R</math> vs <math>R-J</math>) para la selección de candidatas fotométricas.</i>	40
18.	<i>Diagrama Punto Vector.</i>	41
19.	<i>Diagrama color-magnitud para estimar la edad.</i>	44
20.	<i>Diagrama color-magnitud (<math>SED_{slope[3.6]-[8.0]}</math> vs <math>[8.0]</math>) para detectar exceso de emisión en <math>8.0\mu m</math>.</i>	46
21.	<i>Diagrama color-color (<math>V-J</math> vs <math>K-24</math>) para detectar exceso de emisión en <math>24\mu m</math>.</i>	48
22.	<i>Distribución Espectral de Energía en estrellas de masa intermedia.</i>	49
23.	<i>Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa.</i>	51
24.	<i>Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa.</i>	52
25.	<i>Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa.</i>	53
26.	<i>Exceso a <math>24\mu m</math> versus el logaritmo de la edad.</i>	56
27.	<i>Fracción de estrellas con discos de emisión en las bandas infrarrojas de Spitzer en función de la edad de los grupos estelares.</i>	57
28.	<i>Esquemización del funcionamiento de un CCD.</i>	59
29.	<i>Esquemización de la estructura de un CCD.</i>	59

# 1. Introducción

La ciencia ha venido avanzando rápidamente. Hoy en día conocemos numerosas investigaciones sobre el universo al cual pertenecemos. Muchas de estas se enfocan en la búsqueda de nuevos planetas, otras se enfocan en conocer a fondo la evolución estelar. Estudios como éste requieren caracterizar poblaciones estelares a fin de obtener sus propiedades para entender más a fondo la evolución de los sistemas estelares y sus posibles planetas circundantes. En este sentido, un cúmulo estelar es una población estelar formada por una agrupación de estrellas formadas de una misma nube molecular, por lo tanto comparten la misma composición química y la misma edad. Existen dos tipos de cúmulos estelares, los cúmulos globulares que son agrupaciones densas con cientos de miles y hasta millones de estrellas viejas y los cúmulos abiertos, que son agrupaciones relativamente jóvenes típicamente con centenares de estrellas [1].

Las estrellas relativamente jóvenes generalmente poseen discos protoplanetarios alrededor de ellas, éstos son producto de la conservación de momento angular durante el colapso de la nube primigenia. Luego de que un disco se forma y evoluciona, podría dar lugar a nuevos sistemas planetarios [2].

Los cúmulos estelares se encuentran en regiones de formación estelar compuestas de gas interestelar (principalmente hidrógeno y helio) y partículas sólidas llamadas polvo. En general, estas regiones de formación estelar poseen grupos estelares con diferentes edades lo que facilita realizar estudios evolutivos de sus propiedades globales (ejemplo, fracción e intensidad de radiación infrarroja producida por un sistema planetario naciente). Algunas de las regiones de formación estelar más conocidas son las encontradas en la Constelación de Orión, tal es el caso de la asociación estelar Orión OB1 [3] y la región de formación estelar  $\lambda$ Orionis [4], en la cabeza de Orión. Cerca de esta región se encuentra el cúmulo estelar *NGC 2169*, el cual es el objeto de estudio de esta investigación.

*NGC 2169* es un cúmulo estelar abierto joven, descubierto en 1784 por William Herschel. Se apoda ‘El Cúmulo 37’, debido a su parecido con el número “37” (ver figura 1). Desde hace varios años se han venido realizando estudios sobre la población estelar de *NGC 2169*, la cual ha acumulado una gran cantidad de información sobre sus características y propiedades. Sin embargo, hasta ahora no se ha realizado un estudio completo de la población de discos protoplanetarios en este cúmulo. Además existen discrepancias entre las distancias y edades reportadas para este cúmulo. El rango de distancias reportadas es de 376 pc <sup>1</sup> a 2000 pc y el rango de edades reportadas es de 9 Maños a 50 Maños (ver cuadro 1).

Las discrepancias de distancias y edades se deben a que en estos estudios generalmente se estima la distancia y la edad por diferentes métodos utilizando rangos relativamente pequeños de masas estelares.

El estudio de este cúmulo estelar es de importancia debido a que son pocos los grupos

---

<sup>1</sup>pc= Paralaje de un segundo de arco o Parsec (por sus siglas en ingles Parallax of one arc second), unidad de longitud astronómica,

1 pc=2.06265x10<sup>5</sup> AU = 3,2616 años luz = 3,0857x10<sup>16</sup> m.

estelares que se encuentran a una distancia relativamente cercana ( $< 1000\text{pc}$ ) y con un estado evolutivo indicando la fase final del disco protoplanetario primigenio y el surgimiento de discos de escombros, en el cual el polvo observado se origina por colisiones entre planetesimos ya formados.

Esta investigación presenta un estudio en el rango completo de masas estelares (desde estrellas más masivas llegando casi al límite subestelar  $0.08M_{\odot}$ ) [1], con el fin de caracterizar la población estelar del cúmulo *NGC 2169* y sus sistemas planetarios en formación. Para alcanzar este objetivo analizamos imágenes ópticas tomadas en el Observatorio de MDM (por sus siglas en inglés Michigan-Dartmouth-MIT), en Kitt Peak, Arizona, las cuales permiten seleccionar candidatas fotométricas a miembros del cúmulo, derivadas de las magnitudes y colores esperados a partir de miembros previamente confirmados. Adicionalmente se utilizan datos de movimientos propios obtenidos del catálogo UCAC3 para seleccionar candidatas cinemáticas a miembros del cúmulo.

Finalmente, se presenta un análisis de imágenes infrarrojas obtenidas con los instrumentos IRAC (por sus siglas en inglés Infrared Array Camera) y MIPS (por su siglas en inglés Multiband Imaging Photometer for Spitzer) del Telescopio Espacial Infrarrojo Spitzer, las cuales permiten realizar un censo de estrellas con exceso infrarrojo y determinar cuáles de ellas poseen discos protoplanetarios. Además, dependiendo del brillo en el óptico e infrarrojo se puede caracterizar que tipo de disco se observa. Estudiando las propiedades globales de las estrellas con discos, podemos inferir un estado evolutivo, el cual puede ser comparado con el estimado a partir del análisis de isocronas evolutivas.

Los resultados presentados en esta investigación representan el primer censo de disco realizado en todo el rango de masa en *NGC 2169*. Por su estado evolutivo *NGC 2169*, conforma un enlace en la transición entre el disco formado por material primigenio y un disco formado por polvo producto de colisiones de asteroides ó planetésimos (Disco de escombros ó de segunda generación). Además, como producto de esta investigación, el listado de candidatas a miembros formará una base fundamental para investigaciones futuras en *NGC 2169*.

La presente investigación está estructurada de la siguiente manera: en el capítulo 2 se describe el problema de investigación. Los conceptos básicos usados en esta investigación se describen en el capítulo 3. La obtención de las observaciones utilizadas es descrita en el capítulo 4. La metodología llevada a cabo para realizar la selección de las candidatas a miembros del cúmulo y los resultados obtenidos en el proceso de selección son explicadas en el capítulo 5. La estimación de la distancia y edad del cúmulo en estudio es expuesta en el capítulo 6. El análisis infrarrojo del cúmulo que consiste en el censo de discos y la comparación con otros grupos estelares con edades similares a *NGC 2169*, se describe en el capítulo 7, detallando la metodología y los resultados obtenidos. En el capítulo 8 se presentan las conclusiones de los resultados obtenidos y finalmente el apéndice A describe la metodología llevada a cabo para reducir, calibrar y obtener la fotometría de las imágenes utilizadas en el desarrollo de la presente investigación.



Figura 1: *Cúmulo Abierto NGC 2169*  
*Composición de imágenes de las bandas de IRAC del Telescopio Espacial Spitzer en colores falsos ( $8.0\mu m$ =Rojo;  $5.8\mu m$ =Verde;  $4.5\mu m$ =Azul).*

## 2. Problema de Investigación

### 2.1. Planteamiento del Problema

Desde hace varios años se han venido realizando estudios sobre la población estelar en el cúmulo *NGC 2169*, estos estudios han acumulado una gran cantidad de información sobre las características y propiedades del cúmulo. Sin embargo, existen discrepancias entre las distancias y edades reportadas para este cúmulo. Particularmente el rango de distancias reportadas es de 376pc [5] a 2000pc [6] y el rango de edades reportadas es de 9 Maños [7] a 50 Maños [8]. Además no se ha reportado información acerca de estrellas miembros del cúmulo que posean discos protoplanetarios.

La problemática de discrepancias de distancias y de edades tiene su génesis en que en estos estudios, generalmente se estima la distancia y la edad por diferentes métodos utilizando rangos relativamente pequeños de masas estelares. En esta investigación, se seleccionarán estrellas candidatas a miembros del cúmulo *NGC 2169* usando magnitudes y colores esperados a partir de miembros confirmados y abarcando un rango completo de masa estelares. El estudio fotométrico de los miembros confirmados nos permitirá estimar la distancia y edad del cúmulo usando modelos teóricos de evolución estelar [9]. Estos modelos teóricos también tienen discrepancias importantes debido al tratamiento de opacidades y aproximaciones físicas involucradas. Esto dificulta la certidumbre de las edades y distancias estimadas.

Finalmente, se realizará un estudio de imágenes infrarrojas con el fin de realizar el primer censo completo de discos protoplanetarios del cúmulo estelar *NGC 2169*.

### 2.2. Formulación del Problema

¿Cuales son las características de la población estelar del cúmulo *NGC 2169* y sus sistemas planetarios en formación?

### 2.3. Objetivos de la Investigación

#### 2.3.1. Objetivo General

✓ Caracterizar la población estelar del cúmulo *NGC 2169* y sus sistemas planetarios en formación mediante el estudio de la fotometría óptica e imágenes infrarrojas desde sus miembros más masivos hasta el límite subestelar ( $0.08M_{\odot}$ ).

#### 2.3.2. Objetivos Específicos

✓ Reducir las imágenes ópticas del cúmulo *NGC 2169* tomadas en el Observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona) con el instrumento OSMOS (Ohio State Multi-Object Spectrograph)

acoplado al Telescopio Hiltner de 2.4m, usando los filtros UVRI.

- ✓ Calibrar la fotometría óptica del cúmulo *NGC 2169*
- ✓ Seleccionar candidatas a miembros, por medio de fotometría óptica y del cercano infrarrojo.
- ✓ Estimar la distancia y edad del cúmulo *NGC 2169*.
- ✓ Obtener las magnitudes fotométricas Infrarrojas del Telescopio Espacial Spitzer.
- ✓ Realizar un censo de estrellas con exceso en el infrarrojo.
- ✓ Inferir las propiedades de los sistemas que poseen un disco protoplanetario en formación mediante el análisis del brillo óptico e infrarrojo.
- ✓ Comparar la población de discos protoplanetarios de *NGC 2169* con la población de discos de otros grupos estelares jóvenes.

## 2.4. Justificación

Investigaciones anteriores reportan diferentes distancias y edades para el cúmulo *NGC 2169*, de manera general, se ha usado un rango limitado de masas estelares (ver cuadro 1). A pesar de estas diferencias de distancias, las cuales a su vez afectan la estimación de la edad, este cúmulo parece estar en una etapa evolutiva en donde el material primigenio del disco protoplanetario se ha disipado casi completamente, y donde el polvo producto de colisiones entre planetesimos (tipo asteroides) se hace prominente.

Autores	Año	Distancia	Edad	Rango de Masas	Estrellas
J. Cuffey y S. W. McCuskey	1956	2000 pc	-	Mayores a $1M_{\odot}$	23
Hoag et all.	1961	$1500 \pm 200$ pc	-	Mayores a $5M_{\odot}$	25
R. Sagar	1976	832 pc	9Maños	Mayores a $5M_{\odot}$	17
A. Helmut	1977	$1500 \pm 200$ pc	-	Mayores a $5M_{\odot}$	8
C. Perry and P. Lee	1977	$1100 \pm 50$ pc	23 Maños	Mayores a $5M_{\odot}$	18
J. H. Peña y R. Peniche	1994	$860 \pm 130$ pc	50 Maños	Mayores a $5M_{\odot}$	20
R. Jeffries et all	2007	1000 pc	$9 \pm 2$ Maños	Menores a $1M_{\odot}$	36
M. Hohle et all	2009	Echeverría 639 pc	-	Mayores e Igual a $1M_{\odot}$	12
M. Hohle et all	2009	Hipparcos 376 pc	-	Mayores a $5M_{\odot}$	12

Cuadro 1: Distancias y edades reportadas por diferentes autores

El estudio de este cúmulo estelar es de importancia debido a que son pocos los grupos estelares que se encuentran a una distancia relativamente cercana ( $< 1000$ pc) y con un estado evolutivo indicando la fase final del disco protoplanetario primigenio. Planteamos realizar

un estudio en el rango completo de masas estelares con el fin de seleccionar candidatas fotométricas y cinemáticas, y estudiar en más detalles las propiedades infrarrojas de ellas, en busca de sistemas planetarios en formación (buscando discos primigénios o discos de segunda generación).

La importancia de ésta investigación radica en que aportará conocimientos acerca de la evolución temprana de sistemas planetarios alrededor de estrellas, debido a que *NGC 2169* se encuentra en un estado evolutivo en donde existe una fase de transición entre discos originados a partir de su material primigenio y discos con polvo de segunda generación producto de colisiones entre planetesimos. En otras palabras, *NGC 2169* es un grupo estelar ideal para detectar y caracterizar discos protoplanetarios en diferentes fases evolutivas, por ejemplo, discos primigenios, discos de escombros y discos en un estado evolutivo intermedio.

Además, se aportará conocimientos de las características del cúmulo *NGC 2169*. Particularmente, se realizará una lista de candidatas fotométricas, las cuales pueden ser estudiadas en más detalle en investigaciones futuras con técnicas espectroscópicas.

## 2.5. Factibilidad y Viabilidad

Para asegurarnos de la culminación exitosa de esta investigación se cuenta con los siguientes recursos humanos y materiales:

✓ Asesoría directa por parte del Dr. Jesús Hernández en el área de Astronomía Observacional, Formación estelar, “Discos protoplanetarios”, de la M. Sc. Jeanette Stock y colaboración de la M. Sc. Neyda Añez en el área de Astronomía.

✓ Acceso a la infraestructura de la Fundación Centro de Investigaciones de Astronomía Francisco J. Duarte (CIDA).

✓ Acceso al material bibliográfico de la biblioteca CIDA.

✓ Acceso a la data fotométrica óptica tomada en el Observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona) del proyecto “Disk evolution in star forming regions”, I.P.: Nuria Calvet (Universidad de Michigan, USA).

✓ Acceso a la data infrarroja obtenida con los instrumentos IRAC y MIPS del Telescopio Espacial Infrarrojo Spitzer, del proyecto “Disk census in NGC2169: the final phase of primordial disk”, bajo el programa GO#50675, I.P.:Dr. Jesús Hernández, CIDA).

✓ Acceso al estudio de membresía realizada por Rob Jeffries (Universidad de Keele UK) del cúmulo *NGC 2169*, basados en datos fotométricos y espectroscópicos.

✓ Acceso a internet y otras bibliotecas virtuales.

### 3. Conceptos Básicos

#### 3.1. Intensidad y Flujo

En las observaciones astronómicas se utiliza la radiación electromagnética de una u otra forma para obtener información de la naturaleza física de las fuentes de donde provienen. Supongamos que una cantidad de radiación pasa a través de una área  $dA$  dentro de un ángulo sólido  $d\omega$ , (ver figura 2), la cantidad de energía  $dE$  en el rango de frecuencia  $[\nu, \nu + d\nu]$  dentro del ángulo sólido en un tiempo  $dt$  está dada por:

$$dE_\nu = I_\nu \cos \theta dA d\nu d\omega dt \quad (1)$$

en donde  $I_\nu$  es la *intensidad específica* de la radiación para la frecuencia  $\nu$  en la dirección del ángulo sólido  $d\omega$ .

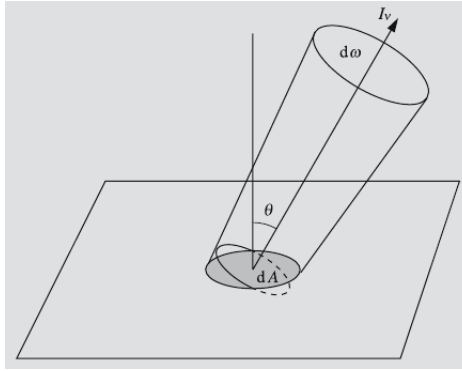


Figura 2: *Intensidad de Radiación*

La *intensidad de radiación*  $I_\nu$  es relativa a la energía que pasa a través de la superficie  $dA$  dentro de un ángulo sólido  $d\omega$  en una dirección  $\theta$ .

Conociendo la intensidad específica podemos encontrar el *flujo emergente* que está dado por la energía de la radiación por unidad de área por unidad de tiempo como:

$$F_\nu = \frac{1}{dA d\omega dt} \int_s dE_\nu = \int_s I_\nu \cos \theta d\omega \quad (2)$$

El elemento del ángulo sólido  $d\omega$  en coordenadas esféricas (ver figura 3) es:

$$d\omega = \sin \theta d\theta d\phi \quad (3)$$

Al flujo total (intregrado toda el área) se le llama comúnmente *Luminosidad*, siendo esta la cantidad total de energía producida en una estrella y radiada al espacio por unidad de tiempo en forma de radiación electromagnética.

La luminosidad estelar se relaciona al flujo estelar por la ecuación:

$$L = AF \quad (4)$$



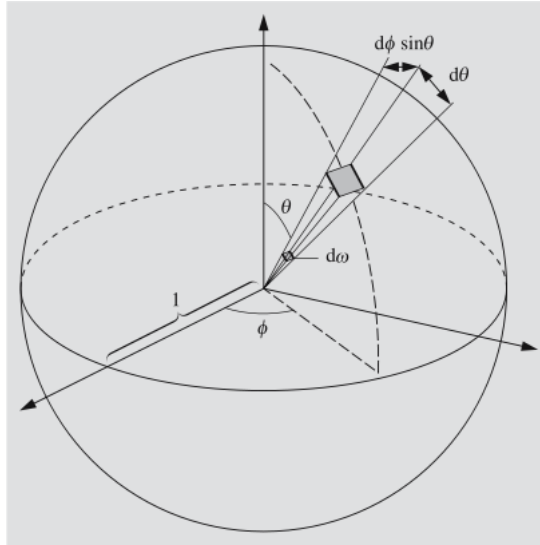


Figura 3: *Coordenadas esféricas del elemento de ángulo sólido  $d\omega$ .*

donde  $A$  es el área emisora, la cual en una estrella es usualmente aproximada como una esfera de radio  $R$ , siendo la superficie igual a  $4\pi R^2$ . De modo que la luminosidad será entonces:

$$L = 4\pi R^2 F \quad (5)$$

Una de las cantidades medibles más importantes en la Astronomía y Astrofísica, es el flujo observado ( $f$ ). Imaginemos una estrella de luminosidad  $L$  rodeada por una enorme concha esférica de radio  $d$ , que representa la distancia entre la fuente y el observador. Entonces, si asumimos que la luz no es absorbida durante su recorrido desde la fuente al exterior de la concha esférica definida anteriormente, la energía que sale de la estrella de radio  $R$  se conserva a la distancia  $d$ , y así el flujo observado está relacionado con la luminosidad estelar por:

$$f = \frac{L}{4\pi d^2} = \frac{4\pi R^2 F}{4\pi d^2} = \frac{R^2 F}{d^2} \quad (6)$$

donde el denominador es simplemente el área de la esfera proyectada al frente de onda observado o medido. El flujo observado es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia de la estrella (ver figura 4). Esto es conocido como la *Ley inversa del cuadrado* para la luz. [10]

## 3.2. Magnitudes Estelares

Las estrellas emiten cierta cantidad de luz. Para clasificar las estrellas según esta cantidad de luz o brillo, el astrónomo griego Hiparco de Nicea clasificó las estrellas según el brillo visible, siendo las más brillantes con magnitud 1 o primera magnitud y las más débiles con magnitud 6 o sexta magnitud. La primera magnitud es cien veces más brillantes que la sexta magnitud. A esta magnitud medida por un observador desde la tierra se le conoce como *magnitud aparente  $m$* . Debido a que nuestros detectores naturales (los ojos) responden logarítmicamente, la clase de brillo o magnitud puede definirse en términos del logaritmo del

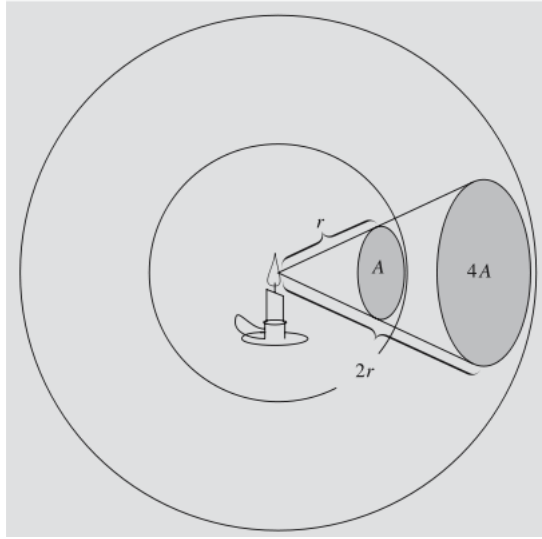


Figura 4: Flujo de Energía

Un flujo de energía a una distancia  $r$  de una fuente puntual se distribuye sobre un área  $A$ , esta se extiende sobre un área  $4A$  en una distancia  $2r$ . Así, el flujo disminuye inversamente proporcional al cuadrado de la distancia.

flujo observado ( $f$ ) dentro de un filtro fotométrico. Para definir la calibración en un sistema fotométrico, se define que a la magnitud 0 le corresponde el flujo  $f_o$ , así la magnitud ( $m$ ) en algún sistema fotométrico esta dada por la ecuación:

$$m = -2,5 \log \left( \frac{f}{f_o} \right) \quad (7)$$

Similarmente, si la magnitud de dos estrellas son  $m_1$  y  $m_2$  y densidad de flujo  $f_1$  y  $f_2$  respectivamente, tenemos que la *diferencia de magnitud* esta dada por:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \left( \frac{f_1}{f_2} \right) \quad (8)$$

Usando la ley inversa del cuadrado, los astrónomos pueden asignar una *magnitud absoluta*,  $M$  a cada estrella. Ésta es definida por la magnitud aparente  $m$  de una estrella si estuviera ubicada a una distancia referencial de 10pc de nosotros, (ver figura 5). Se define como:

$$M = m - 5 \log \left( \frac{d}{10pc} \right) - A_m \quad (9)$$

Así, la diferencia de magnitudes en  $d$  y 10 pc, o el *módulo de la distancia*  $m - M$ , es:

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5 - A_m \quad (10)$$

donde  $A_m$  es la extinción del medio interestelar producida por los efectos de la absorción y dispersión de la luz de las estrellas debido a las partículas (polvo y gas) interestelares [10].

Ésta extinción afecta la magnitud medida de una estrella en una banda fotométrica específica, por ejemplo en el visual es denota por  $A_v$ .

