



Estudiando la Región Central del Cúmulo Estelar Alessi 21

Javier Serna Quiñones

Universidad del Valle
Facultad de Ciencias Naturales y Exactas, Departamento de Física
Cali, Colombia
2016

Estudiando la Región Central del Cúmulo Estelar Alessi 21

Javier Serna Quiñones

Tesis de grado presentado como requisito parcial para optar al título de:
Físico

Director:

(Ph.D) Jesús Omar Hernández Alarcón

Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA) Francisco J. Duarte (Mérida, Venezuela)

Codirector:

(Ph.D Rer.Nat) Efraín Solarte Rodríguez

Universidad del Valle, Cali, Colombia

Universidad del Valle

Facultad de Ciencias Naturales y Exactas, Departamento de Física

Cali, Colombia

2016

*Los días van como las olas y los cantos,
su rubio viento y sus profundos verdes por las horas
cambiantes.*

*En uno de ellos queda una bahía, en otro
un pánico de estrellas o delfines,
mientras un tiempo nuevo y sigiloso
con noches de distinto meridiano
filtra sus cuerdas pálidas por los compartimentos
y se mezcla en el vino que bebemos.*

*Un viaje, oh dulce pena en la raíz del cuerpo
que juega con sí mismo a ser igual, constante,
y a despertar distinto cada día, bajo cielos novísimos.*

Los días van, Julio Cortázar

Dedicatoria

Para Valentina.

Valientes! Soñadores! dueños y conscientes de su propia riqueza! son los seres que afrontan sus mayores propuestas, que son jueces realmente implacables de si mismos, lideres de su propio juego por la expectativa más anunciada y esperada, palabras suscitadas desde mi interior, sintiendo un hervor que estremése todo el cuerpo y que inunda los ojos con objetividad.

Muy lejos de casa, una noche muy fría jamás vivida, iluminada con la gran infinidad de estrellas, encontré lo que palpaba en todos mis propósitos. Aunque nuestros índices derechos señalen arriba, sabrás que en ti, siempre, habrán recuerdos que llevaremos, debes vivir tu propia historia, con la humildad y formación escrita en tí, recuerda puedes hacer lo que quieras, si estás dispuesta a trabajar por ello!.

Con mucho cariño, Tu hermano.

Agradecimientos

Inicialmente le agradezco a mis padres, por su paciencia y esfuerzo, además de su inmenso apoyo, a mi tía neyla a mi abuela Dora! gracias!.

A mis padrinos por el apoyo incondicional, gracias!

Le agradezco al profesor José Vicente Garcés, por haberme dado un elemento muy valioso, importante para encender la chispita en mí, del encanto por lo fascinante!, aquel que está dejando a sus hijos y a los estudiantes, que también yo dejaré algún momento de mi trayectoria y por demostrar mediante su enseñanza el verdadero valor por superarse y soñar, a la profesora Margarita Orozco por sus mensajes visionarios, cariño y apoyo oportuno, a las profesoras Alejandra, Isabel por querer verme llegar a donde siempre he soñado, a los profesores Arvey, Maricel, al portero Don Alvaro por sus consejos y por haberme regalado la primera joya que dentro del reciclaje de libros rescaté. A todos humildemente GRACIAS!.

Al profesor Jesús Hernández, por brindarme su apoyo en el Centro de Investigaciones de Astronomía y ofrecerme a dar un gran paso en mi carrera "encaminando a mi gran sueño", le agradezco su gran paciencia!, los consejos brindados enriquecedores, optimismo y humildad transmitidos en todo momento, "Aquellos detalles que marcan la diferencia" es un decir común, no alejado de la realidad en Jesús. Así como a todos los profesores Kathy Vieira, Carlos Abad, Fabiola Hernández, Elvis Lacruz, Gladis Magris por toda su amabilidad, preocupación y buen sentido del humor, hacen que cada día el CIDA sea un lugar acogedor por su sencillez, gran calidad humana, y competitivo para el estudio de la astronomía y astrofísica, MUCHAS! MUCHAS! Gracias!.

Al profesor Efraín Solarte, sus palabras como "Hijo! lea!", "Hijo! busque!" han hecho un hábito inagotable en mi proceso de formación como persona, desarrollando en mí la objetividad en el trabajo, que las cosas generalmente no son sencillas y hay que tomarse el tiempo para aprenderlas!. Gracias!

Al profesor Manuel Chacón, por sus motivaciones, además de su apoyo sustancial para este proceso. Muchas Gracias!

Quiero agradecer a todas aquellas personas que me han apoyado durante todo este proceso, a las personas maravillosas que conocí durante mis pasantías en el CIDA a Alice, Maria Gracia, Madeleine, y a todos por lo grandes que son, familiares y amigos.