En la práctica, las magnitudes miden el flujo de una estrella en una región con cierta longitud de onda ( $\lambda$ ) definida por la transmisividad del filtro fotométrico y en algunos casos del detector. Por lo tanto la magnitud de una estrella en cierta longitud de onda ( $\lambda_o$ ) esta dada por:

$$m_{\lambda_o} = M_{\lambda_o} + 5 \log_{10}(d) - 5 + A_{\lambda_o} \quad (11)$$

donde  $d$  es la distancia en parsec,  $\lambda_o$  es la longitud de onda característica del filtro, y  $A_{\lambda_o} > 0$  representa el número de magnitudes de la extinción interestelar presente a lo largo de la línea de visión.

En 1953 fue estandarizado uno de los primeros sistemas fotométricos, el sistema *UBV*, desarrollado por Harold L. Johnson and William W. Morgan, también llamado sistema fotométrico Johnson-Morgan. Las longitudes de ondas características de los filtros *U*, *B* y *V* son 365nm, 440nm y 550nm, con anchos abarcando 68nm, 98nm y 89nm, respectivamente. Estas letras capitales son referidas a magnitudes aparentes. Las magnitudes absolutas correspondientes a este sistema son  $M_U$ ,  $M_B$  y  $M_V$  [1]. Por ejemplo, la magnitud visual  $M_V$  es la magnitud absoluta de una estrella en el rango electromagnético cercano a la máxima sensibilidad del ojo humano (0.55 micras).

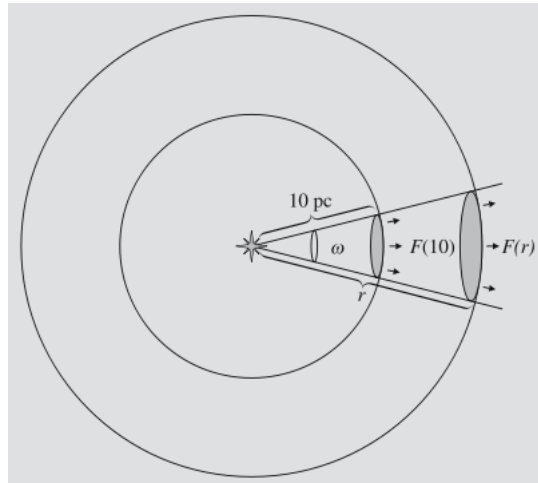


Figura 5: *Densidad de Flujo*

*La densidad de flujo a una distancia de 10 parsec de la estrella define a su magnitud absoluta.*

La magnitud bolométrica  $M_{bol}$  es la magnitud de una estrella si la emisión de energía pudiera medirse en todas las longitudes de onda. Puede ser expresada en términos de la luminosidad. Si el flujo de una estrella a una distancia  $d = 10pc$  es  $F_{\star}$  y  $f_{\odot}$  es el flujo equivalente al solar. Tenemos:

$$M_{bol} - M_{bol,\odot} = -2,5 \log \left( \frac{F_{\star}}{f_{\odot}} \right) = -2,5 \log \left( \frac{L_{\star}}{L_{\odot}} \right) \quad (12)$$

donde  $M_{bol,\odot} = 4.74$  y  $L_{\odot} = 3,827 \times 10^{33} \text{ erg/s}$ .

También podemos conocer la magnitud bolométrica a partir de la magnitud visual si conocemos la corrección bolométrica BC:

$$BC = M_{bol} - M_V \quad (13)$$

La corrección siempre suma la señal perdida. Ya que la BC está referida a la magnitud visual, el valor de BC es mínimo para estrellas cuya temperatura efectiva corresponde al pico de Planck cercano al valor característico del filtro visual ( $0.55 \mu\text{m}$ ); y para estrellas más frías y estrellas más calientes la BC se vuelve mayor. Existen tablas estándares que permiten conocer la BC si se conoce el tipo espectral ó temperatura efectiva. [11]

### 3.3. Índice de Color

El *color* de una estrella puede ser determinado usando filtros que transmiten la luz en bandas definidas en longitudes de ondas [10]. El color de un objeto está definido como la diferencia de magnitud en dos filtros:

$$B - V = M_B - M_V = m_B - m_V \quad (14)$$

En general, los sistemas fotométricos usan como objeto de calibración la estrella Vega. Por lo tanto:

- ✓ Si una estrella tiene color (B-V) < 0, es más azul que Vega
- ✓ Si una estrella tiene color (B-V) > 0, es más roja que Vega

El sistema Johnson-Morgan se amplió más tarde añadiendo más filtros fotométricos originando el sistema de cinco colores llamado sistema Johnson-Morgan UBVRI, que incluye los filtros R=rojo ( $\lambda_o=710\text{nm}$ ) e I= infrarrojo ( $\lambda_o=970\text{nm}$ ). Uno de los sistemas de 5 colores más usados es el sistema Johnson-Cousin (ver figura 6), el cual difiere en las características de los filtros R e I del sistema Johnson-Morgan. En este sistema las longitudes de ondas centrales son  $\lambda_c=640\text{nm}$  y  $\lambda_c=790\text{nm}$  para los filtros  $R_c$  e  $I_c$ , respectivamente. Estos sistemas se extienden hacia el infrarrojo para incluir los filtros J ( $1.22 \mu\text{m}$ ), H ( $1.60 \mu\text{m}$ ), K ( $2.22 \mu\text{m}$ ), L ( $3.54 \mu\text{m}$ ), M ( $4.80 \mu\text{m}$ ), N ( $10.6 \mu\text{m}$ ).

De la ecuación 11 podemos definir que la magnitud visual de una estrella esta dada por:

$$V = M_V + 5 \log \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right) + A_V \quad (15)$$

siendo  $M_V$  la magnitud absoluta visual y  $A_V$  la extinción en la banda visual.

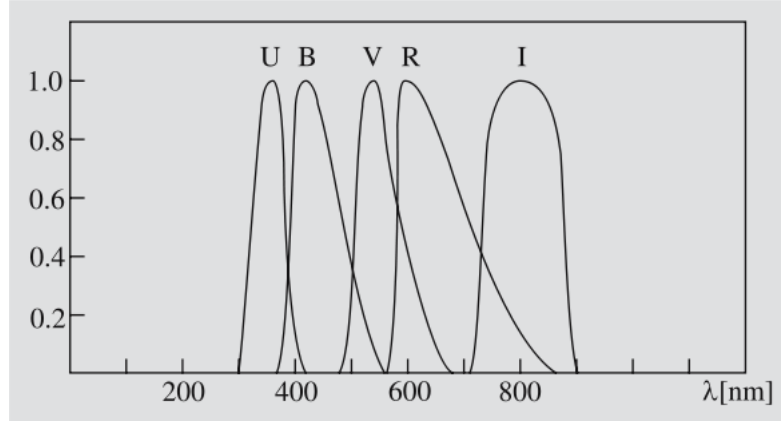


Figura 6: Perfiles de transmisión de los filtros utilizados en el sistema de magnitud UBVRI. Las bandas R e I se basan en el sistema de Johnson-Cousin.

De igual manera para la magnitud azul:

$$B = M_B + 5 \log \left( \frac{d}{10pc} \right) + A_B \quad (16)$$

El índice de color observado ahora será:

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V = (B - V)_o + E_{B-V} \quad (17)$$

donde  $(B - V)_o$  es el *color intrínseco* y  $E_{B-V}$  es el *exceso de color B-V*. Estudios sobre el medio interestelar muestran una relación entre la extinción visual y el exceso de color B-V, la cual es una constante

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}} \approx 3,1 \quad (18)$$

Así, si se conoce el exceso de color podemos conocer la extinción visual por medio de:

$$A_V \approx 3,1 E_{B-V} \simeq 3,1 [(B - V)_{obs} - (B - V)_o] \quad (19)$$

donde  $(B - V)_{obs}$  es el color observado.

Ahora bien, el color esta asociado con la temperatura. Estrellas intrínsecamente más azules tienen temperaturas más altas, es decir, más calientes. Estrellas más rojas tienen temperatura más bajas, es decir, más frías. Existen tablas estándares en donde podemos conocer el color intrínseco de una estrella dada la temperatura efectiva [11]. Investigaciones realizadas muestran que cualquier objeto con una temperatura por encima del cero absoluto emite luz de todas las longitudes de onda con varios grados de eficiencia (ver ecuación 21).

### 3.4. Clasificación Espectral

Un emisor ideal teórico no refleja la luz, absorbe toda la energía de la luz incidente sobre él, esto es conocido como *cuerpo negro*, y la radiación que éste emite es llamada *radiación*

de cuerpo negro. La gran mayoría de estrellas y planetas se pueden aproximar como cuerpos negros. [1]

La radiación de cuerpo negro depende solamente de la temperatura, es completamente independiente de la forma, el material y la estructura interna. La distribución de energía de cuerpo negro con respecto a la longitud de onda (Distribución espectral de energía) sigue la *Ley de Planck*. Según esta Ley la intensidad a longitud de onda  $\lambda$  de un cuerpo negro a temperatura  $T$  es:

$$B_{\lambda}(T) = B(\lambda; T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \quad (20)$$

donde

$h$  = Constante de Planck =  $6.63 \times 10^{-34}$  Js,

$c$  = Velocidad de la luz  $\approx 3 \times 10^8$  ms $^{-1}$ ,

$k$  = Constante de Boltzmann =  $1.38 \times 10^{-23}$  JK $^{-1}$ .

Igualando a cero la derivada con respecto  $\lambda$  obtenemos el máximo en la ley de Planck dada por:

$$\lambda_{max} = \frac{2897,8 \mu m \cdot K}{T} \quad (21)$$

Ésta es la *Ley de Wien*. El pico del espectro de cuerpo negro se desplaza a mayor longitud de onda a medida que se disminuye la temperatura.

Integrando todo el rango espectral de la emisión de cuerpo negro, tendremos que el flujo total se relaciona con la temperatura, tal que:

$$F = \sigma T^4 \quad (22)$$

Ésta es la *Ley de Stefan-Boltzmann* y  $\sigma$  es la *constante de Stefan-Boltzmann*  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8}$  Wm $^{-2}$ K $^{-4}$ .

Relacionando la ecuación 5 con 22 obtenemos:

$$L = 4\pi\sigma R^2 T^4 \quad (23)$$

siendo R el radio de la estrella.

Un cuerpo negro de temperatura  $T$  emite un espectro continuo. El espectro de las estrellas se puede aproximar como el espectro continuo de cuerpo negro, más patrones de absorción o emisión originados por la interacción del campo de radiación con los átomos y moléculas de la capa exterior de la estrella (la fotosfera). Las principales razones para las diferencias en los espectros estelares son la temperatura de la estrella, la densidad (relacionada a su luminosidad) y su composición química, la cual varía muy poco en la vecindad solar ó entre miembros de un mismo cúmulo estelar.

En la figura 7, donde se muestra la dependencia de las líneas espectrales con la temperatura, podemos observar las líneas más prominentes que contienen estrellas de cierto tipo

espectral. Por ejemplo, estrellas más calientes de tipo espectral O5 (50.000K) poseen líneas de metales ionizados (HeII, SiIV), estrellas de tipo espectral A0 (10.000K) poseen el mayor grado de intensidad en sus líneas de la serie de Balmer del hidrógeno, estrellas de tipo espectral G0 (Tipo solar) (6.000K) poseen numerosas líneas metálicas, finalmente estrellas más frías de tipo espectral M7 (3.000K) poseen prominentes bandas espectrales de moléculas como el óxido de Titanio (TiO) y óxido de Vanadio (VO).

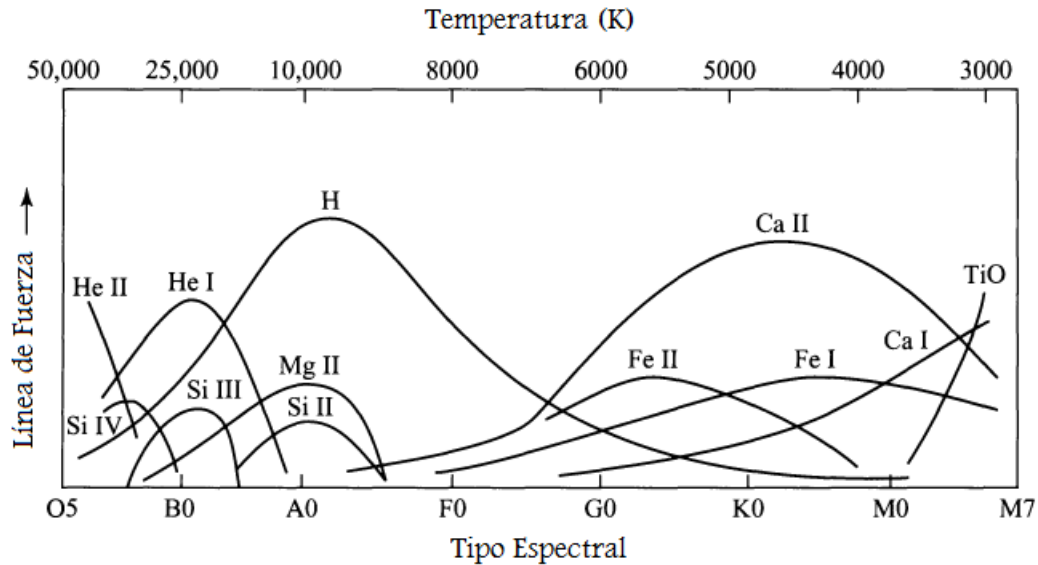


Figura 7: Dependencia de las líneas espectrales fuertes en la temperatura

Según el tipo espectral y la luminosidad, las estrellas poseen propiedades intrínsecas como: colores fotométricos, magnitudes, temperaturas, corrección bolométrica, entre otras [11].

De acuerdo a estos parámetros existe un sistema de clasificación llamando *Sistema MKK* (*Morgan, Keenan y Kellmann*), este sistema es un sistema de clasificación bidimensional de temperatura y luminosidad. La clasificación en temperatura está denotada por letras capitales: OBAFGKM, en donde la letra O son estrellas muy calientes y la letra M son estrellas muy frías (ver cuadro 2). Divisiones adicionales se realizan agregando un dígito a la letra correspondiente de un tipo espectral. Los tipos espectrales L y T corresponden a enanas marrones, objetos que no tienen suficiente masa para transmutar hidrógeno a helio en su núcleo. Las estrellas con tipo espectral C y S forman una secuencia paralela a la secuencia normal en el rango de las estrellas K y M, las cuales muestran patrones o rangos estelares atribuidos a moléculas de carbono.

La clasificación según la luminosidad está denotada por números romanos indicando diferentes clases. El numeral "I" que posee dos subdivisiones: la clase Ia y Ib, denotando las estrellas supergigantes. El numeral "V" denotan las estrellas ubicadas en la secuencia principal en la cual se encuentra nuestro sol. El cuadro 3 muestra las clases de luminosidad.

Tipo Espectral	Temperatura (K)	Características
<b>O</b>	20.000 a 35.000	Estrellas azules, Pocas líneas espectrales y débiles. Múltiples átomos ionizados, $H_eIII$ , $CIII$ , $NIII$ , $OIII$ , $S_iV$ .
<b>B</b>	15.000	Estrellas blanco azuladas, Línea de $H_eII$ no visible pocas líneas $H_eI$ , líneas visibles de $OII$ , $S_iII$ , $M_gII$ .
<b>A</b>	9.000	Estrellas blancas. Líneas del $H I$ (Balmer) domina el espectro. $H_eI$ no es visible. Aparecen líneas de metales neutros.
<b>F</b>	7.000	Estrellas blanco amarillas. Aumento en la cantidad de líneas de $H I$ , disminuyen la intensidad. Aumentan líneas de metales ionizados.
<b>G</b>	5.500	Estrellas amarillas. Aumentan la intensidad de líneas de los metales neutros, disminuyen las del $H I$ .
<b>K</b>	4.000	Estrellas amarillo anaranjadas. espectro dominado por líneas de los metales.
<b>M</b>	3.000	Estrellas rojas. Son visibles varias líneas de metales neutros.
<i>L</i>	1.200 a 2.000	Enanas rojas más frías y más calientes. Fusión del deuterio y contracción gravitatoria.
<i>T</i>	750 a 1.200	Sólo visible en el infrarrojo. Espectro rico en metano (como los planetas gigantes) y molécula de agua e hidruro de Hierro.
<i>C</i>	5.500 a 3.000	Estrellas de Carbono (muy rojas - absorben $\lambda$ azules)
<i>S</i>	3.000	Estrellas gigantes rojas. Bandas muy claras $Z_rO$ También otros grupos moleculares $YO$ , $L_aOyT_iO$

Cuadro 2: Sistema de Clasificación Espectral MKK - Tipos Espectrales.

Clases	Tipo de Estrellas
<b>Ia-O</b>	Extremo, Luminosas Supergigantes.
<b>Ia</b>	Luminosas Supergigantes.
<b>Ib</b>	Menos Luminosas Supergigantes.
<b>II</b>	Brillantes Gigantes.
<b>III</b>	Normales Gigantes.
<b>IV</b>	Subgigantes.
<b>V</b>	Secuencia Principal (enanas).
<b>VI, sd</b>	Subenanas.
<b>D</b>	Enanas blancas

Cuadro 3: Sistema de Clasificación Espectral MKK- Clases Luminosas.

### 3.5. Diagrama Hertzsprung-Russell

Alrededor de 1910, *Ejnar Hertzsprung* y *Henry Norris Russell* estudiaron la relación entre la luminosidad y el tipo espectral de las estrellas. El diagrama que muestra estas dos variables es conocido como *diagrama Hertzsprung-Russell* o simplemente *diagrama HR*, el cual a sido crucial en el estudio de la evolución estelar [1] .

La mayoría de las estrellas se hayan en una línea un poco curvada en la diagonal del diagrama. A esta línea se le llama *secuencia principal*, aquí es donde las estrellas pasan la mayor parte de su vida transformando hidrógeno en helio.



El diagrama HR relaciona la luminosidad (magnitud absoluta) y el tipo espectral (temperatura superficial) (ver figura 8).

Si observamos la figura 8, nos damos cuenta de que a medida que aumenta el radio, aumenta la magnitud absoluta de la estrella. Además a medida que aumenta la temperatura superficial el tipo espectral tiende a tipo O, que son estrellas más calientes y más azules. Y a medida que disminuye la temperatura superficial el tipo espectral tiende a tipo M estrellas más frías y más rojas.

El diagrama HR también muestra que estrellas amarillas y rojas, tipo espectral G-K-M, se agrupan en su mayoría en: la secuencia de las enanas, la secuencia de las gigantes y la secuencia de las supergigantes. La *rama de las gigantes rojas* se eleva casi verticalmente desde la secuencia principal en los tipos espectrales K y M en el diagrama HR. Áreas muy densas corresponden a etapas evolutivas en donde las estrellas permanecen mucho tiempo.

Las gigantes rojas más brillantes son las *supergigantes* con magnitud por encima de  $M_V = -7$ . Alrededor de 10 magnitudes por debajo de la secuencia principal se encuentran las *enanas blancas*. Algunas estrellas se encuentran por debajo de la rama de las gigantes pero por encima de la secuencia principal, estas son las *subgigantes*. Del mismo modo hay estrellas por debajo de la secuencia principal pero más brillantes que las enanas blancas, estas son las *subenanas*.

La distribución de estrellas en diferentes grupos dependen básicamente de la masa estelar inicial y del estado evolutivo. Como en un grupo estelar se espera un rango amplio de masas iniciales, la distribución de estrellas en un cúmulo estelar en el diagrama HR, depende principalmente de la edad del cúmulo (aunque otros factores como la metalicidad del cúmulo pudiera ser importante).

Los diagramas color-magnitud son la representación observacional de los diagramas HR. Existen relaciones estándares entre el color intrínseco de la estrella y su temperatura efectiva [11]. Además con las ecuaciones 12, 13 y 15 podemos transformar la magnitud visual observada a luminosidad estelar. En esta investigación utilizaremos los diagramas color-magnitud para realizar la caracterización de la población estelar en el cúmulo *NGC 2169*.

### 3.6. Modelos Teóricos

Un modelo teórico estelar se define una vez que la composición química y la masa de la estrella se ha dado. Las estrellas recién formadas a partir de una misma nube molecular primigenia son químicamente homogéneas. Por lo tanto el factor dominante en los modelos teóricos de evolución es la masa estelar inicial.

Existen dos tipos de modelos teóricos en la evolución de una estrella desde su formación hasta su fase final. Tenemos los modelos teóricos pre-secuencia principal, este modelo simula la evolución de una estrella desde su formación hasta que llega a la secuencia principal en donde comienza a transformar hidrógeno en helio. Luego que una estrella llega a la secuencia

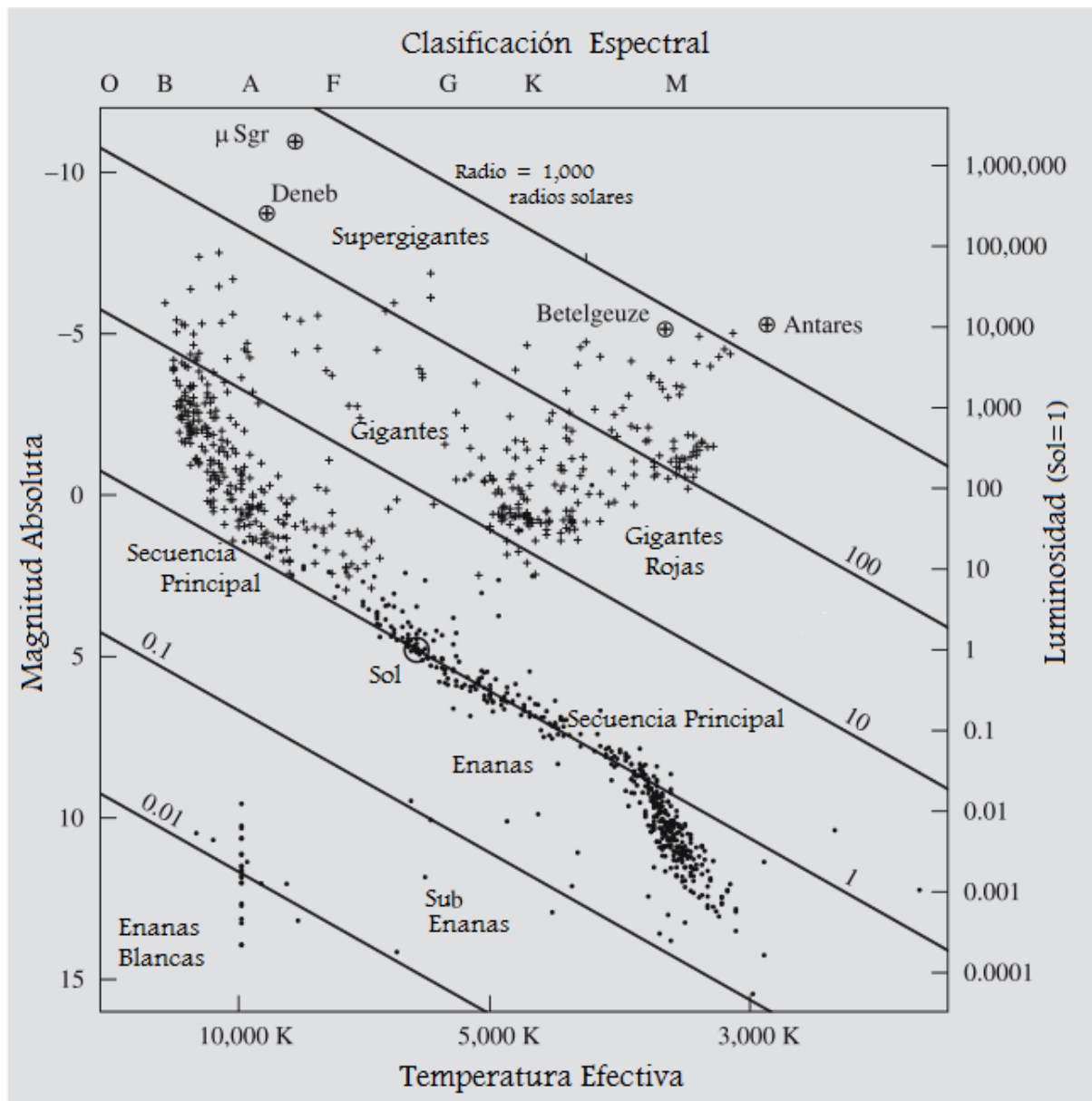


Figura 8: Diagrama Hertzsprung Russell o diagrama HR.

La coordenada horizontal muestra la temperatura superficial y la clasificación espectral. La coordenada vertical muestra la luminosidad (en unidades solares) y la magnitud absoluta. Las diagonales muestran las líneas de radio constante (en unidades solares).

principal tenemos los modelos teóricos post-secuencia principal en donde la estrella que ya comenzó a formar helio, comienza a transformar el helio en elementos más pesados hasta que llega a su fase final.

En este estudio nos enfocaremos en los modelos teóricos pre-secuencia principal debido a que las estrellas del cúmulo *NGC 2169* se encuentran en esta fase de evolución, además es aquí donde tiene lugar la formación y evolución temprana de discos protoplanetarios.

### 3.6.1. Edad cero de la Secuencia Principal (ZAMS)

Cuando los modelos estelares pre-secuencia principal de estrellas de diferente masa y misma composición química se trazan en el diagrama HR, estas caen a lo largo del borde superior de la secuencia principal. La secuencia teórica obtenida de esta manera se llama la *edad cero de la secuencia principal* ó *ZAMS* por sus siglas en ingles Zero Age main sequence [1].

La edad cero de la secuencia principal comienza después de la quema de deuterio cuando se comienza a transformar hidrógeno a helio, y la energía nuclear proporciona al menos el 99% de la luminosidad total.

### 3.6.2. Isocronas

En el diagrama HR las estrellas se localizan según su estado evolutivo. Cuando las estrellas de una población estelar se forman todas al mismo tiempo, tienen la misma composición química pero diferentes masas. Dependiendo de la masa, la evolución de las estrellas se hace más rápida o más lenta. Al camino que recorre una estrella de una masa inicial específica sobre el diagrama HR se le conoce como *trazas evolutivas*. Las curvas que conectan en el diagrama HR las posiciones de las estrellas de una misma edad se conoce como *isocronas* [10].

Las isocronas y las trazas evolutivas son utilizadas para comprender la evolución estelar y las poblaciones estelares.

### 3.6.3. Isocronas de Siess y Forestini

Siess L. et al [9] diseñaron una base de datos (isocronas y trazas evolutivas), las cuales permiten determinar los parámetros estelares de una estrella si se conoce su posición en el diagrama HR.

Este modelo teórico describe la evolución desde estrellas relativamente masivas hasta estrellas de muy baja masa o VLMS (por sus siglas en ingles Very Low-mass stars). El modelo incluye trazas de 29 estrellas de diferente masa, en el rango desde 0.1 a 7.0  $M_{\odot}$ . Posee opciones de selección de diferentes metalicidades incluyendo metalicidad solar ( $Z=0.02$ )<sup>2</sup>.

<sup>2</sup><http://www.astro.ulb.ac.be/~siess/WWWTools/Isochrones>

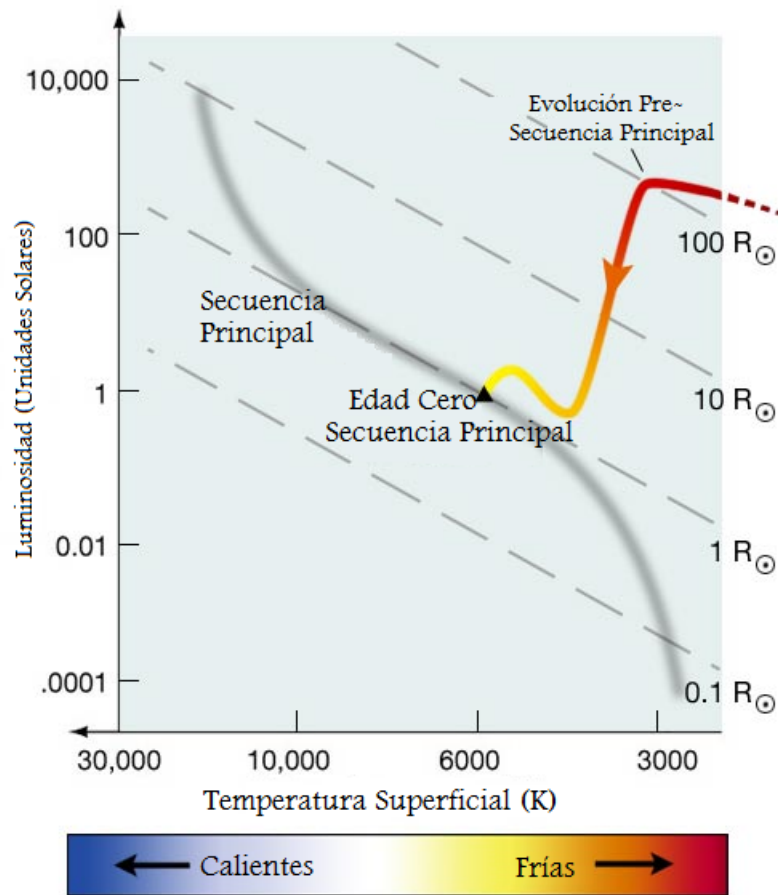


Figura 9: ZAMS

La ZAMS es la ubicación en el diagrama HR de estrellas en la primera fase de su evolución, después de la quema de deuterio.

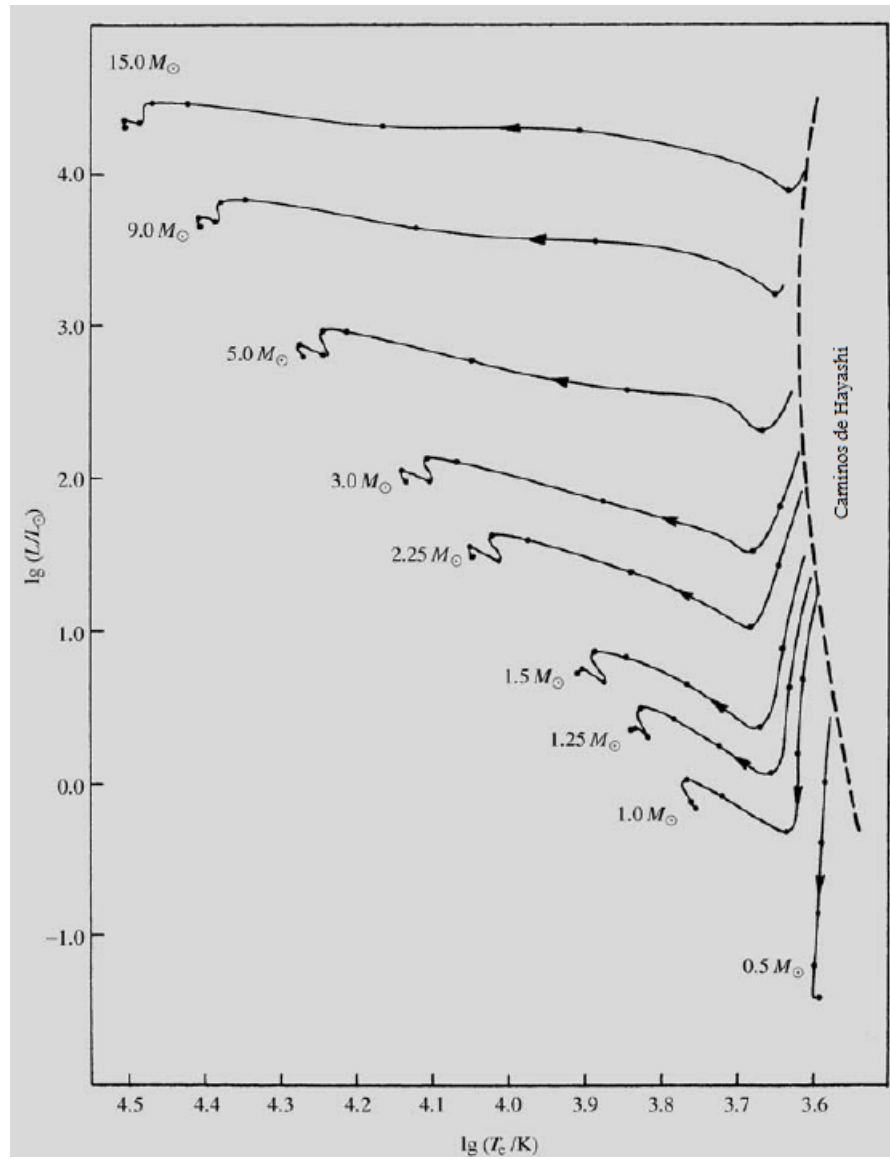


Figura 10: *Caminos Evolutivos*  
*Caminos evolutivos en el diagrama HR de estrellas jóvenes en contracción a la secuencia principal.*

De igual forma, posee opciones de selección para calcular: la ZAMS (ver sección 3.6.1), la isocrona a una edad dada y los caminos evolutivos de una masa fija [9]. Además existe una opción donde se puede obtener información adicional como: la abundancia de los elementos ligeros (He, Li, Be, B) en la superficie de las estrellas, condiciones centrales (temperatura central, densidad, degeneración), estructura interna (el tamaño, la masa de la región de quemado, envoltorio convectivo, momento de inercia) y energética (luminosidad asociada a la fuente de energía nuclear).

#### 3.6.4. Isocronas de Baraffe

Este modelo teórico describe la evolución de estrellas de muy baja masa o VLMS, dedicado al análisis de objetos con una edad de  $t \leq 100$  Myr. Comparaciones entre las observaciones y los modelos teóricos para objetos muy jóvenes son muy inciertos, esto se debe a que la extinción por polvo alrededor de éstos modifica la magnitud intrínseca y el color de los objetos, y el espectro de objetos muy jóvenes pueden verse afectado por la presencia de un disco de acreción o de material circumestelar residual de la etapa de la protoestrella.

Este modelo esta basado en las líneas evolutivas e isocronas para un tiempo de  $t \geq 1$  Myr, en un rango de masas de  $0.02 M_{\odot}$  a  $1.4 M_{\odot}$ , utilizando metalicidad solar con una longitud de mezcla convectiva de 1.0 (escala de altura para la presión) [12].

### 3.7. Discos Protoplanetarios

Los discos circumestelares se detectan por su distribución espectral de energía o SED (por sus siglas en ingles Spectral Energy Distribution), en el cual el disco proporciona flujos adicionales a los esperados en la fotosfera estelar en el rango infrarrojo del espectro electromagnético, esto es conocido como exceso en el infrarrojo.

El análisis de la distribución del exceso de flujo infrarrojo en longitud de onda no solo permite detectar discos protoplanetarios, sino que además podemos caracterizar diferentes tipos de discos, tal es el caso de discos primigenios y de segunda generación (Discos de escombros). La figura (11) muestra los flujos esperados en la fotosfera estelar y los flujos adicionales producto del exceso en el infrarrojo de los dos tipo de discos mencionados previamente.

Nótese que los discos de segunda generación (ver sección 3.7.2) contribuyen mucho menos al exceso infrarrojo que los discos primigenios (ver sección 3.7.1). Sin embargo, durante su evolución los discos pueden mostrar una gran gamma de distribuciones de energía debido a los procesos disipativos que tienen lugar en el disco.

#### 3.7.1. Discos Primigenios

En la formación de una estrella, ésta experimenta distintas etapas antes de alcanzar su estabilidad para llegar a lo que se denomina la secuencia principal. La formación de una

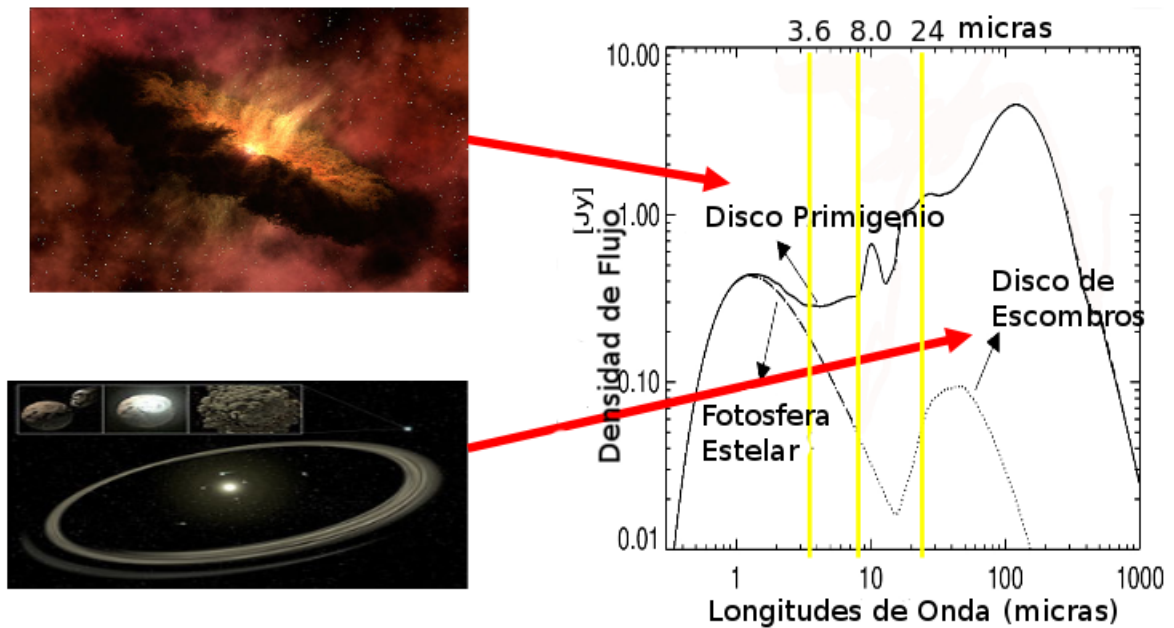


Figura 11: *Distribución Espectral de Energía del sistema estrella-disco*

estrella comienza cuando una nube interestelar de gas (principalmente hidrógeno molecular) y polvo se fragmenta alcanzando condiciones críticas de tamaño, masa o densidad, hasta colapsar dando lugar a regiones más densas y formando una protoestrella en su centro. El material exterior, obligado a conservar el momento angular del sistema no cae directamente sobre el cuerpo central sino que es sustentado por la fuerza centrípeta asociada a su rotación haciendo que se forme un disco alrededor del objeto central, éste proporciona material a la estrella mediante columnas de acreción, mientras que el material exterior se difunde lentamente hacia distancias mayores [10].

El disco primigenio de gas y polvo evoluciona disipando material y concentrándolo a la zona media del disco donde se forman granos y bloques cada vez más grandes. Luego los sólidos ya formados comienzan a colisionar generando polvo de segunda generación. Finalmente, el disco protoplanetario de segunda generación evoluciona a un nuevo sistema planetario.

La fase de colapso puede durar unos 100.000 años y los discos primigenios formados pueden durar de 1 a 10 millones de años (escala de tiempo típica de 5 Myr). Estas fases son una fracción muy reducida de la vida total de la estrella, pero de importancia crucial tanto para la estrella como para la posible formación de planetas alrededor de la misma. [13], [14]

### 3.7.2. Discos de Segunda Generación

Los discos de segunda generación o *discos de escombros* se han encontrado en estrellas relativamente viejas localizadas en la secuencia principal. Estos discos representan una fase intermedia entre el disco protoplanetario primigenio y la configuración final de un sistema planetario [10], [15]. Una evidencia sustancial de discos de escombros alrededor de estrellas re-

lativamente viejas, es la estrella  $\beta$ Pictoris con unos 15 Myr y la estrella Vega con 300 Myr [10].

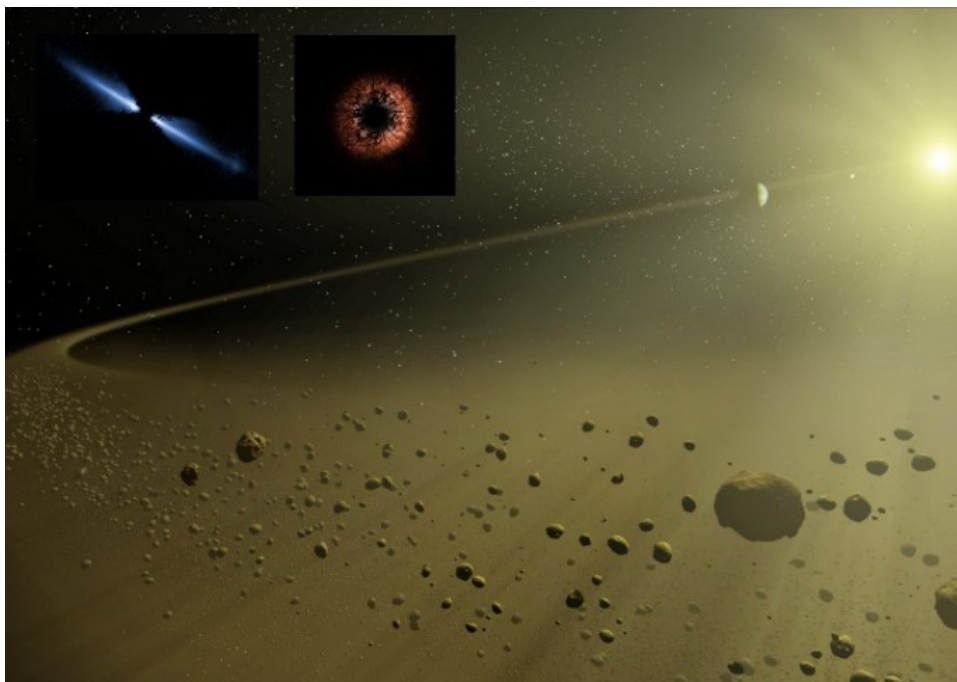


Figura 12: *Imagen Artística de discos de escombros.*

*Arriba a la izquierda, imagen real de discos de escombros, vista de canto, de AU Microscopii. Arriba a la derecha, imagen real, de HD107146. Ambas son imágenes vistas por el Telescopio Espacial Hubble, NASA.*

Los discos de escombros pueden formarse a partir de fuertes colisiones destructivas entre planetesimales, productos naturales de la formación planetaria y capaces de producir una gran cantidad de polvo. Estos tipos de discos son observados tanto en estrellas jóvenes de unos pocos millones de años hasta estrellas de la secuencia principal relativamente viejas de unos miles de millones de años.

Los modelos de evolución de sólidos en el disco establecen que cerca de 10 Maños se forman cuerpos relativamente grandes (1000-2000km) los cuales afectan gravitacionalmente a sus vecinos más pequeños creando colisiones en cascada y así una considerable cantidad de polvo de segunda generación [16] [17]. El cúmulo *NGC 2169* se encuentra en la fase evolutiva en donde es esperado este fenómeno.



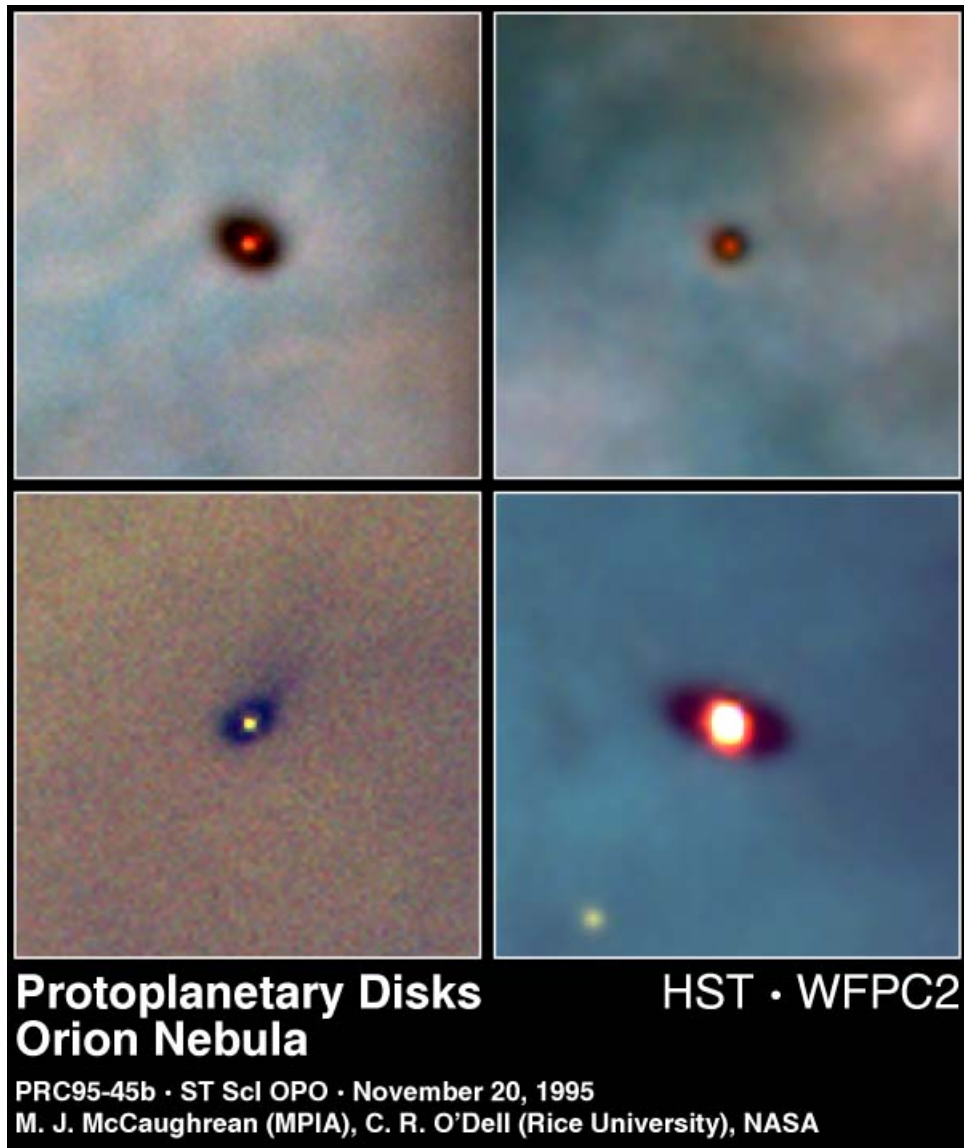


Figura 13: *Discos Protoplanetarios encontrados en la Nebulosa de Orión.*

## 4. Observaciones

### 4.1. Two Micron All Sky Survey ó 2MASS

Como catálogo principal de fuentes a estudiar en *NGC 2169* usaremos el catálogo 2MASS, el cual recopila la exploración de todo el cielo en las bandas del infrarrojo cercano, J ( $1.235\mu\text{m}$ ), H ( $1.662\mu\text{m}$ ) y K ( $2.159\mu\text{m}$ ). El límite de completitud es de  $J=15.8$  mag, el cual, usando los modelos de SF00 (sección 6), corresponde a una estrella de 0.1 masa solar de 11 Maños a una distancia de 982pc (valores de edad y distancia facilitados por R. D. Jeffries, colaborador de este proyecto). Es de notar que 2MASS incluye estrellas más débiles que  $J=15.8$  mag las cuales se extiende más allá del límite subestelar, sin embargo la completitud del trabajo se hace menor al estudiar estrellas más débiles que este valor.

### 4.2. Fotometría Óptica

La fotometría óptica del cúmulo *NGC 2169* fue obtenida bajo el proyecto “Disk evolution in star forming regions” I.P.: Dr. Nuria Calvet (Universidad de Michigan, USA), en el Observatorio MDM, Kitt Peak, Arizona, con el Telescopio Hiltner de 2.4m, el instrumento OSMOS (por sus siglas en ingles Ohio State Multi-Object Spectrograph) y la cámara OSU 4k compuesta por 4 detectores CCD’s (por sus siglas en ingles Charge Couple Device).

Esta fotometría consiste en imágenes de cuatro campos alrededor del *NGC 2169*, utilizando filtros Johnson-Cousin (UVRI), tomadas con tiempos de exposición cortos ( $U=15\text{s}$  y  $VRI=5\text{s}$ ) y largos ( $U=90\text{s}$  y  $VRI=60\text{s}$ ). Cabe señalar que a pesar de que *NGC 2169* es relativamente pequeño y que se podría obtener la fotometría con un solo campo, se tomaron imágenes en cuatro campos con el fin de obtener una mayor cobertura de los alrededores de *NGC 2169*.

De igual forma se tomaron imágenes de campos Landolts con el fin de obtener los parámetros de calibración fotométrica de la noche.

La obtención de las imágenes producen señales que contaminan la información recibida de los objetos celestes, para eliminar esta información contaminante se realizó un proceso de reducción de las imágenes usando las tareas de IRAF (por sus siglas en ingles Image Reduction and Analysis Facility). Luego de este proceso se realizó la calibración fotométrica y se obtuvo un catálogo con las magnitudes en el sistema fotométrico Johnson-Cousin. Estos procesos son descritos en el Apéndice A (9).

Se obtuvo fotometría óptica de 5434 fuentes del catálogo 2MASS las cuales tienen magnitudes entre  $V=11\text{mag}$  y  $22\text{mag}$  con un error menor que  $0.1\text{mag}$ , y colores fotométricos ópticos con su respectivo error (UV, VR, VI). La fotometría de las estrellas más brillantes que  $V < 11\text{mag}$  se encuentran saturadas en nuestras imágenes, por lo que se tomaron las magnitudes y colores de 12 estrellas reportadas por Hohle y col. [5]. Ellos utilizan fotometría CCD en el sistema fotométrico Johnson-Cousin, como la empleada en la presente investigación.

Adicionalmente, se obtuvieron del catálogo UCAC3 los movimientos propios (mpRA y mpDEC) de 703 estrellas en la región de *NGC 2169*. Esto nos permitirá realizar estudios cinemáticos de nuestra muestra.

### 4.3. Fotometría Infrarroja

La fotometría del infrarrojo cercano (NIR, por sus siglas en inglés near-infrared) y mediano infrarrojo del cúmulo *NGC2169* fue tomada bajo el programa GO#50675 del proyecto “Disk census in *NGC2169*: the final phase of primordial disk” I.P.: Dr. Jesús Hernández (Centro de Investigaciones de Astronomía “Francisco J. Duarte”, CIDA).

Las imágenes fueron obtenidas usando las 4 bandas (3.6, 4.5, 5.8 y  $8.0\mu\text{m}$ ) de IRAC [18] y 1 banda ( $24\mu\text{m}$ ) de MIPS [18] a bordo del Telescopio Espacial Spitzer. El proceso de reducción de las imágenes infrarrojas fue realizado por Rob Gutermuth y Jame Muzerolle ambos colaboradores del proyecto “Disk census in *NGC2169*: the final phase of primordial disk”.

La fotometría IRAC y MIPS fue obtenida utilizando las tareas de IRAF. Luego se calibró la fotometría MIPS usando un script realizado por James Muzerolle basado en tareas del paquete astronómico escrito en el lenguaje IDL (por sus siglas en inglés Interactive Data Language). Se detectaron 3500, 3460, 3470 y 3449 fuentes en las bandas 3.6, 4.5, 5.8 y  $8.0\mu\text{m}$  (IRAC) respectivamente y 2176 fuentes en  $24\mu\text{m}$  (MIPS). Se realizó una correlación cruzada entre el catálogo óptico generado en la sección (4.2) y las detecciones en las bandas de Spitzer.

Finalmente el catálogo contiene las coordenadas en el cielo (RAJ2000, DECJ2000), las magnitudes y colores ópticos con sus respectivos errores (V, UV, VR, VI), coordenadas y magnitudes con su respectivo error del catálogo 2MASS (J, H, K), las magnitudes infrarrojas de IRAC (3.4, 4.5, 5.8 y  $8\mu\text{m}$ ) y MIPS ( $24\mu\text{m}$ ) del Telescopio Espacial Spitzer y los movimientos propios (mpRA y mpDEC).

## 5. Selección de Candidatas a Miembros

La selección de las candidatas a miembros del cúmulo *NGC2169* se basó en miembros espectroscópicos de baja masa confirmados por R. D. Jeffries y col. [19], y miembros cinemáticos y fotométricos de alta masa confirmados por Cuffey y McCuskey [6], Hoag [20] y Hohle y col. [5].

A pesar de que existen otros métodos para seleccionar candidatas a miembros de un cúmulo, en esta investigación utilizaremos los métodos antes mencionados ya que son los usados con mayor frecuencia y dan excelentes resultados.

La selección por fotometría para baja masa se realizó mediante elaboración de diagramas color-magnitud ( $V$  vs  $V-I$ , Figura 14 ;  $V$  vs  $V-R$ , Figura 15;  $V$  vs  $V-J$ , Figura 16;  $R$  vs  $R-J$ , Figura 17). El criterio de selección fotométrica está basado en las magnitudes y colores característicos de los miembros confirmados por R. D. Jeffries. Consistió en calcular el promedio de las magnitudes y colores y la desviación estándar ( $\sigma$ ) de los miembros confirmados en rangos de una magnitud a fin de obtener los valores característicos de las estrellas pertenecientes a *NGC 2169*. Se definió una isocrona empírica ajustando un polinomio de segundo grado a las magnitudes y colores característicos en cada diagrama. Luego se obtuvo el promedio de las desviaciones estándar de los colores para obtener la dispersión típica en color en cada diagrama color-magnitud. La región de probables miembros (región de membresía) está definida usando un límite de  $2.5\sigma$  a partir de la isocrona empírica. Los miembros fotométricos más fuertes son aquellas estrellas que caen dentro de las regiones de membresía en los cuatro diagramas color-magnitud. Estas son definidas como candidatas fotométricas.

Debido a que las estrellas más azules se confunden con estrellas no miembros pertenecientes al fondo estelar el proceso de selección para las estrellas más masivas se realizó mediante la elaboración del diagrama punto vector (Figura 18). El criterio de selección está basado en los movimientos propios en ascensión recta ( $\alpha$ ) y declinación ( $\delta$ ) de miembros de alta masa confirmados anteriormente por Cuffey y McCuskey [6], Hoag [20] y Hohle y col. [5]. Este proceso de selección consiste en hacer un ajuste gaussiano en el pico más alto del histograma realizado en  $\mu_\alpha$  y  $\mu_\delta$ , usando los miembros de alta masa seleccionados previamente. A partir de este ajuste tenemos el centro y la desviación estándar ( $\sigma$ ) de las gaussianas. Ya que las estrellas de un mismo grupo comparten propiedades cinemáticas, la región de probables miembros está definida por un límite de  $3\sigma$  alrededor del centro de cada gaussiana.

En la figura 18 el origen del sistema de coordenadas ( $\mu_\alpha=0$ ,  $\mu_\delta=0$ ) se encuentra un poco desplazado, esto se debe a que el catálogo UCAC3 presenta errores sistemáticos [21]. A pesar de estos errores sistemáticos este catálogo se puede usar para seleccionar candidatas a miembros de *NGC 2169* debido a que solo afectan al origen del sistema de coordenadas del diagrama punto vector de movimientos propios.

Partiendo del catálogo original de 5434 fuentes 2MASS con fotometría óptica, la lista final de candidatas a miembros del cúmulo *NGC 2169* consta de 112 candidatas seleccionadas por movimientos propios, 586 candidatas seleccionadas por fotometría de las cuales 19 están tam-

bien seleccionadas por movimientos propios, adicionalmente se agregaron 12 candidatas que son miembros del cúmulo confirmados por Hohle y col. [5], de las cuales 9 también están en la selección por movimientos propios. En total tenemos 682 candidatas a miembro del cúmulo.

En la sección 7 se utiliza esta lista de candidatas para realizar el estudio infrarrojo con el fin de caracterizar discos protoplanetarios. Además las candidatas a miembros, se utilizarán para estudios espectroscópicos en futuras investigaciones con la finalidad de confirmar la membresía al cúmulo *NGC 2169*.

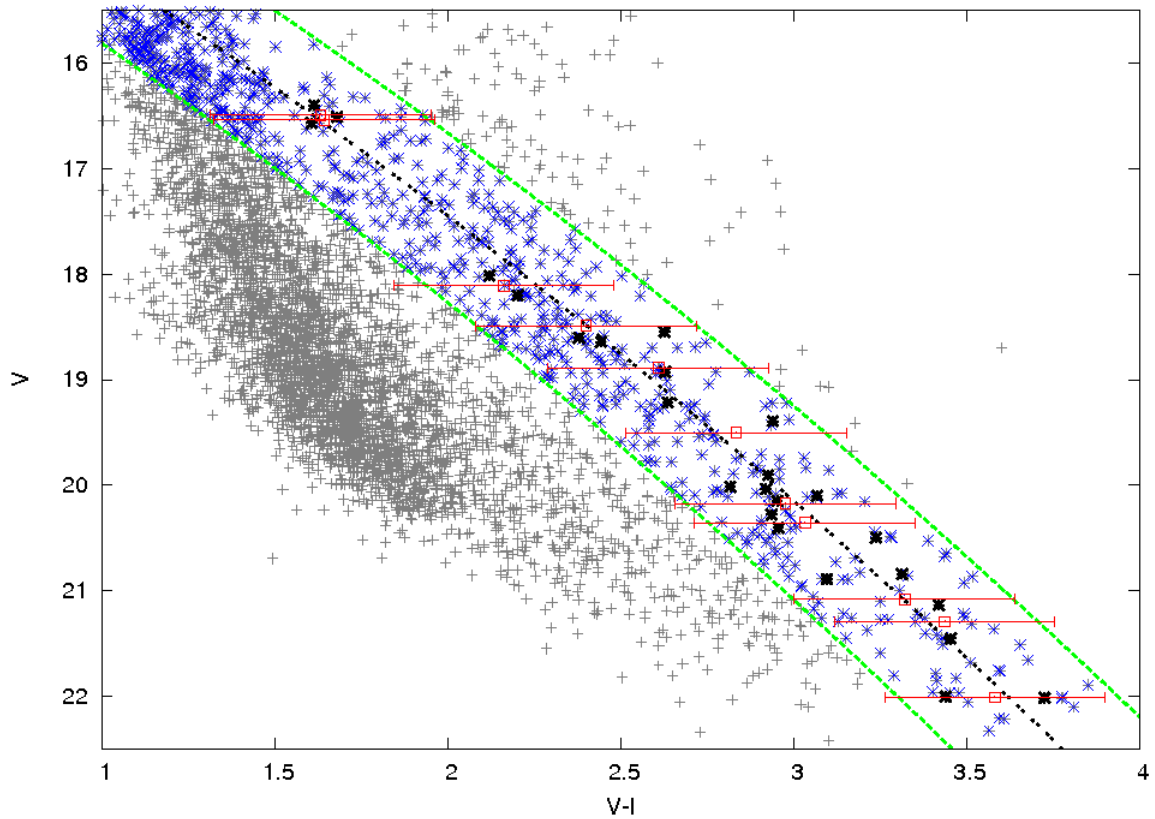


Figura 14: *Diagrama color-magnitud (V vs V-I) para la selección de candidatas fotométricas.*

Las cruces grises representan la fotometría obtenida. Las cruces negras representan los miembros de baja masa reportados por R. D. Jeffries y col [19]. Los cuadros y barras rojas representan el promedio y 2.5 veces la desviación estándar ( $2.5\sigma$ ), respectivamente, de los miembros de Jeffries y col. [19]. La línea punteada negra representa la isocrona empírica del color característico de los miembros del cúmulo. Las líneas punteadas verdes representan los límites de la región de membresía para la selección de las candidatas. Las cruces azules representan las candidatas fotométricas en este diagrama.

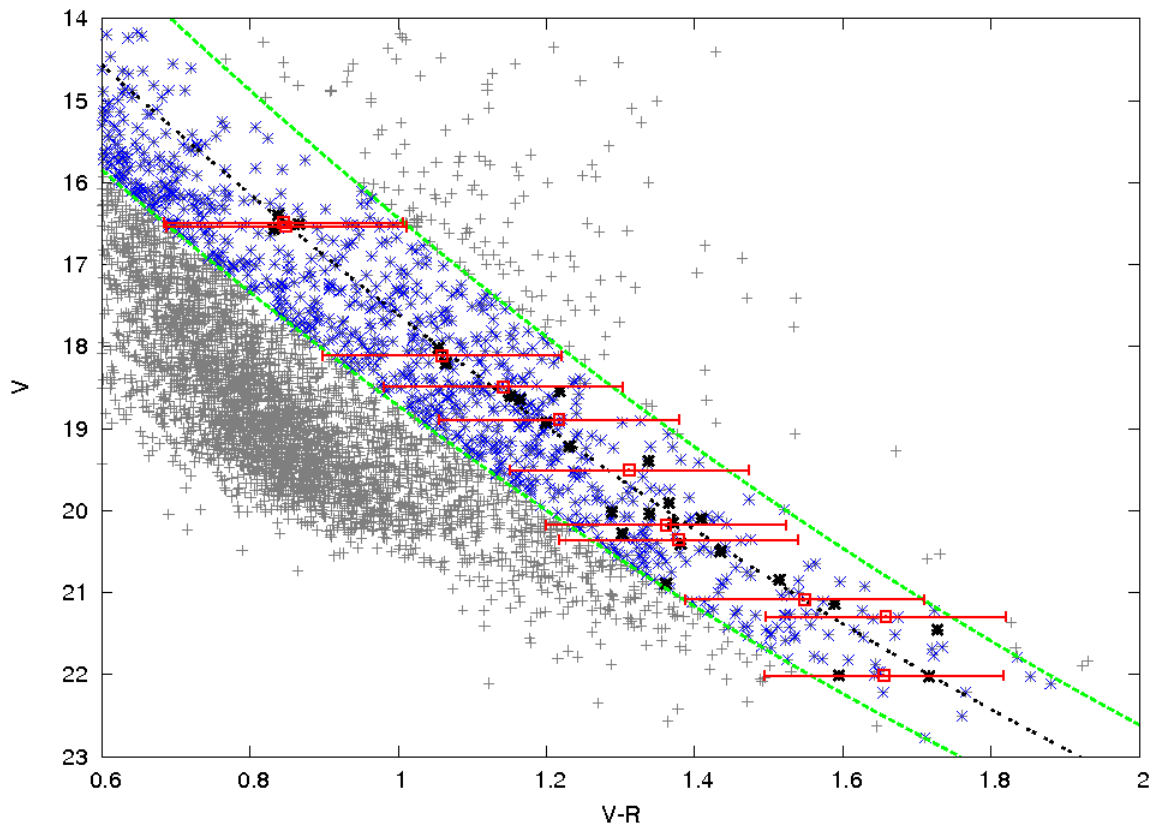


Figura 15: Diagrama color-magnitud ( $V$  vs  $V-R$ ) para la selección de candidatas fotométricas. Símbolos iguales a los usados en la figura 14.

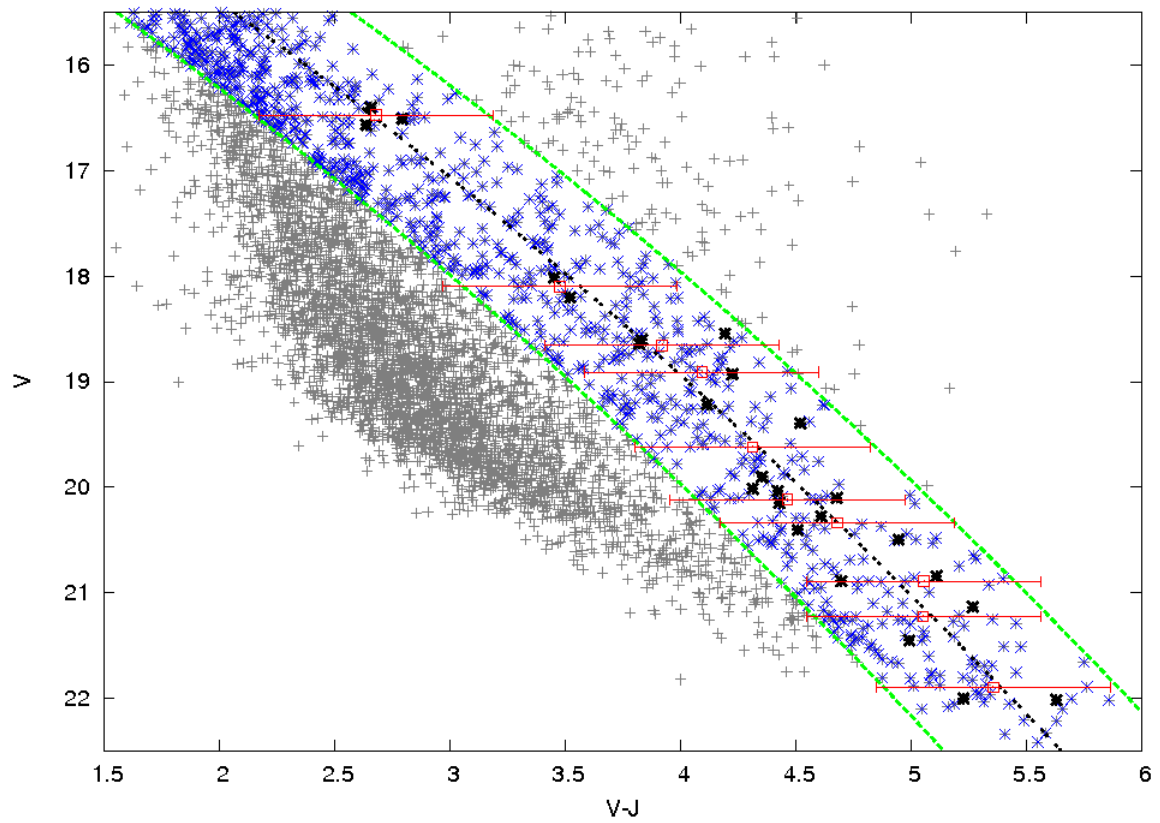


Figura 16: *Diagrama color-magnitud ( $V$  vs  $V-J$ ) para la selección de candidatas fotométricas. Símbolos iguales a los usados en la figura 14.*

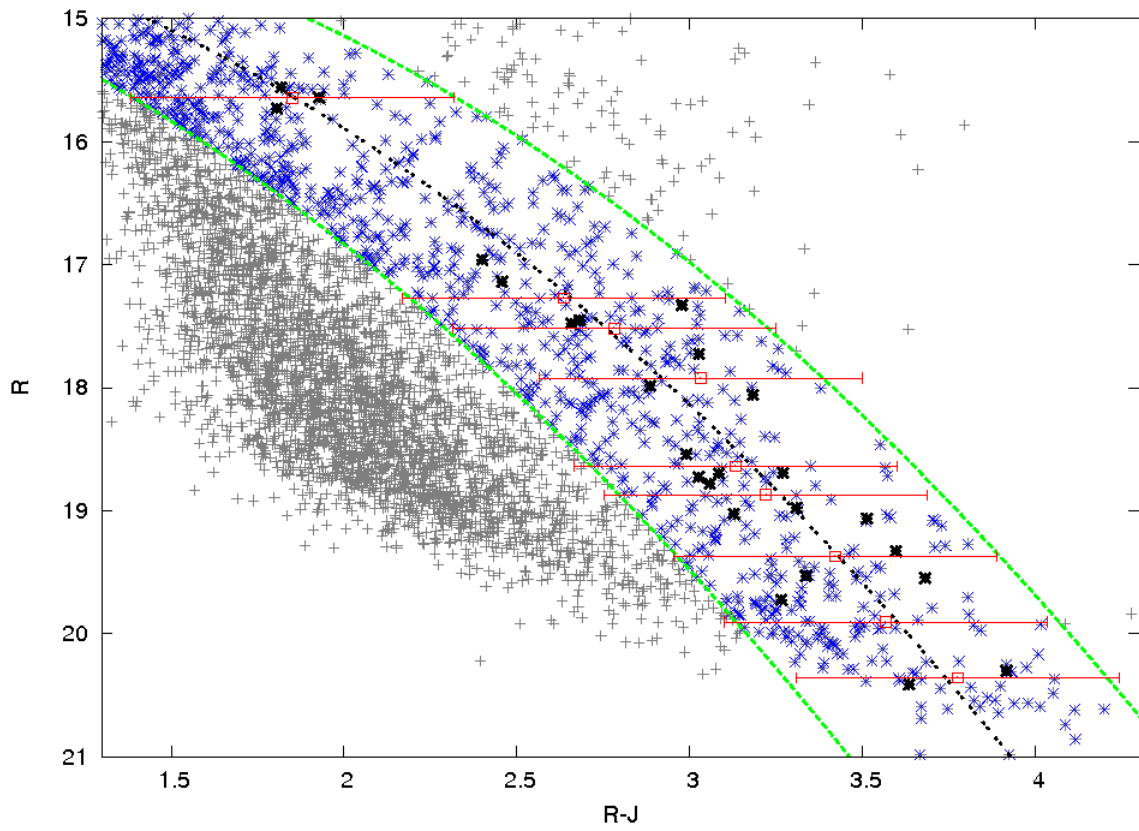


Figura 17: *Diagrama color-magnitud ( $R$  vs  $R-J$ ) para la selección de candidatas fotométricas. Símbolos iguales a los usados en la figura 14.*



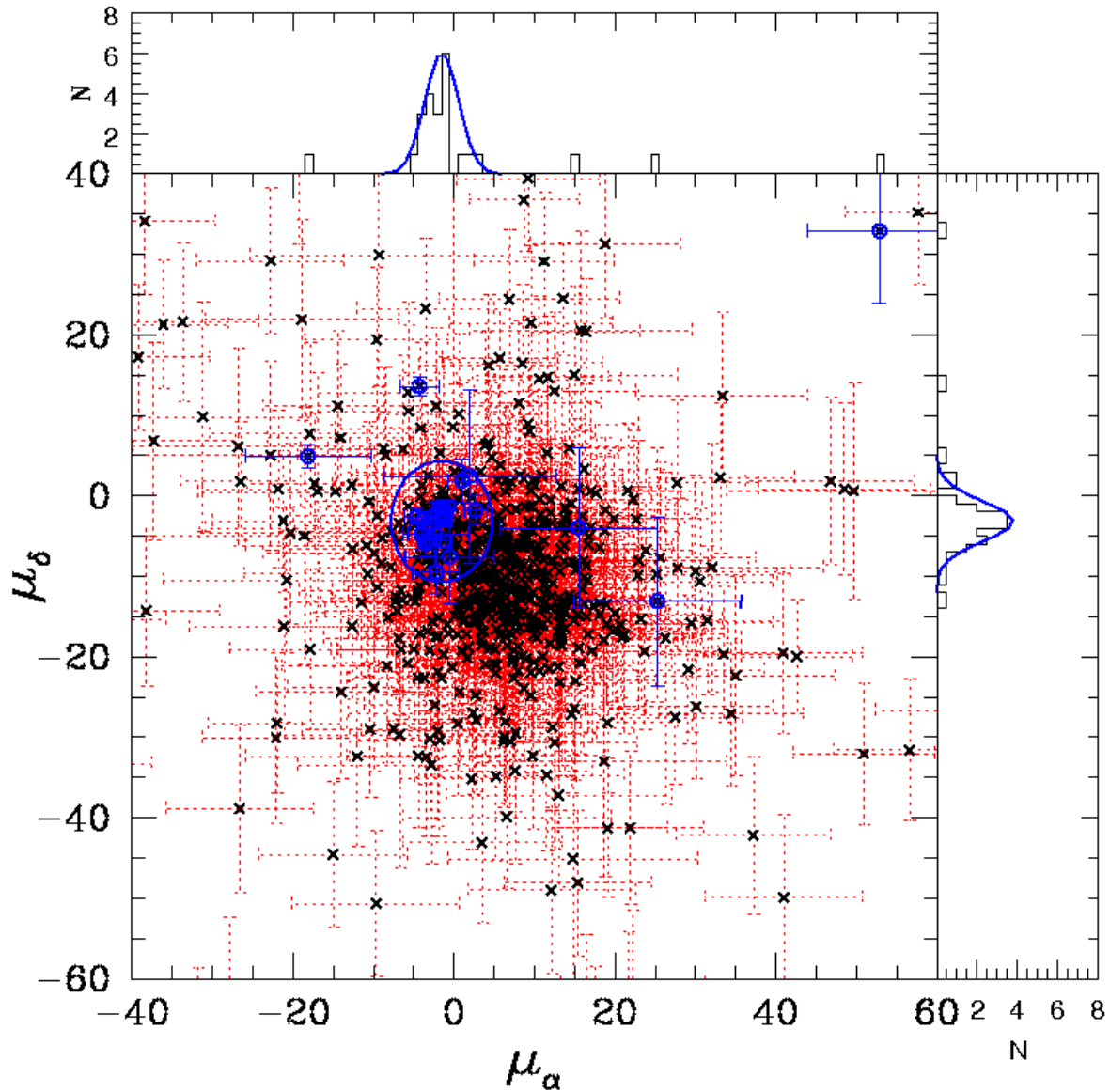


Figura 18: *Diagrama Punto Vector*.

Las cruces negras representan los objetos obtenidos en esta investigación que poseen movimientos propios en UCAC3. Los círculos azules representan los miembros reportados por Cuffey y McCuskey [6], Hoag [20] y Hohle y col [5]. La elipse azul es la región utilizada para la selección de las candidatas por movimientos propios, la cual representa 3 veces la desviación estándar ( $3\sigma$ ) alrededor del centro definido al ajustar gaussianas a la distribución de movimientos propios (panel superior y panel derecho) de miembros previamente reportados.

## 6. Estimación de Distancia y Edad

Estudios previos han documentado que las isocronas pre-secuencia principal, generalmente no se ajustan simultáneamente a los colores y magnitudes en el régimen de alta masa y baja masa. En otras palabras se han encontrado diferencias significativas entre la data fotométrica y las predicciones del modelo al tratar de ajustar un rango completo de masas en estrellas pertenecientes a grupos estelares [22], [23].

Para atacar este problema C. Bell; T. Naylor; R. D. Jeffries y col. [24] realizan un estudio en donde compararán los diferentes modelos evolutivos de estrellas de la pre-secuencia principal con observaciones del cúmulo estelar Pleiades, el cual usan como referencia para ajustar diferencias entre las observaciones y los modelos teóricos. En este estudio ellos demuestran que para objetos jóvenes los modelos evolutivos más eficaces son los modelos evolutivos de L. Siess; E. Dufour y M. Forestini [9] (ver sección 3.6.3) y los modelos evolutivos de I. Baraffe y col. [12] (ver sección 3.6.4), los cuales reproducen con un mayor rango de confiabilidad los parámetros globales de un cúmulo como lo son la distancia y edad. Adicionalmente, ellos también explican que los filtros utilizados para realizar los modelos evolutivos teóricos no son exactamente los mismos que se utilizan para hacer las observaciones y debido a esto es difícil ajustar con certidumbre las edades y distancias.

Tomando en cuenta la metodología que C. Bell y col. [24] emplean en su estudio, R. Jeffries (colaborador de esta investigación) suministró la información del módulo de la distancia y edad (distancia de  $982 \pm 35/-32$  pc y edad de  $11 \pm 5/-2$  Maños). R. Jeffries sincronizó las observaciones a la teoría usando como referencia las Pleiades (comunicación interna). Estos valores de edad y distancia se usan como referencia en este trabajo.

La figura (19) muestra un diagrama color-magnitud V vs. V-I con las isocronas teóricas de L. Siess; E. Dufour y M. Forestini [9] para 10 Maños (la línea morada) y para la edad cero de la secuencia principal o ZAMS (la línea roja), la isocrona teórica de I. Baraffe y col. [12] a una edad de 10 Maños (la línea azul), y la isocrona empírica del agregado estelar 25Ori con una edad característica entre 7 y 10 Maños [25], [26]. Los círculos negros corresponden a todas las candidatas a miembros del cúmulo obtenidas en la presente investigación, los cuadros rojos corresponden a los miembros confirmados anteriormente por R. D. Jeffries y col. [19], los cuadros azules corresponden a los miembros de alta masa confirmados anteriormente por M. M. Hohle y col. [5] y los triángulos verdes corresponden a las candidatas a miembros del cúmulo por medio de movimientos propios. Para realizar un mejor ajuste, a todas las candidatas se le aplicó una corrección dada por el coeficiente de extinción de  $A_V=0.5$  mag, el cual representa una extinción característica de *NGC 2169* [5].

Se observa en la figura que las trazas evolutivas teóricas difieren sustancialmente en diferentes autores y estos no siguen la morfología trazada para los colores de *NGC 2169*. La isocrona de SF00 a 10 Maños cae ligeramente por debajo de las candidatas fotométricas de baja masa. La isocrona de I. Baraffe a 10 Maños solo se ajusta en un rango limitado de masas (V-I entre 1 y 2.5). Para estrellas más rojas que V-I  $\simeq$  2.5 la isocrona de I. Baraffe cae rápidamente probablemente debido a la extinción de polvo [12] o a un tratamiento de opacidades no adecuado en estrellas de muy baja masa [24].

En contraste con las isocronas teóricas tenemos la isocrona empírica de los miembros de 25Ori confirmados espectroscópicamente por presencia de litio, el cual es un indicativo de juventud en estrellas K y M.

La isocrona empírica de 25Ori fue ajustada a magnitudes absolutas usando la ecuación 15 con una distancia de 335pc y una extinción visual de 0.12mag [16]. Luego la isocrona de 25Ori fue ajustada con los valores característicos del cúmulo *NGC 2169*.

El ajuste obtenido con la isocrona empírica concuerda bastante bien con la tendencia general de los colores de *NGC 2169*, lo que se puede inferir que *NGC 2169* es similar al agregado estelar 25Ori (8 Maños).

Debido a que tanto las isocronas teóricas como la isocrona empírica caen ligeramente por debajo de las observaciones de *NGC 2169*, se puede interpretar que: a) *NGC 2169* está ligeramente más cerca que el valor de referencia (982pc) y b) *NGC 2169* es más joven que el valor de referencia (11 Maños).

Finalmente, el censo de discos realizado en la sección 7.1 revela una población de discos protoplanetarios con características similares o inclusive más evolucionados a los discos encontrados en el agregado estelar 25Ori. Esto concuerda con la edad usada como referencia, indicando que las diferencias encontradas entre las isocronas de referencia y las observaciones se pudieran deber a que *NGC 2169* se encuentra ligeramente más cerca que 982pc. Se necesitan trabajos adicionales para confirmar miembros de *NGC 2169* y mejorar las estimaciones de edad y distancia.

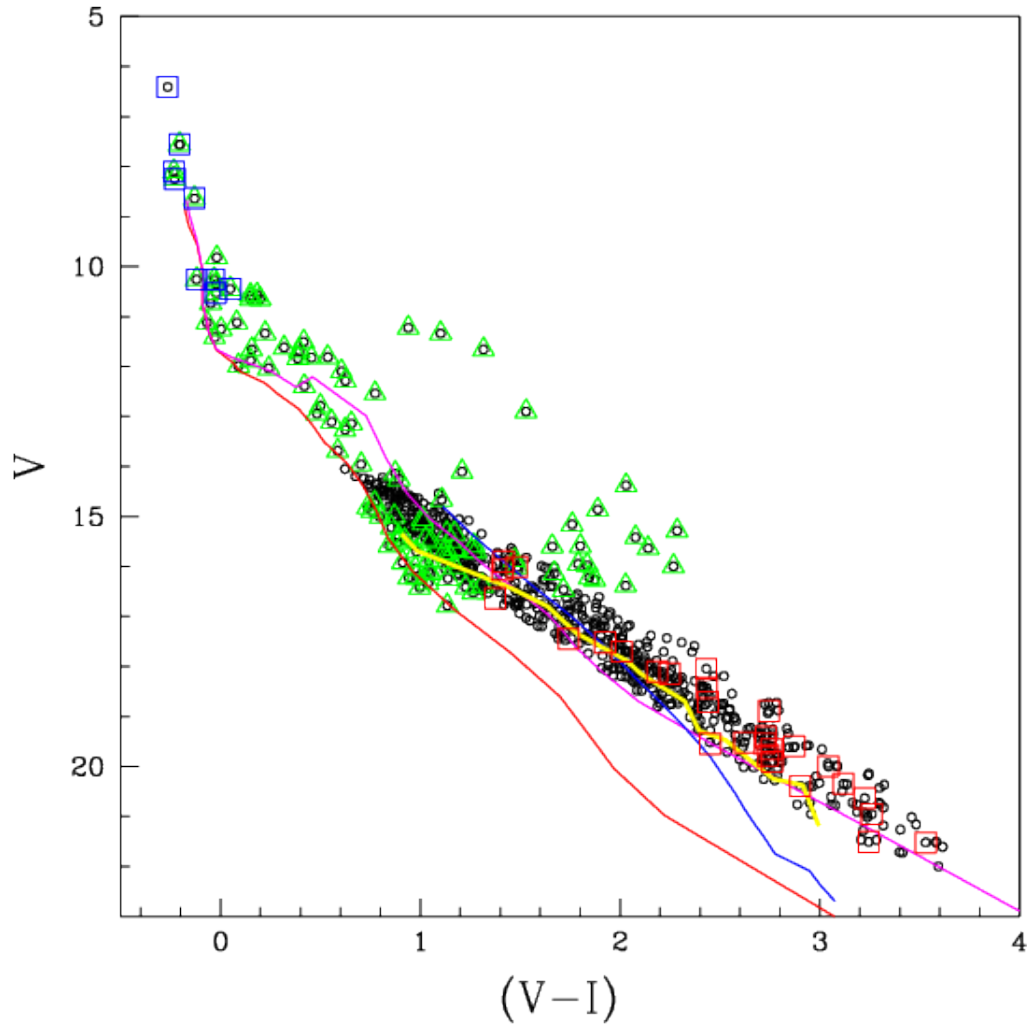


Figura 19: Diagrama color-magnitud para estimar la edad.

Las líneas sólidas roja y morada representan el modelo evolutivo teórico de L. Siess; E. Dufour y M. Forestini [9] para la isocrona de la ZAMS y la isocrona a una edad de 10 Maños, respectivamente. La línea azul representa el modelo evolutivo teórico de I. Baraffe y col. [12] para la isocrona de 10 Maños. La línea amarilla representa la isocrona empírica de los miembros del agregado estelar 25Ori confirmados con espectroscopia ajustada a la distancia de referencia de NGC 2169. Los círculos negros corresponden a las candidatas a miembros del cúmulo obtenidas en esta investigación. Los triángulos verdes corresponden a las candidatas a miembros del cúmulo obtenidos por movimientos propios. Los cuadrados rojos son los miembros de baja masa confirmados anteriormente por R. Jeffries y col. [19]. Los cuadrados azules son los miembros de alta masa confirmados anteriormente por Hohle y col. [5].

## 7. Análisis Infrarrojo

### 7.1. Censo de Discos

El censo en el infrarrojo se basó en el estudio de las candidatas a miembros del cúmulo en las bandas infrarrojas de Spitzer a 3.6, 4.5, 5.8 y 8.0 $\mu\text{m}$  (IRAC) y a 24 $\mu\text{m}$  (MIPS). Se realizaron diagramas color-magnitud y color-color para identificar y caracterizar las estrellas con disco en el cúmulo *NGC 2169*.

La figura (20) muestra la pendiente de la distribución espectral de energía (de ahora en adelante se usará el término SEDslope) del color [3.6]-[8.0] versus la magnitud [8.0]. Definida por:

$$SEDslope = \frac{\log[\lambda_1 F_{\lambda_1}] - \log[\lambda_2 F_{\lambda_2}]}{\log[\lambda_1] - \log[\lambda_2]} \quad (24)$$

donde  $\lambda_1 = 3,6\mu\text{m}$  y  $\lambda_2 = 8,0\mu\text{m}$ .

En la figura (20) la línea roja representa la fotosfera estelar obtenida a partir de la mediana en color determinada en diferentes rangos de magnitud de 8.0 $\mu\text{m}$ . Las líneas rojas punteadas representan el límite ( $3\sigma$ ) de la fotosfera estelar, esta fue calculada por medio de la propagación de los errores fotométricos para el color [3.6]-[8.0]. Las estrellas con exceso de emisión a 8.0 $\mu\text{m}$  se encuentran ubicadas por encima de este límite, incluyendo su barra de error. Los cuadrados y barras de error verde corresponden a las estrellas con exceso de emisión en 8.0 $\mu\text{m}$ , este exceso puede deberse a estrellas con discos primordiales ópticamente gruesos o discos evolucionados que muestran una emisión modesta a 8.0 $\mu\text{m}$  proveniente de la parte interna del disco.

Es de resaltar que estrellas en la región de formación estelar de Tauro (con 1-2 Maños, [27]) exhiben un mayor grado de exceso a 8.0 $\mu\text{m}$ . La población media de discos de Tauro (cuartiles 2 y 3) abarca un rango de valores de SEDslope entre -1.4 y -0.7. Los valores mostrados en la figura (20) para *NGC 2169* muestran discos generalmente más evolucionados con un menor grado de exceso a 8 $\mu\text{m}$  (SEDslope para la población media de discos es de -2.2 a -1.6 aproximadamente).

Comparando la cantidad de excesos infrarrojos a 8.0 $\mu\text{m}$  de la población de discos en *NGC 2169* y los del agregado estelar 25Ori (7-10 Maños <sup>3</sup> [25]) se infiere que *NGC 2169* posee un mayor grado de evolución de discos ya que la población media de discos en 25Ori exhiben mayor exceso general a 8.0 $\mu\text{m}$  (SEDslope de la población media de discos en 25Ori es de -1.9 a -1.3). El panel derecho de la figura (20) muestra la evolución del exceso a 8.0 $\mu\text{m}$  de la población de discos de Tauro (1-2 Maños),  $\sigma$ Ori (3 Maños), 25ori (8 Maños) y *NGC 2169*, evidenciando que este último muestra el mayor grado de evolución.

La figura (21) muestra un diagrama color-color (V-J vs K-24) que permite identificar el exceso en 24 $\mu\text{m}$ . Para conocer el color característico de la fotosfera estelar se graficaron todos los objetos que tienen fotometría en las bandas V, J, K y 24; luego se realiza un ajuste gaussiano a la distribución de colores K-[24], como se muestra en la parte superior del diagrama.

---

<sup>3</sup>A partir de este punto se tomará como referencia 8 Maños, edad característica de este grupo estelar.

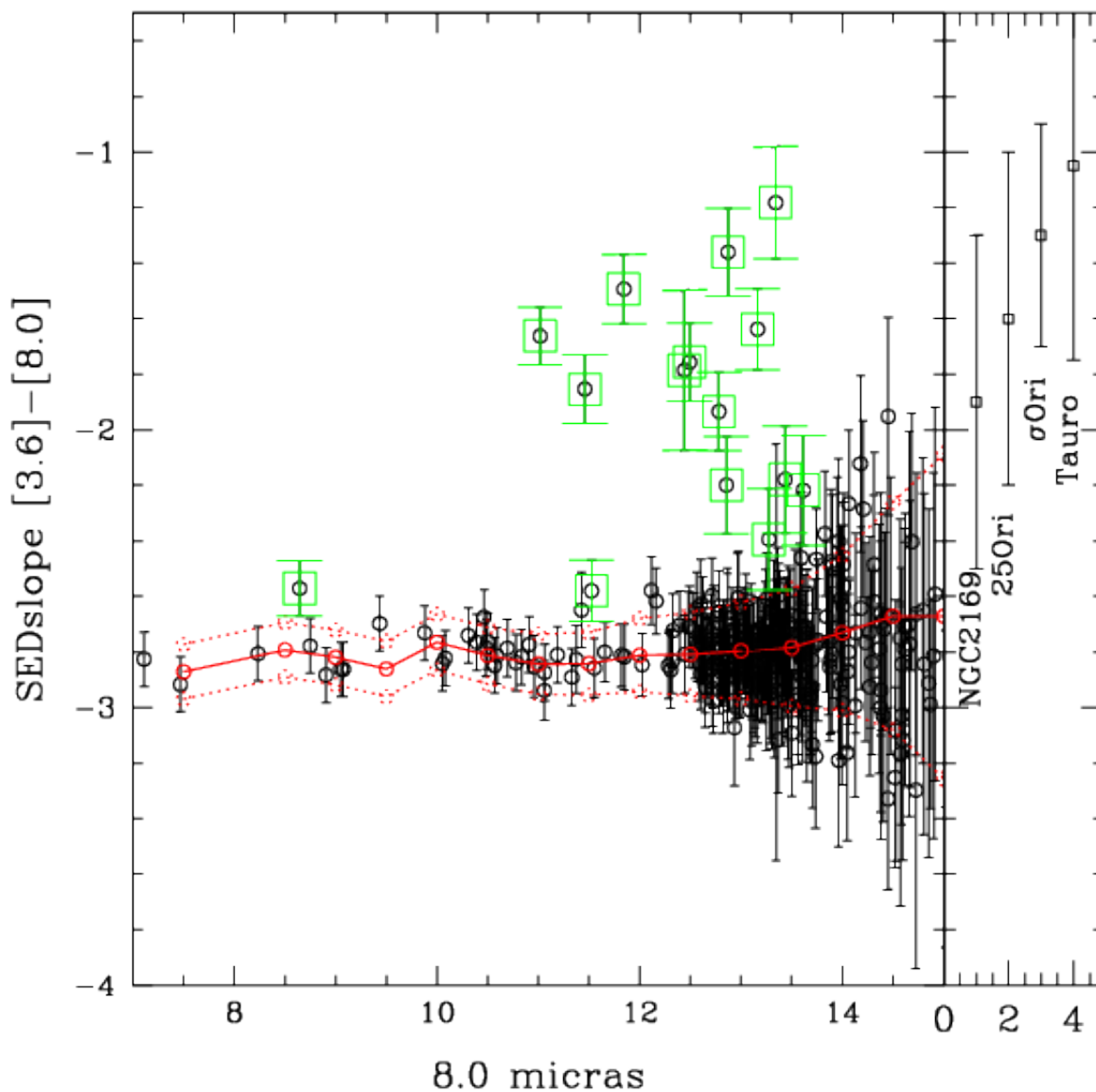


Figura 20: Diagrama color-magnitud ( $SEDslope_{[3.6]-[8.0]}$  vs  $[8.0]$ ) para detectar exceso de emisión en  $8.0\mu m$ .

Los círculos negros representan las candidatas seleccionadas anteriormente. La línea roja representa la mediana del color en rangos de magnitud de estas candidatas. Las líneas rojas punteadas representan los límites de la fotosfera estelar ( $3\sigma$ ). Los cuadrados y barras de error verde representan las candidatas con exceso de emisión en  $8.0\mu m$ . El panel derecho muestra la evolución de excesos a  $8.0\mu m$  de diferentes poblaciones representados por el rango abarcado por el cuartil 2 y 3 (50%) de la población de discos en Tauro (1-2 Maños),  $\sigma$  Ori (3 Maños), 250 Ori (8 Maños) y NGC 2169 (11 Maños).

Este ajuste indica que el color característico de la fotosfera es de 0.20 (centro de la gaussiana) con una desviación estándar de  $\sigma=0.15$ . Las líneas punteadas azules muestran los límites de la fotosfera estelar los cuales representan  $3\sigma$ . Los círculos rojos sin relleno representan las candidatas a miembros del cúmulo seleccionadas por fotometría. Los círculos rojos rellenos representan los miembros del cúmulo reportados por R. D. Jeffries y col. [19]. Los triángulos verdes representan las candidatas a miembros del cúmulo seleccionadas por movimientos propios. Los cuadros azules son los miembros reportados por M. M. Hohle y col. [5]. Las estrellas que tienen un color  $K-24 > 0.6$  son determinadas como estrellas con exceso de emisión en  $24\mu\text{m}$ . En la figura (21) se aprecia que las estrellas tempranas (B,A,F, V-J<1), poseen una modesta emisión a  $24\mu\text{m}$  consistente con la presencia de un disco de escombros o de segunda generación los cuales tienen poca o ninguna emisión en las bandas IRAC [16], [17].

Para confirmar que los excesos obtenidos fueran realmente de un objeto estelar, se realizó una revisión de las imágenes en todas las bandas estudiadas para cada objeto con exceso. En este proceso se identificaron objetos con contaminación de campo. Estos se muestran a continuación:

✓ *L1-1134 (1)*: Estrella muy débil, indistinguible del fondo de cielo en 4.5, 5.8 y  $24\mu\text{m}$ . Adicionalmente no tiene exceso en 3.6 y  $8.0\mu\text{m}$ . El exceso detectado a  $24\mu\text{m}$  probablemente sean fluctuaciones en el fondo de cielo. [28]

✓ *L2-1407 (2)*: Estrella contaminada por otra estrella cercana muy brillante, debido a esto su exceso en  $24\mu\text{m}$  es incierto.

✓ *L3-1420 (3)*: Estrella en el borde de la imagen, su exceso en  $24\mu\text{m}$  es incierto.

✓ *L4-160 (4)*: No es una estrella, en la imagen a  $24\mu\text{m}$  se observa un objeto extendido (galaxia).

Todos los demás objetos con exceso no presentan ningún tipo de contaminación que afecte su fotometría, por lo cual se realizó la SED de cada uno de ellos para determinar el tipo de disco. El tipo espectral mostrado en la SED corresponde al límite más tardío de la estrella y es calculado interpolando el color V-J observado al color intrínseco de la tabla de S. J. Kenyon & L. Hartmann [11]. Es decir, debido al enrojecimiento la estrella puede tener un tipo espectral más temprano que el mostrado.

En la caracterización de las SED's se distinguen dos grupos:

- Discos en estrellas de masa intermedia. Tipos espectrales (BAF). La figura (22) muestra las SED's de las 6 estrellas de masa intermedia con exceso a  $24\mu\text{m}$ . En cada panel se muestra el correspondiente flujo fotosférico para cada tipo espectral (línea punteada roja), el cual fue obtenido de los colores estándares reportados en la tabla de S. J. Kenyon & L. Hartmann [11]. El rango de excesos a  $24\mu\text{m}$  de este grupo es similar al encontrado en candidatas a estrellas con discos de segunda generación localizados en otros grupos estelares con edades similares [16].

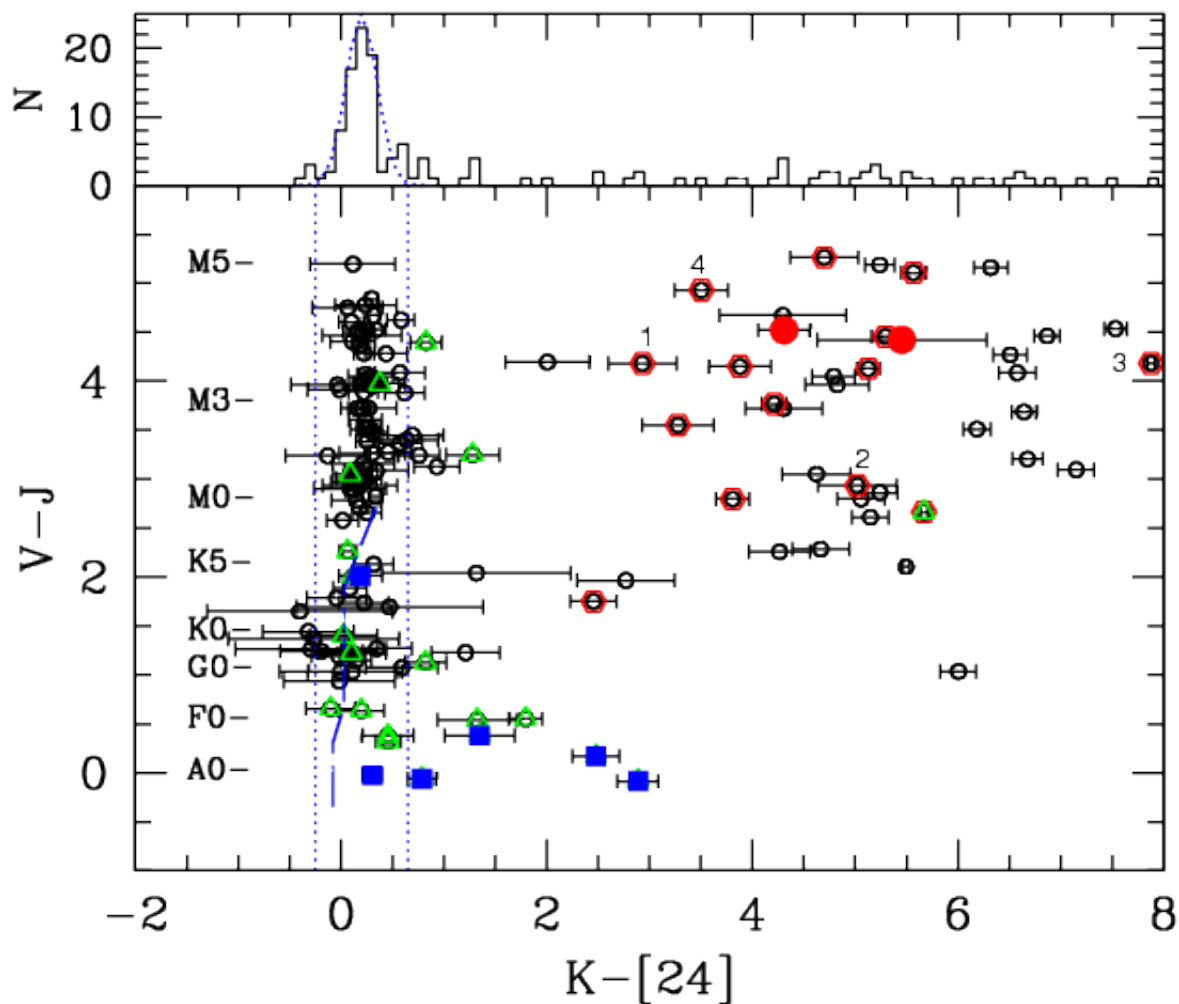


Figura 21: Diagrama color-color ( $V-J$  vs  $K-24$ ) para detectar exceso de emisión en  $24\mu\text{m}$ . Las líneas punteadas azules muestran los límites de la fotosfera estelar. Los círculos rojos sin relleno representan las candidatas a miembros del cúmulo seleccionadas por fotometría. Los círculos rojos rellenos representan los miembros del cúmulo reportados por R. D. Jeffries y col [19]. Los triángulos verdes representan las candidatas a miembros del cúmulo seleccionadas por movimientos propios. Los cuadros azules son los miembros reportados por M. M. Hohle y col [5].



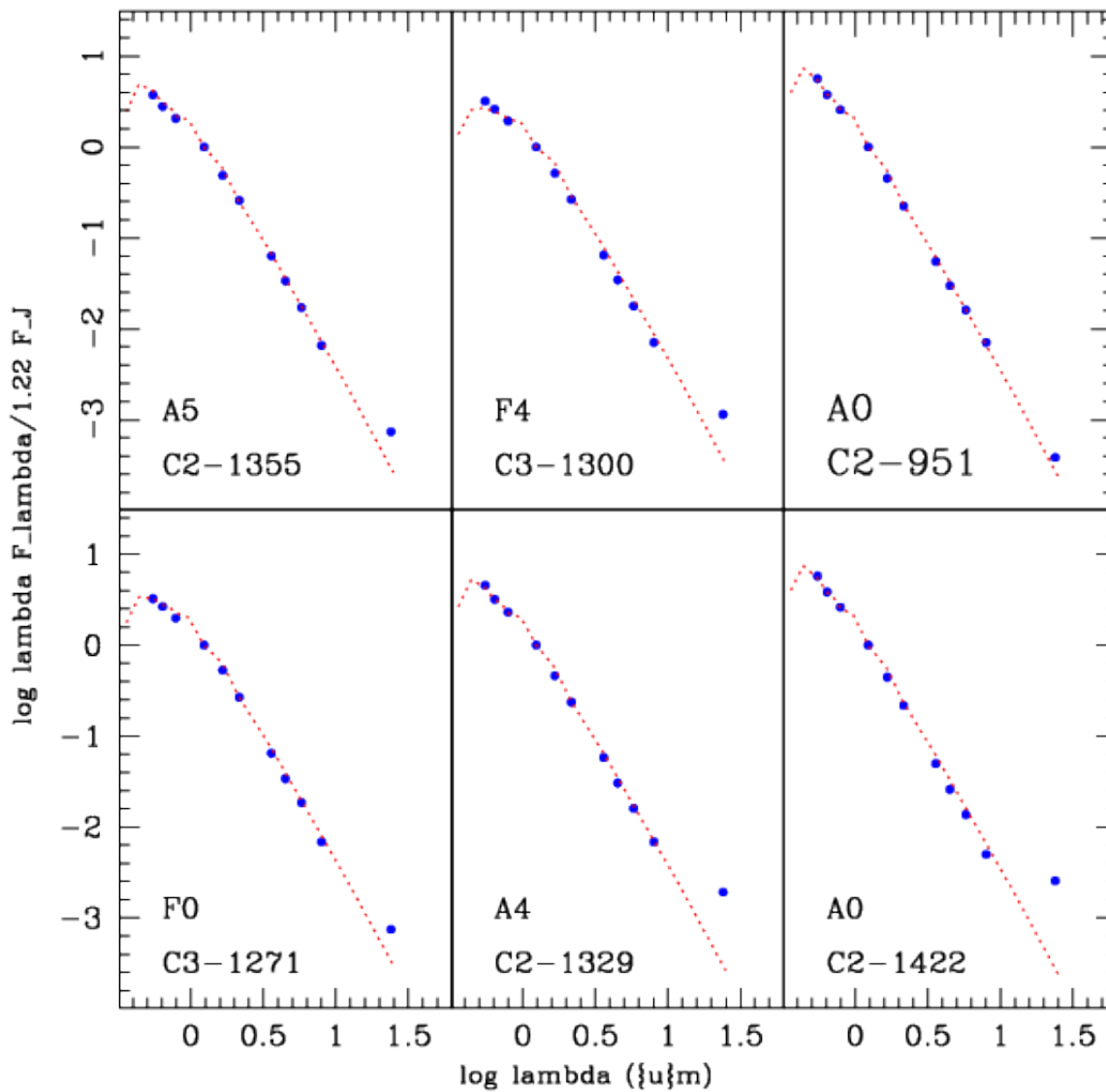


Figura 22: *Distribución Espectral de Energía en estrellas de masa intermedia.* La línea punteada roja muestra el flujo fotosférico estándar para cada estrella según su tipo espectral. Los puntos azules representan el flujo obtenido en cada banda fotométrica.

- Discos en estrellas de baja masa. Tipos Espectrales (K y M). Las figuras (23) y (24) muestran las SED's de 13 estrellas de baja masa con exceso a  $24\mu\text{m}$ . En cada panel se muestra el correspondiente flujo fotosférico para cada tipo espectral (línea punteada roja), el cual fue obtenido de los colores estándares reportados en la tabla de S. J. Kenyon & L. Hartmann [11]. La línea negra con barras de errores, corresponde a la mediana de estrellas con discos ópticamente gruesos encontrados en Tauro (1-2 Maños) definida por E. Furlan y col. [29].

En general, los excesos observados están por debajo de la mediana de Tauro indicando discos relativamente evolucionados, es decir, discos que se encuentran en una fase intermedia entre el disco primordial ópticamente grueso y el disco de escombros, en donde el material se haya más compacto en el plano del disco. En las figuras (23) y (24) se pueden observar estrellas con un exceso modesto en las bandas de IRAC, indicando algún tipo de evolución del disco interno, y un exceso a  $24\mu\text{m}$  comparable al observado en los discos ópticamente gruesos y poco evolucionados en Tauro (*L1-324*, *L3-1470*, *L2-1450*, *L1-326*). Estos discos pudieran ser candidatas a estrellas con un “disco en transición”, en la cual la parte interna del disco se ha aclarado de material probablemente debido a los efectos de marea producidos por la presencia de un planeta gigante cerca de la estrella [30].

Otros discos como *C1-294*, *L3-198* y *L2-1186* exhiben poco exceso infrarrojo en todas las bandas IR indicando discos evolucionados más homogéneamente, en donde existe una mayor concentración de material en el plano medio del disco, lugar donde se formarían planetas. Este tipo de discos se conocen como discos evolucionados [31] ó discos homogéneamente agotados [32].

La figura (25) muestra las SED's de 6 estrellas de baja masa con exceso a  $8.0\mu\text{m}$ . En cada panel se muestra el correspondiente flujo fotosférico para cada tipo espectral, el cual fue obtenido de los colores estándares para un tipo espectral específico reportado en la tabla de S. J. Kenyon & L. Hartmann [11]. Estas estrellas no tienen fotometría a  $24\mu\text{m}$  por lo cual no se puede realizar una mejor caracterización de los excesos observados. El objeto *L3-1323* es la única estrella que muestra exceso en 3 bandas de IRAC, las demás estrellas exhiben un exceso solo en la banda de  $8.0\mu\text{m}$ .

## 7.2. Comparación con otras poblaciones estelares jóvenes

Estudios recientes indican que la evolución de discos ocurre más rápido al ser la estrella más masiva [31] [17], es por esto que se espera que los discos de segunda generación emerjan más rápido en estrellas de masa intermedia que en estrellas de baja masa. Adicionalmente, estrellas de masa intermedia termalizan más su entorno (disco de polvo) en comparación con su contraparte de baja masa, es decir, que es más fácil detectar discos de escombros en estrellas más masivas que poco masivas.

Asumiendo que las estrellas de la figura (22) efectivamente son discos de segunda generación, podemos comparar esta muestra con poblaciones de discos de segunda generación en otros grupos estelares jóvenes.

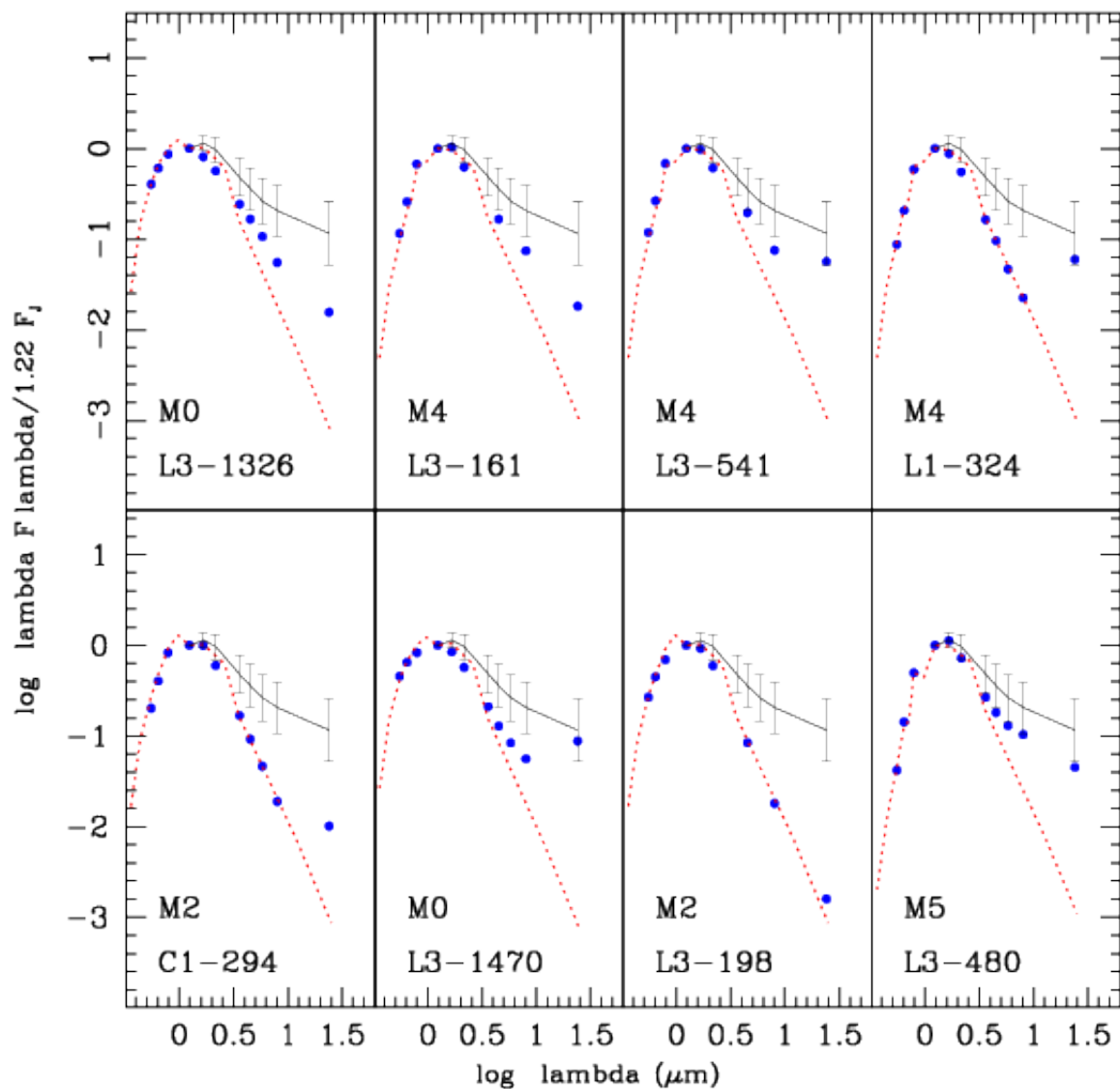


Figura 23: *Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa.*

La línea punteada roja muestra el flujo fotosférico estándar para cada estrella según su tipo espectral. Los puntos azules representan el flujo obtenido en cada banda fotométrica. La línea negra con sus barras de errores corresponde a la media de Tauro de estrellas con discos ópticamente gruesos.

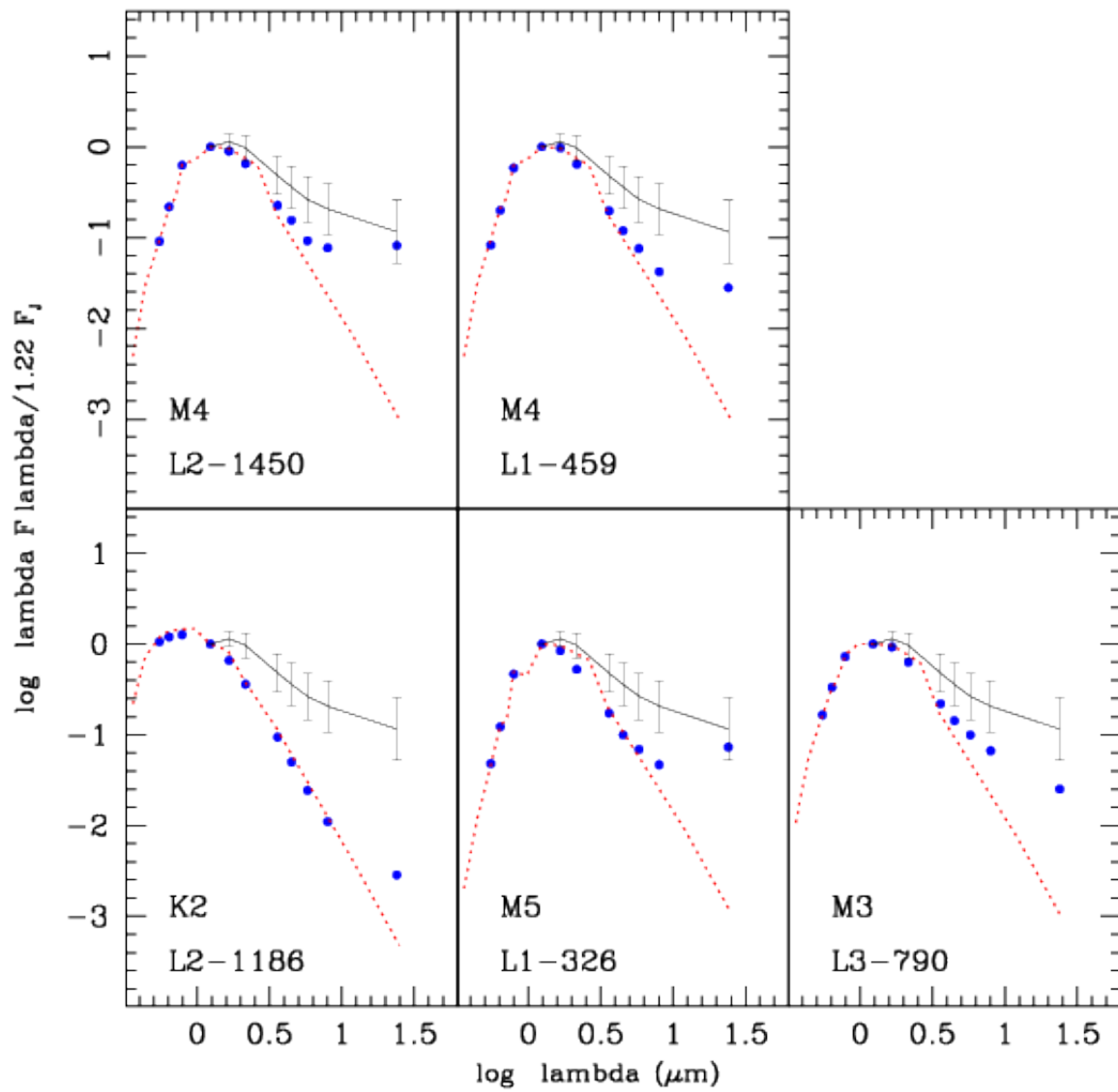


Figura 24: *Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa. Símbolos iguales a los usados en la figura 23.*

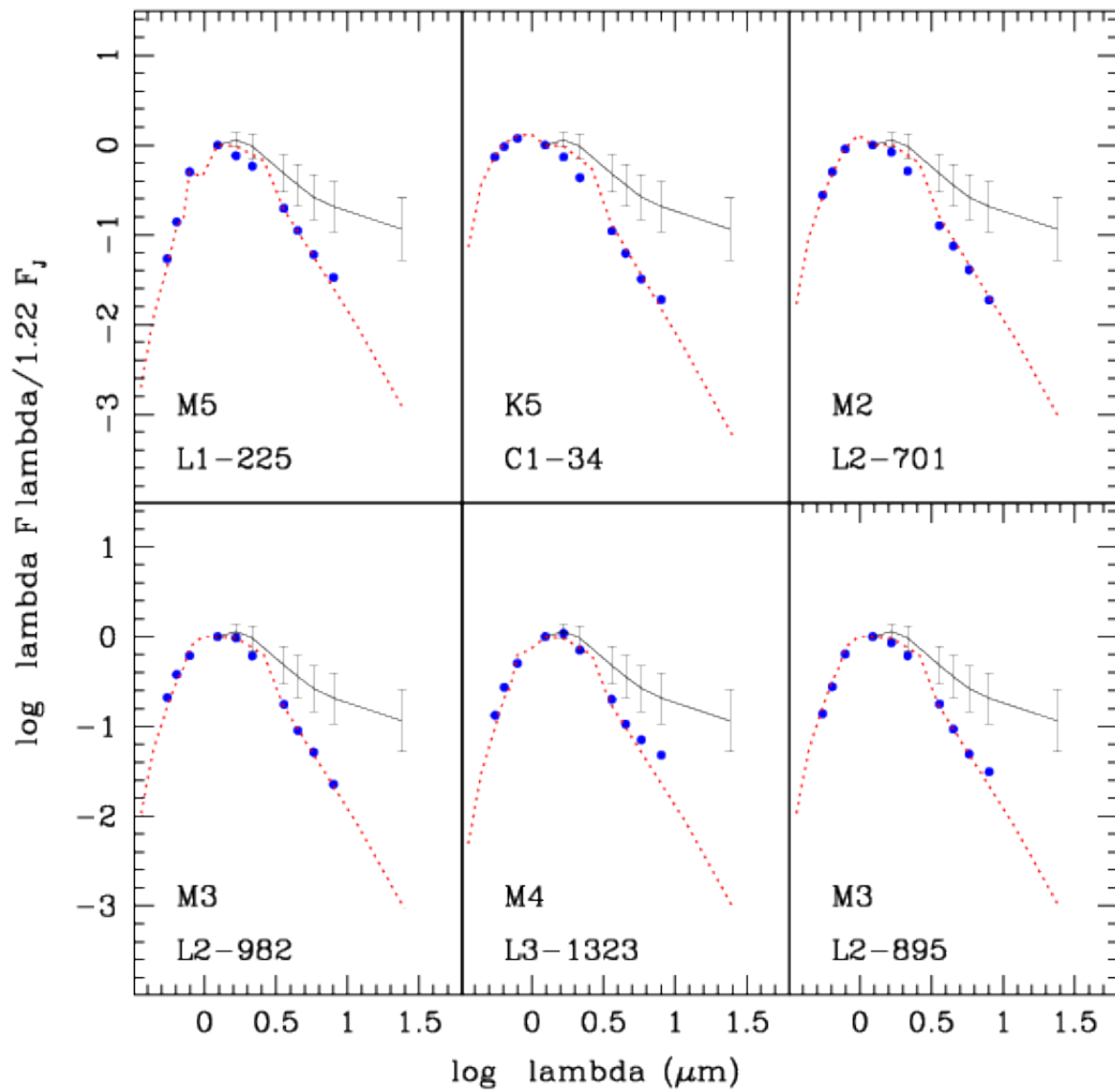


Figura 25: *Distribución Espectral de Energía en estrellas de baja masa. Símbolos iguales a los usados en la figura 23.*

La figura (26) muestra el exceso a  $24\mu\text{m}$  según la edad. Este exceso es calculado como la razón entre el flujo observado a  $24\mu\text{m}$  y la fotosfera estelar ( $E_{24}=10^{((K-[24]-0.2)/2.5)}$ ). Para esta ecuación se utilizó el color K-[24] de las estrellas de la figura (22), en donde el valor 0.20 representa el centro de la gaussiana ajustada en la figura (21).

La proporción de exceso obtenido para el cúmulo *NGC 2169* concuerda con el modelo de evolución de polvo de S. J. Kenyon y B. Bromley [33] [34], que predice que para  $\sim 10$  Maños en estrellas de masa intermedia debe existir formación de cuerpos tipo asteroides de  $\sim 1000$  a  $2000\text{Km}$  en su disco protoplanetario, los cuales afectan gravitacionalmente a los objetos más pequeños, originando grandes cantidades de colisiones y dando como resultado el polvo de segunda generación detectado a  $24\mu\text{m}$ . La luminosidad de los discos de escombros decae exponencialmente con la edad, debido a que la cantidad de objetos pequeños disminuye y el producto de las colisiones se van eliminando por la presión de radiación de la estrella.

Similar a lo observado en el agregado estelar 25Ori a 8 Maños no solo se observan discos de segunda generación en la estrellas de masa intermedia sino además se observan en estrellas de baja masa excesos infrarrojos debido a discos primordiales. La figura (27) muestra la fracción de estrellas con discos primordiales como función de la edad, descrita por J. Hernández y col. [35]. Esta fracción es calculada usando el número de miembros confirmados por R. D. Jeffries y col. [19] que en nuestra fotometría presentan exceso y esta dada por la siguiente ecuación:

$$F = \frac{N_e}{N_m} * 100 \% \quad (25)$$

$$eF = \frac{\sqrt{N_e}}{N_m} * 100 \% \quad (26)$$

por R. D. Jeffries. En donde el error en la fracción de discos se calculó asumiendo una distribución Poissoniana de errores. La fracción de disco calculada para *NGC 2169* es de  $5.5\% \pm 4\%$ , la cual corresponde lo esperado para la edad nominal del cúmulo.

La figura (27) muestra que la fracción de disco decrete a medida que aumenta la edad, la escala de tiempo en la cual el disco primordial se disipa es de  $\sim 5$  Maños. *NGC 2169* posee una fracción de discos similar a 25Ori (8 Maños) y al cúmulo estelar *NGC 7160* (11 Maños).

Comparando las propiedades globales de la población de discos con el agregado estelar 25Ori, el cual, esta mejor caracterizado por C. Briceño [26], con una edad estimada de 8 Maños, podemos inferir lo siguiente:

a) La cantidad y rango de exceso a  $24\mu\text{m}$  de la población de discos de escombros en estos dos grupos estelares son similares (ver figura 26).

b) La fracción de discos primordiales en estrellas de baja masa encontrados en *NGC 2169* es marginalmente menor al encontrado en 25Ori (ver figura 27).

c) El rango de exceso a  $8.0\mu\text{m}$  detectado en *NGC 2169* es estadísticamente menor al encontrado en 25Ori. Lo que implica una mayor evolución en la parte interna de la población de discos de *NGC 2169*.

Estos argumentos indican que *NGC 2169* es de una edad similar o inclusive mas viejo que la edad encontrada para el agregado estelar 25Ori, el cual tiene una edad característica de 8 Maños. Esto concuerda con la edad de referencia de  $11 \pm 5/-2$  Maños.

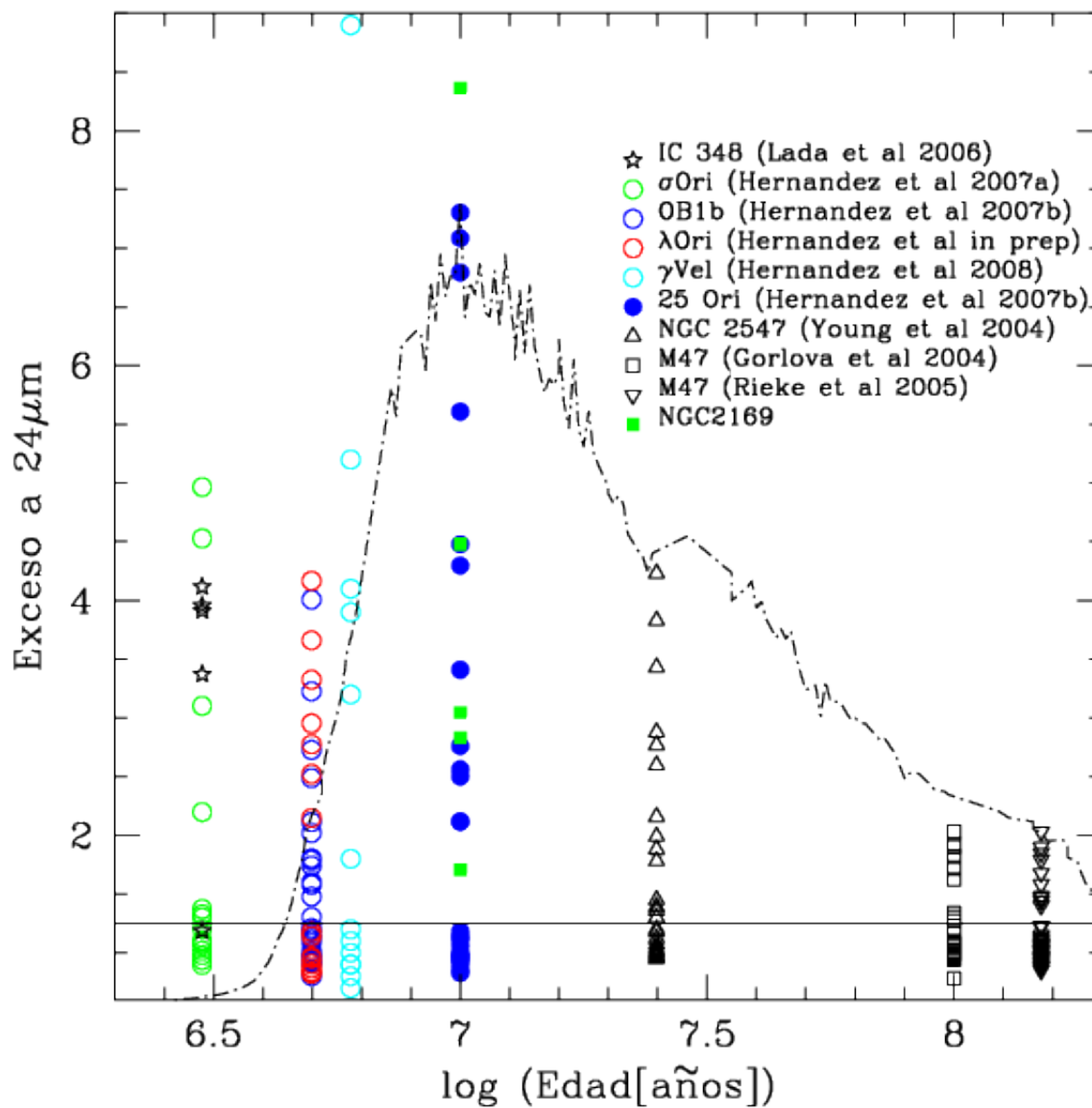


Figura 26: *Exceso a 24μm versus el logaritmo de la edad.*

La línea punteada representa el modelo de evolución de polvo de S. J. Kenyon y B. Bromley [33]. El exceso en NGC 2169 está representado por los cuadros rellenos verdes. Los demás grupos estelares están representados por los símbolos que están descritos en la leyenda del gráfico.



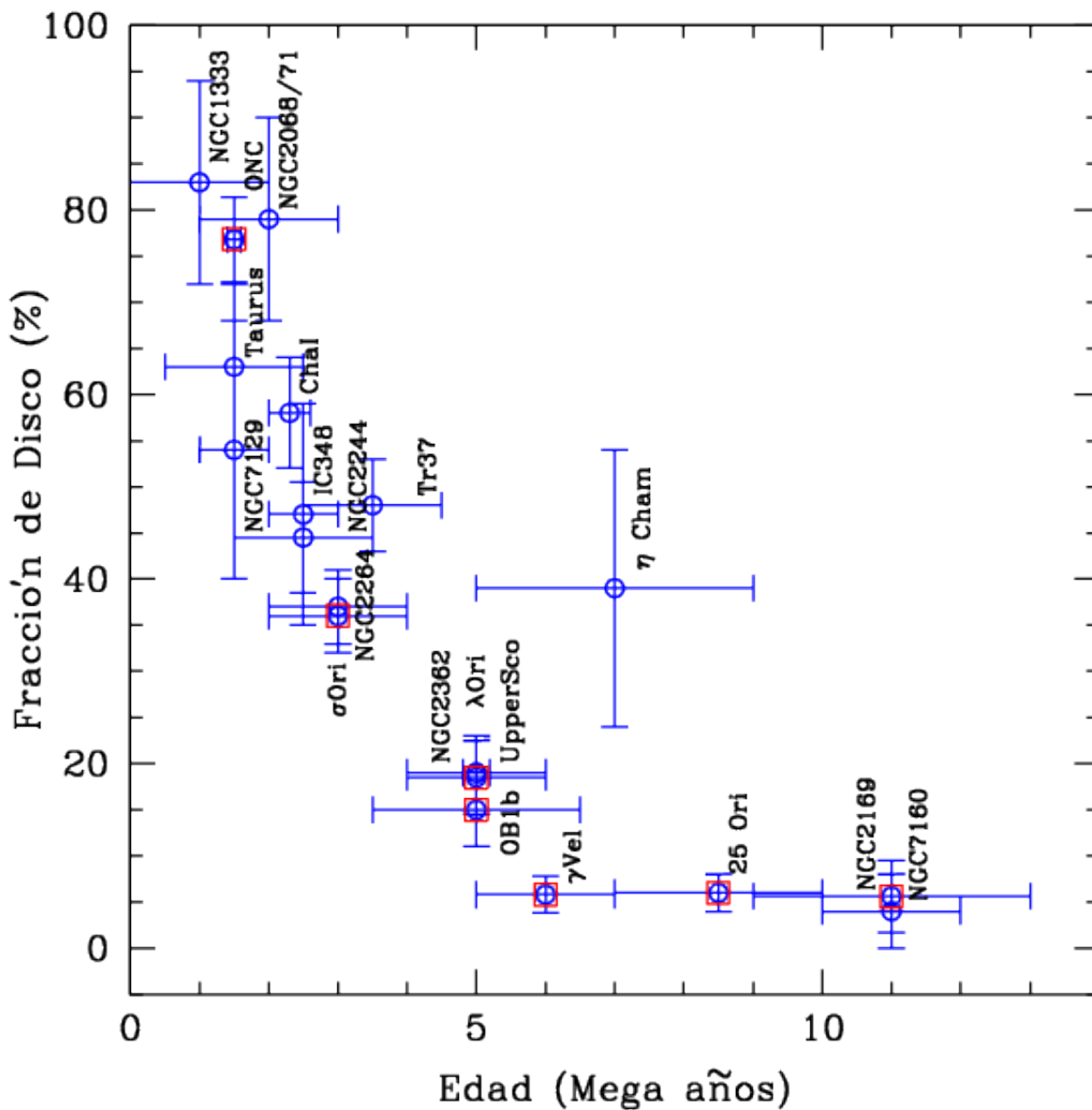


Figura 27: *Fracción de estrellas con discos de emisión en las bandas infrarrojas de Spitzer en función de la edad de los grupos estelares.*

## 8. Conclusiones

Combinando la data del catálogo 2MASS con observaciones ópticas obtenidas en el Observatorio MDM, observaciones infrarrojas de IRAC y MIPS abordo del Telescopio Espacial Spitzer y la data del catálogo UCAC3 de movimientos propios, logramos caracterizar la población estelar del cúmulo *NGC 2169* y realizar el primer censo completo de discos protoplanetarios en candidatas a miembros del cúmulo, teniendo como resultado lo siguiente:

✓ Catálogo general, que contiene la data de los catálogos 2MASS y UCAC3, fotometría óptica y fotometría infrarroja, de la región de *NGC 2169*.

✓ Conociendo el color característico de los miembros confirmados por otros autores, se realizó una selección de candidatas a miembros del cúmulo, teniendo en total 682 estrellas, las cuales serán objeto de estudio en una investigación futura, en donde se confirmen su membresía por medio de técnicas espectroscópicas.

✓ Utilizando como referencia los datos suministrados por el colaborador R. D. Jeffries (distancia  $982 \pm 35/-32$ pc y edad  $11 \pm 5/-2$ Maños) y empleando los modelos evolutivos de SF00 [9], I. Baraffe y col. [12] y la isocrona empírica del agregado estelar 25Ori, se realizó un estudio de la distancia y una edad del cúmulo *NGC 2169*.

✓ Utilizando las magnitudes infrarrojas del catálogo 2MASS y de Spitzer, se realizó el primer censo de discos en el cúmulo *NGC 2169* en un rango completo de masas estelares, obteniendo en total 25 candidatas a miembros del cúmulo que presentan discos protoplanetarios, los cuales según su SED's, 6 de ellos son discos de polvo de segunda generación, es decir, discos donde hay formación de cuerpos tipos asteroides y grandes cascadas de colisiones. De las 19 estrellas de baja masa en donde se detectaron excesos infrarrojos, 6 de ellas no muestran información en  $24\mu\text{m}$  lo que dificulta su caracterización, 4 muestran discos en transición en donde el disco se caracteriza por un hueco interno probablemente disipado por un planeta, y los restantes 9 muestran discos consistentes con una evolución más homogénea, en donde el material se encuentra más concentrado en el plano medio del disco.

✓ Realizando una comparación con el agregado estelar 25Ori, la cual está mejor caracterizada, *NGC 2169* presenta un rango de exceso a  $24\mu\text{m}$  similar a 25Ori, la fracción de discos primordiales encontrados en *NGC 2169* es ligeramente menor a 25Ori y el rango de exceso a  $8.0\mu\text{m}$  son estadísticamente menor a 25Ori; por lo que se puede afirmar que el cúmulo *NGC 2169* es de una edad similar o un poco más viejo que 25Ori. Tomando en cuenta estos argumentos podemos decir que la edad de referencia para *NGC 2169* usando modelos evolutivos y diagramas color-magnitud concuerda con el estado evolutivo estimado para su población de discos protoplanetarios, aunque probablemente se localice a una distancia ligeramente menor que la usada en este trabajo (982pc). Se requieren mejores trazas evolutivas y un mayor número de miembros confirmados para obtener una respuesta más confiable.

## 9. Apéndice A

### Reducción y Calibración de la fotometría

Un **CCD** (Charge Couple Device) es un detector bidimensional de estado sólido basado en la acumulación de electrones generados por efecto fotoeléctrico (producto de los fotones emitidos por las estrellas) en un espacio llamado *pixel*, (ver figura 28), siendo éste una trampa electro-estática formada por 3 electrodos que almacenan los foto-electrones producidos. Los pixeles están ubicados por filas. Las filas están unidas mediante una región semiconductor dopada de carga negativa, evitando la transferencia de foto-electrones entre las diferentes filas.

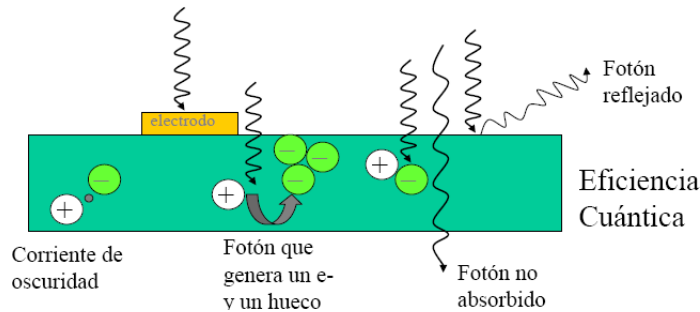


Figura 28: *Esquemmatización del funcionamiento de un CCD.*

La lectura de los CCD's se realiza variando los voltajes del trío de foto-electrones de los pixeles de manera que los electrones se mueven al canal de lectura una columna a la vez (ver figura 29). De forma similar el canal de lectura mueve los electrones al amplificador donde se transforman a unidades digitales (ADU) un pixel a la vez, dando origen a la imagen digital.

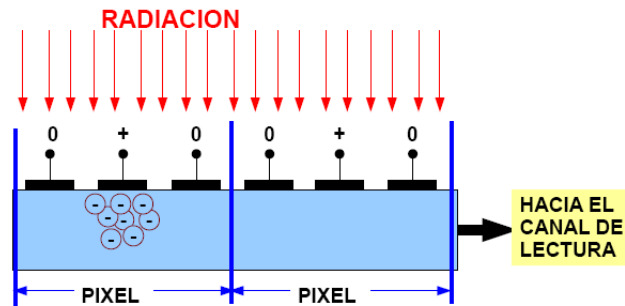


Figura 29: *Esquemmatización de la estructura de un CCD.*

Esta imagen digital no solo contiene los electrones que son producto del efecto fotoeléctrico de los fotones recibidos desde los objetos celestes, también ruidos. Entre estos tenemos los ocasionados por la generación espontánea de electrones térmicos. Para corregir este ruido se

toma una imagen sin señal externa, con tiempo de exposición igual al tiempo de exposición de las imágenes a observar, esto se realiza con el fin de obtener un registro de los electrones térmicos generados por unidad de tiempo, a esta imagen se le llama **DARKS**, y es denominada por la letra *D*.

En nuestro caso no planteamos corrección por DARKS ya que los detectores con los cuales se realizaron las imágenes están suficientemente enfriados para no producir corriente térmica significativa en los tiempos de exposición manejados para este proyecto (< 5 minutos). También se toman imágenes sin señal externa, con tiempo de exposición cero para obtener ruidos aleatorios generados por la transferencia de carga, por los circuitos y amplificadores en cada pixel, a esta imagen se le llama **BIAS**, y es denominada por la letra *B*.

Además todos los pixeles no tienen la misma sensibilidad, para corregir esto, se realiza una imagen con una pantalla plana uniformemente iluminada a manera de obtener la respuesta de cada pixel a esta señal, y así tener un mapa de sensibilidad del CCD, a esta imagen se le llama **FLATS**, y es denominada con la letra *F*.

Una vez obtenidas todas estas imágenes se procede a realizar la reducción, para esto se utiliza el software llamado **IRAF** (por sus siglas en inglés Image Reduction and Analysis Facility) [18], el proceso de reducción consiste en:

- Combinar BIAS, para crear un *BIAS Maestro*. La combinación de los BIAS se realiza con la tarea zerocombine de IRAF, esta realiza un promedio de todas las imágenes BIAS, pixel a pixel. (ej. pixel 1 de la imagen 1 con el pixel 1 de la imagen 2, y así con todas las imágenes y todos los pixeles). La corrección por DARKS, los cuales no usaremos en este trabajo, se realiza de igual manera que los BIAS.
- Hacer una revisión de la región de overscan, esta es una región en donde se almacena un nivel cero propio de la electrónica del CCD.
- Restar overscan y BIAS Maestro a la imagen cruda.
- Combinar los FLATS corregidos por Overscan y BIAS para crear un SuperFLATS, luego dividir por el SuperFLATS las imágenes de interés científico. La combinación de los FLATS se realiza con la tarea flatcombine de forma similar a los BIAS, pero usando la mediana o moda como la función estadística de la combinación.

$$\text{Imagen Corregida} = \frac{\text{ImagenCruda} - (\text{Overscan} + \text{BIAS})}{\text{FLAT} - (\text{Overscan} + \text{BIAS})} \quad (27)$$

Una vez corregida las imágenes se realiza la astrometría a las mismas. Este proceso consiste en la comparación entre un observable y un parámetro estándar.

La astrometría se realiza con el fin de relacionar las coordenadas  $x,y$  (en pixeles) de una imagen del cielo a las coordenadas en el cielo usadas para identificar los objetos catalogados

(ascensión recta y declinación); también para saber a donde observar para encontrar un objeto identificado, o para calcular los movimientos de los planetas, satélites, asteroides o cometas.

Para la astrometría se utiliza el programa WCSTools (por sus siglas en inglés World Coordinate System) [36], el cual es un paquete de programas y una biblioteca de subrutinas de utilidad para la creación y el uso de los sistemas de coordenadas (SCU) en los encabezados de las imágenes astronómicas. Los formatos más comunes de estas imágenes son FITS e imh IRAF. Este paquete relaciona los píxeles de la imagen a coordenadas celestes. Este software está escrito en lenguaje de programación C, por lo que se puede compilar y ejecutar en cualquier computadora con un compilador de C.

Una vez terminada la reducción y la astrometría de las imágenes, se procede a realizar la calibración fotométrica, con el fin de convertir las magnitudes de brillo instrumentales (propias del instrumento) a un sistema estandar, lo que implica que además de poder comparar con otras medidas tomadas con otros instrumentos, podemos obtener el brillo en magnitudes físicas.

Existen diversas formas de obtener la fotometría, en este proyecto de investigación se utilizará la fotometría de apertura que consiste en obtener la magnitud instrumental de la estrella a partir del registro de cuentas (representativo al brillo celeste) dentro de una apertura de cierto radio. El proceso de obtención de las magnitudes instrumentales esta dado por:

- Sumar las cuentas (ADUs) de los píxeles correspondientes a dicha estrella, estos se encuentra ubicados en un círculo que se denomina apertura fotométrica, y es centrado dentro de la estrella.
- Luego se debe restar las cuentas de los píxeles correspondientes al cielo alrededor de la estrella, estos píxeles se encuentra dentro de un anillo centrado en la estrella.

Este proceso se realiza con el software IRAF [18] cuya finalidad es:

- Crear un catálogo de magnitudes y colores instrumentales de todas las estrellas en *NGC 2169* y las estrellas estándares de los campos landolts, los cuales se encuentran en el sistema fotométrico de Johson-Cousin [37]. Ya que, se conocen las magnitudes reales de los campos Landolts, se compara con las magnitudes instrumentales y se obtienen los parámetros de calibración fotométrica de la noche para los cuales se requiere la solución del siguiente sistema de ecuaciones:

$$mU = (U - V) + U_1 + U_2 * X_u + U_3(U - V) \quad (28)$$

$$mV = V + V_1 + V_2 * X_v + V_3(VI) \quad (29)$$

$$mR = V - VR + r_1 + r_2 * X_R + R3(V - R) \quad (30)$$

$$mI = V - VI + i_1 + i_2 * X_I + i_3(V - I) \quad (31)$$

donde  $m_U$ ,  $m_V$ ,  $m_R$  y  $m_I$  son las magnitudes instrumentales medidas con una masa de aire  $X_u$ ,  $X_v$ ,  $X_R$  y  $X_I$ , respectivamente.  $V$ ,  $UV$ ,  $VR$  y  $VI$  son las magnitudes y colores catalogados en el sistema Johnson- Cousin. Los parámetros de ajuste  $U_1$ ,  $U_2$ ,  $U_3$ ,  $V_1$ ,  $V_2$ ,  $V_3$ ,  $r_1$ ,  $r_2$ ,  $r_3$ ,  $i_1$ ,  $i_2$ ,  $i_3$  se obtienen usando la tarea `fitparm` de IRAF.

Con la solución del sistema de ecuaciones se puede caracterizar la fotometría instrumental de *NGC 2169* usando la tarea `inverfit` de IRAF, de esta manera obtenemos el catálogo con las magnitudes calibradas en el sistema fotométrico Johnson-Cousin.

## 10. Catálogo

RA	DEC	ID	V	eV	UV	eUV	VR	eVR	VI	eVI	Tipo de Disco
92.2425	13.9753	C3-1271	12.486	0.002	0.308	0.009	0.172	0.002	0.285	0.004	DE
92.0656	13.9608	C2-1355	11.025	0.029	.	99.99	0.066	0.04	0.172	0.039	DE
92.1129	13.9466	C2-1329	10.757	0.026	.	99.99	-0.003	0.037	0.075	0.036	DE
92.2129	13.9890	C3-1300	11.622	0.001	0.231	0.007	0.167	0.001	0.276	0.002	DE
92.1334	13.9669	C2-1422	8.599	0.022	.	99.99	-0.05	0.031	-0.039	0.028	DE
92.1139	13.9308	C2-951	8.745	0.022	.	99.99	-0.05	0.031	-0.034	0.028	DE
92.0464	14.0020	C1-294	17.880	0.079	0.658	0.604	1.132	0.08	2.349	0.084	EV
92.2957	13.9798	L3-1326	16.644	0.005	1.121	0.048	0.827	0.005	1.639	0.007	EV
92.3369	13.9555	L3-1470	16.084	0.003	2.165	0.044	0.766	0.003	1.465	0.004	TD
91.9979	13.9515	L2-1186	15.011	0.002	1.01	0.012	0.515	0.002	1.009	0.002	EV
92.2509	13.8046	L3-198	16.101	0.003	2.622	0.071	0.95	0.003	1.856	0.004	EV
92.2430	13.7949	L3-161	19.541	0.03	2.693	1.449	1.252	0.03	2.725	0.032	EV
92.3019	13.8142	L3-541	19.237	0.025	1.98	0.543	1.253	0.025	2.714	0.027	EV
92.1757	13.8864	L3-790	18.205	0.011	2.423	0.338	1.142	0.012	2.414	0.012	EV
92.03	14.0366	L1-326	20.483	0.062	1.862	1.277	1.406	0.062	3.28	0.064	TD
92.2051	13.8648	L3-480	21.682	0.212	0.546	1.769	1.72	0.204	3.512	0.218	EV
92.0051	14.0329	L1-324	19.881	0.050	1.516	0.810	1.316	0.050	2.883	0.053	TD
92.1398	13.9402	L2-1450	20.037	0.078	2.277	1.463	1.338	0.077	2.919	0.081	TD
92.1437	14.0254	L1-459	19.394	0.049	1.702	0.946	1.337	0.049	2.939	0.050	EV
92.0831	13.8947	L2-982	16.446	0.004	2.975	0.101	1.024	0.004	1.985	0.005	EV*
92.288	13.9755	L3-1323	18.688	0.024	3.045	1.122	1.165	0.024	2.261	0.026	EV*
91.9612	13.9741	C1-34	16.236	0.02	1.574	0.328	0.671	0.021	1.335	0.025	EV*
92.0154	13.8863	L2-895	19.164	0.021	2.688	0.852	1.138	0.021	2.482	0.022	EV*
92.1472	13.8335	L2-701	17.699	0.010	2.479	0.300	1.029	0.012	2.100	0.012	EV*
91.9775	14.0069	L1-225	20.443	0.064	0.728	0.567	1.412	0.063	3.235	0.066	EV*

DE=Disco de Escombros; EV= Disco Evolucionado; TD= Disco en Transición; EV\*= Discos sin información a 24 $\mu$ m

Cuadro 4: Candidatas a Miembros del cúmulo *NGC 2169* con Discos. Parte 1 (Óptico)

RA	DEC	ID	2MASS	J	eJ	H	eH	K	eK
92.2425	13.9753	C3-1271	06085821+1358311	11.946	0.021	11.830	0.03	11.825	0.019
92.0656	13.9608 <sup>(1)</sup>	C2-1355	06081575+1357391	10.644	0.02	10.619	0.023	10.559	0.018
92.1129	13.9466 <sup>(2)</sup>	C2-1329	06082711+1356478	10.588	0.023	10.626	0.023	10.601	0.018
92.2129	13.9890	C3-1300	06085111+1359207	11.071	0.023	10.988	0.031	10.957	0.019
92.1334	13.9669 <sup>(3)</sup>	C2-1422	06083203+1358008	8.684	0.024	8.756	0.021	8.79	0.018
92.1139	13.9308 <sup>(4)</sup>	C2-951	06082735+1355512	8.807	0.023	8.861	0.018	8.867	0.018
92.0464	14.0020	C1-294	06081114+1400075	14.330	0.028	13.532	0.026	13.328	0.031
92.2957	13.9798	L3-1326	06091097+1358476	13.849	0.027	13.271	0.034	12.909	0.018
92.3369	13.9555	L3-1470	06092086+1357200	13.421	0.025	12.796	0.032	12.47	0.018
91.9979	13.9515	L2-1186	06075950+1357056	13.262	0.026	12.907	0.033	12.816	0.028
92.2509	13.8046	L3-198	06090022+1348166	12.852	0.023	12.129	0.034	11.859	0.021
92.2430	13.7949	L3-161	06085834+1347419	15.391	0.048	14.542	0.069	14.351	0.079
92.3019	13.8142	L3-541	06091246+1348514	15.111	0.033	14.331	0.046	14.089	0.051
92.1757	13.8864	L3-790	06084217+1353113	14.439	0.029	13.716	0.045	13.383	0.029
92.03	14.0366	L1-326	06080720+1402119	15.375	0.051	14.753	0.061	14.519	0.08
92.2051	13.8648	L3-480	06084922+1351533	16.418	0.121	15.480	0.129	15.219	0.137
92.1869	14.0454	L4-160	06084485+1402436	15.580	0.081	14.502	0.076	13.844	0.065
92.0051	14.0329	L1-324	06080123+1401586	15.427	0.057	14.767	0.07	14.517	0.085
92.1398	13.9402	L2-1450	06083356+1356249	15.615	0.06	14.930	0.064	14.525	0.076
92.1437	14.0254	L1-459	06083448+1401316	14.874	0.034	14.101	0.041	13.799	0.041
92.0831	13.8947	L2-982	06081994+1353409	12.937	0.023	12.165	0.021	11.916	0.022
92.288	13.9755	L3-1323	06090912+1358319	14.681	0.044	13.779	0.048	13.502	0.042
91.9612	13.9741	C1-34	06075070+1358269	14.088	0.031	13.609	0.04	13.443	0.044
92.0154	13.8863	L2-895	06080371+1353107	15.203	0.052	14.568	0.08	14.177	0.063
92.1472	13.8335	L2-701	06083533+1350008	14.492	0.031	13.878	0.038	13.667	0.043
91.9775	14.0069	L1-225	06075462+1400250	15.461	0.053	14.948	0.075	14.494	0.087

\*\*Estrellas de Hohle et col. [5]. (1)=M; (2)=J; (3)=D; (4)=I.

Cuadro 5: Candidatas a Miembros del cúmulo *NGC 2169* con Discos. Parte 2 (2MASS)



RA	DEC	ID	3.6	e3.6	4.5	e4.5	5.8	e5.8	8.0	e8.0	24	e24
92.2425	13.9753	C3-1271	11.857	0.003	11.842	0.004	11.756	0.01	11.821	0.016	10.5	0.39
92.0656	13.9608	C2-1355	10.573	0.002	10.552	0.002	10.537	0.005	10.569	0.006	9.21	0.34
92.1129	13.9466	C2-1329	10.619	0.002	10.608	0.002	10.555	0.005	10.464	0.005	8.12	0.23
92.2129	13.9890	C3-1300	10.979	0.002	10.95	0.003	10.926	0.006	10.91	0.008	9.16	0.16
92.1334	13.9669	C2-1422	8.88	0.001	8.871	0.002	8.822	0.002	8.906	0.003	5.9	0.2
92.1139	13.9308	C2-951	8.891	0.001	8.845	0.002	8.775	0.002	8.646	0.002	8.08	0.14
92.0464	14.0020	C1-294	13.202	0.005	13.136	0.007	13.142	0.037	13.098	0.043	10.05	0.35
92.2957	13.9798	L3-1326	12.326	0.003	12.022	0.004	11.758	0.009	11.459	0.021	9.1	0.16
92.3369	13.9555	L3-1470	12.05	0.003	11.871	0.004	11.592	0.009	11.018	0.01	6.8	0.03
91.9979	13.9515	L2-1186	12.767	0.005	12.737	0.006	12.773	0.019	12.622	0.035	10.36	0.22
92.2509	13.8046	L3-198	.	.	11.764	0.003	.	.	11.674	0.011	10.58	0.26
92.2430	13.7949	L3-161	.	.	13.562	0.008	.	.	12.676	0.025	10.47	0.29
92.3019	13.8142	L3-541	.	.	13.108	0.007	.	.	12.386	0.026	8.96	0.1
92.1757	13.8864	L3-790	13.023	0.0050	12.778	0.005	12.429	0.015	11.844	0.022	9.17	0.12
92.03	14.0366	L1-326	14.216	0.009	14.101	0.011	13.758	0.035	13.162	0.03	8.95	0.09
92.2051	13.8648	L3-480	14.791	0.011	14.495	0.013	14.112	0.052	13.343	0.05	10.52	0.3
92.1869	14.0454	L4-160	13.444	0.009	13.356	0.009	13.219	0.027	12.493	0.028	10.34	0.25
92.0051	14.0329	L1-324	14.329	0.009	14.193	0.011	14.233	0.048	14.009	0.068	9.22	0.11
92.1398	13.9402	L2-1450	14.166	0.008	13.866	0.01	13.685	0.034	12.872	0.035	9.07	0.82
92.1437	14.0254	L1-459	13.58	0.006	13.406	0.008	13.158	0.025	12.783	0.029	9.49	0.25
92.0831	13.8947	L2-982	11.762	0.003	11.778	0.004	11.637	0.009	11.525	0.014	.	.
92.288	13.9755	L3-1323	13.368	0.006	13.345	0.008	13.035	0.033	12.442	0.078	.	.
91.9612	13.9741	C1-34	13.423	0.006	13.325	0.008	13.299	0.03	12.856	0.042	.	.
92.0154	13.8863	L2-895	14.02	0.008	14.002	0.011	13.949	0.062	13.435	0.047	.	.
92.1472	13.8335	L2-701	13.673	0.007	13.531	0.008	13.452	0.029	13.275	0.044	.	.
91.9775	14.0069	L1-225	14.166	0.008	14.068	0.011	13.987	0.041	13.615	0.049	.	.

Cuadro 6: Candidatas a Miembros del cúmulo *NGC 2169* con Discos. Parte 3 (IRAC y MIPS)

RA	DEC	ID	UCAC3	F	pmRA	epmRA	pmDEC	epmDEC
92.2425	13.9753	C3-1271	208-044167	12.661	-2.3	4.0	-4.8	3.9
92.0656	13.9608	C2-1355	208-043862	11.099	2.7	1.4	-1.8	1.8
92.1129	13.9466	C2-1329	208-043956	10.815	-3.1	1.5	-5.5	1.3
92.2129	13.9890	C3-1300	208-044118	11.742	-0.7	0.7	-1.4	1.0
92.1334	13.9669	C2-1422	208-044000	8.578	-1.7	1.1	-1.4	0.6
92.1139	13.9308	C2-951	208-043959	8.744	-2.8	0.8	-2.7	0.6
92.0464	14.0020	C1-294	.	.	.	.	.	.
92.2957	13.9798	L3-1326	208-044264	16.884	4.7	9.9	4.8	9.3
92.3369	13.9555	L3-1470	208-044323	15.812	-0.3	8.7	-6.0	9.1
91.9979	13.9515	L2-1186	208-043744	15.026	-62.5	8.9	-26.5	9.0
92.2509	13.8046	L3-198	208-044186	16.043	-4.1	9.3	-9.7	8.8
92.2430	13.7949	L3-161	.	.	.	.	.	.
92.3019	13.8142	L3-541	.	.	.	.	.	.
92.1757	13.8864	L3-790	.	.	.	.	.	.
92.03	14.0366	L1-326	.	.	.	.	.	.
92.2051	13.8648	L3-480	.	.	.	.	.	.
92.1869	14.0454	L4-160	.	.	.	.	.	.
92.0051	14.0329	L1-324	.	.	.	.	.	.
92.1398	13.9402	L2-1450	.	.	.	.	.	.
92.1437	14.0254	L1-459	.	.	.	.	.	.
92.0831	13.8947	L2-982	208-043902	16.362	-3.4	12.5	-1.2	8.8
92.288	13.9755	L3-1323	.	.	.	.	.	.
91.9612	13.9741	C1-34	208-043685	15.829	-1.5	9.9	-5.2	9.7
92.0154	13.8863	L2-895	.	.	.	.	.	.
92.1472	13.8335	L2-701	.	.	.	.	.	.
91.9775	14.0069	L1-225	.	.	.	.	.	.

Cuadro 7: Candidatas a Miembros del cúmulo *NGC 2169* con Discos. Parte 4 (UCAC3)

## Referencias

- [1] H. Karttunen; P. Krger; H. Oja; M. Poutanen; K. J. Donner. *Fundamental Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg, New York, 5th. edition, 2007.
- [2] J. P. Williams; L. A. Cieza. *Protoplanetary Disks and Their Evolution*. 2011. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2011ARA&A..49...67W [astro-ph.SR].
- [3] C. Briceño. *A chapter to appear in Handbook of Star Forming Regions Vol 1: The Northern Sky*. 2008. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code:arXiv:0810.2294v1 [astro-ph.SR].
- [4] J. Hernández; M. Morales; N. Calvet; L. Hartmann; J. Muzerolle; R. Gutermuth; K. L. Luhman; J. Stauffer. *Spitzer Observations of the Lambda Orionis cluster. II. Disks around solar-type and low mass stars*. 2010. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: arXiv:1008.3916v1 [astro-ph.SR].
- [5] M. M. Hohle; T. Eisenbeiss; M. Mugrauer; F. Freistetter; M. Moualla; R. Neuhauser et al. *Photometric study of the OB star cluster NGC 1502 and NGC 2196 and mass estimation of their members at the University Observatory Jena*. 2009. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; arXiv:0905.2369v1 [astro-ph.SR].
- [6] J. Cuffey; S. W. McCuskey. *The Galactic Cluster NGC 2169*. 1956. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; Astrophysical Journal, vol. 123, p.59, Code 1956ApJ...123...59C.
- [7] R. Sagar. *Photometry of the galactic cluster NGC 2169*. 1975. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 1976Ap&SS..40..447S [astro-ph.SR].
- [8] J. H. Pena and R. Peniche. *wby- photometry of open cluster. IV. NGC 1444, NGC 1662, NGC 2129, NGC 2169 and NGC 7209*. 1994. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; Astrophysical Journal, Code 1994RMxAA..28..139P.
- [9] L. Siess; E. Dufour and M. Forestini. *An internet server for pre-main sequence tracks of low-and intermediate-mass stars*. 2000. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; Astron. Astrophys. 358, 593-599.
- [10] B. W. Carroll; D. A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Addison-Wesley, San Francisco, 2th. edition, 2007.
- [11] S. J. Kenyon; L. Hartmann. *Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud*. 1995. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 1995ApJS..101..117K [astro-ph.SR].
- [12] I. Baraffe; G. Chabrier; F. Allard; and P. H. Hauschildt. *Evolutionary models for low-mass stars and brown dwarfs: Uncertainties and limits at very young ages*. 2002. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; Astron. Astrophys. 382, 563-572 (2002).

- [13] Y. Tsukamoto; M. N. Machida. *Classification of the Circumstellar Disk Evolution During the Main Accretion Phase*. 2011. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, arXiv:1105.3314v3 [astro-ph.SR].
- [14] E. E. Mamajek; M. R. Meyer; M. P. Hinz; W. F. Hoffmann; M. Cohen; J. L. Hora. *Constraining the Lifetime of Circumstellar Disks in the Terrestrial Planet Zone: A Mid-IR Survey of the 30-Myr-old Tucana-Horologium Association*. 2004. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; arXiv:astro-ph/0405271v1; *Astrophys.J.* 612.
- [15] Website Spitzer Science Center. *Spitzer Team Says Debris Disk Could Be Forming Infant Terrestrial Planets*. 14, Diciembre 2005, <http://web.archive.org/web/20060908075059/http://www.spitzer.caltech.edu/Media/happenings/20051214/>, Consultado el 04/07/2011.
- [16] J. Hernández; C. Briceno; N. Calvet; L. Hartmann; A. Quintero. *Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Second-Generation dust disks at 5-10 Myr*. 2006. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 652:472-481 [astro-ph.SR].
- [17] J. Hernández; N. Calvet; L. Hartmann; J. Muzerolle; R. Gutermuth; J. Stauffer. *Spitzer Observations of the Lambda Orionis cluster I: the frequency of young debris disks at 5 Myr*. 2009. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: [astro-ph.SR].
- [18] Website IRAF; <http://iraf.noao.edu/>; Consultado el 04/07/2011.
- [19] R. D. Jeffries; J. M. Oliveira; T. Naylor; N. J. Mayne and S. P. Littlefair. *The Keele-Exeter young cluster survey - I. Low-mass pre-main-sequence stars in NGC 2169*. 2007. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System; *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 376, 580-598 (2007).
- [20] A. A. Hoag; H. L. Johnson; B. Iriarte; R. I. Mitchell; K. L. Hallam. *Catalogue of 70 galactic cluster fields*. 1961. Pub. U. S. Naval Observatory. Vol 17; Part. 7.
- [21] S. Roeser; M. Demleitner and E. Schilbach. *The PPMXL catalog of positions and proper motions on the ICRS. Combining USNO-B1.0 and 2MASS*. 2010.
- [22] J. Stauffer; L. Hartmann; G. Fazio; L. Allen; B. Patten; P. Lowrance; R. Hurt; L. Rebull; R. Cutri et al. *Near- and Mid-Infrared Photometry of the Pleiades and a New List of Substellar Candidate Members*. 2007.
- [23] L. Hartmann. *Comments on Inferences of Star Formation Histories and Birth Lines*. 2003.
- [24] C. P. Bell; T. Naylor; N. J. Mayne; R. D. Jeffries and S. P. Littlefair. *Pre-main-sequence isochrones -I. The Pleiades benchmark*. 2012. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2012arXiv1206.2361B [astro-ph.SR].
- [25] J. Hernández; N. Calvet; C. Briceno; L. Hartmann; A. K. Vivas; J. Muzerolle; J. Downes; L. Allen; R. Gutermuth. *Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Disk Census in the Low-Mass Stars*. 2007b. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2007ApJ...671.1784H [astro-ph.SR].

- [26] C. Briceno. *Paper actualmente en preparación*. 2012.
- [27] L. Hartmann. *Accretion disks of young stars*. 2005. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2005ASPC..337....3H [astro-ph.SR].
- [28] J. Downes L. Hartmann C. Briceno K. L. Luhman, J. Hernández. *Disks around Brown Dwarfs in the Sigma Orionis Cluster*. 2008. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: arXiv:0808.0471v1 [astro-ph.SR].
- [29] E. Furlan; L. Hartmann; N. Calvet; P. D’Alessio; R. Franco-Hernández; W. J. Forrest; et. al. *A Survey and Analysis of Spitzer Infrared Spectrograph Spectra of T Tauri Stars in Taurus*. 2006. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2006ApJS..165..568F [astro-ph.SR].
- [30] C. Espaillat; P. D’Alessio; J. Hernandez; E. Nagel; K. Luhman; D. Watson; N. Calvet; J. Muzerolle; M. McClure. *Unveiling the Structure of Pre-Transitional Disks*. 2010. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: arXiv:1005.2365v1 [astro-ph.SR].
- [31] J. Hernández; L. Hartmann; T. Megeath; R. Gutermuth; J. Muzerolle; N. Calvet; A. K. Vivas; C. Brice no; L. Allen; J. Stauffer; E. Young; G.Fazio. *A Spitzer Space Telescope Study of Disks in the Young  $\sigma$  Orionis Cluster*. 2007a. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2007ApJ...662.1067H [astro-ph.SR].
- [32] J. Muzerolle; L. Allen; S. T. Megeath; J. Hernandez; R. Gutermuth. *A Spitzer Census of Transitional Protoplanetary Disks with AU-scale Inner Holes*. 2010.
- [33] S. J. Kenyon; B. Bromley. *Formation of planets and debris disks in the terrestrial zone*. 2005. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2005sfet.confE..20K [astro-ph.SR].
- [34] S. J. Kenyon; B. Bromley. *Collisional Cascades in Planetesimal Disks. II. Embedded Planets*. 2004. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 2004AJ....127..513K [astro-ph.SR].
- [35] J. Hernández; L. Hartmann; N. Calvet; R. J. Jeffries; R. Gutermuth; J. Muzerolle and J. Stauffer. *A Spitzer view of protoplanetary disks in the  $\gamma$  Velorum cluster*. 2008. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 686:1195-1208 [astro-ph.SR].
- [36] Website WCSTools; <http://tdc-www.harvard.edu/wcstools/>; Consultado el 28/06/2011.
- [37] A. U. Landolt. *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*. 1992. Provided by the SAO/NASA Astrophysics Data System, code: 1992AJ....104..340L [astro-ph.SR].