Resumen

Presentamos un estudio fotométrico y cinemático de las fuentes 2MASS (por sus siglas en inglés Two Micron All Sky Survey) en la región central del cúmulo estelar ALESSI 21 (edad 30 millones de años) abarcando un campo de 20x20 minutos de arco. Usamos los filtros V, R e I del instrumento OSMOS acoplado al telescopio de 2.4m del observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona). Realizamos una búsqueda de sus estrellas candidatas a miembros fotométricos a través de la construcción de los diagramas color magnitud V vs V-R, V-I, V-J, en los cuales ubicamos la secuencia principal a la distancia reportada del cúmulo (500pc), en donde extraímos los objetos pre secuencia principal, recopilando un catálogo de 292 estrellas candidatas fotométricas. Además utilizamos data del telescopio espacial WISE (por sus siglas en inglés Wide Infrared Survey Explorer) para verificar la existencia de posibles excesos en el infrarrojo a $12\mu\text{m}$ y $22\mu\text{m}$ en sus candidatas que pueden ser producidos por presencia de discos protoplanetarios relativamente evolucionados. Finalmente, utilizamos un diagrama punto vector para seleccionar candidatas cinemáticas del cúmulo Alessi 21 a través de los movimientos propios del catálogo UCAC4 (por sus siglas en inglés USNO CCD Astrograph Catalog). Este trabajo es un aporte significativo al conocimiento del cúmulo, siendo una etapa primordial para la caracterización espectroscópica de los miembros en una investigación futura.

Palabras Clave: Cúmulos Estelares Abiertos, Discos De Escombros.

Abstract

We present a photometric and kinematic study of the 2MASS (Two Micron All Sky Survey) sources located in the central part (20x20 arcmin) of the stellar cluster Alessi 21 (age 30 Myr). We use the filters V, R, I of the OSMOS instrument mounted on the 2.4m telescope in the MDM observatory (Kitt Peak, Arizona). We selected photometric candidates of the cluster using color magnitude diagrams V vs V-R, V-I and V-J, with a main sequence fitted to the reported distance of Alessi 21 (500 pc). Our sample of photometric candidates includes 292 possible members. We use WISE (Wide Infrared Survey Explorer) data to detect star with infrared excesses at 12 and 22 microns that could be produced by relatively evolved protoplanetary disks. Finally we use a vector point diagram to select kinematic members based on their proper motions reported by UCAC4 (USNO CCD Astrograph Catalog). This work is a contribution for the knowledge of the cluster and the first step to characterize spectroscopically our photometric sample in a future research.

Keywords: Open Stellar Cluster, Debris Disk

Índice General

Dedicatoria	5
Agradecimientos	6
Resumen	7
1 Introducción	13
2 Problema de Investigación	16
2.1 Planteamiento del Problema	16
2.2 Objetivos de la Investigación	16
2.2.1 Objetivo General	16
2.2.2 Objetivos Específicos	16
2.3 Justificación	17
2.4 Viabilidad y Recursos	17
3 Conceptos Básicos	19
3.1 Flujos, Magnitudes y Colores	19
3.1.1 Magnitud Aparente y Absoluta	20
3.1.2 Módulo de Distancia	21
3.1.3 Índice de Color	22
3.1.4 Clasificación Espectral	22
3.2 Diagrama de Hertzsprung-Russell	24
3.3 Modelos Teóricos	26
3.3.1 Secuencia Principal de Edad Cero	26
3.3.2 Isócronas de Siess y Forestini	27
3.4 Cúmulos Abiertos	27
3.5 Discos Protoplanetarios	27
3.5.1 Discos Primigenios	28
3.5.2 Discos de Segunda Generación	29
3.5.3 Clases Infrarrojas	30
3.5.4 Evolución de discos protoplanetarios	32
3.6 Movimiento Propio	33

4	Observaciones	35
4.1	Adquisición de las Imágenes	35
4.1.1	Observatorio MDM	35
4.1.2	Telescopio Hiltner	35
4.1.3	Instrumento OSMOS	36
4.2	Fotometría Óptica e Infrarroja	37
5	Resultados	40
5.1	Selección de Candidatas Fotométricas	40
5.2	Búsqueda de Discos Protoplanetarios	44
5.3	Membresía Cinemática	55
6	Conclusiones	57
	Referencias	64

Lista de Imágenes

1.1	Cúmulo Alessi 21 en bandas WISE	14
3.1	Esquema de ley de inverso cuadrado	20
3.2	Sistema fotométrico Johnson-Morgan-Cousin	21
3.3	Diagrama Hertzsprung Russell	25
3.4	Caminos evolutivos en estrellas de pre secuencia principal	26
3.5	Disco primigenio en la estrella TYC 8241 2652	28
3.6	Disco de escombros en la estrella Vega	29
3.7	Clasificación de objetos PMS	30
3.8	Clasificación de objetos estelares jóvenes	31
3.9	Evolución de discos protoplanetarios	32
3.10	Fracción de estrellas con exceso a $24 \mu m$ en función de la edad.	33
3.11	Movimiento propio de la estrella Barnard (2004-2008)	34
3.12	Esquema del movimiento propio	34
4.1	Observatorio MDM	35
4.2	Telescopio Hiltner	36
4.3	Instrumento OSMOS	37
4.4	Imágenes de OSMOS VRI para Alessi 21	39
5.1	Diagrama color-magnitud V vs V-R	42
5.2	Diagrama color-magnitud V vs V-I	43
5.3	Diagrama color-magnitud V vs V-J	44
5.4	Diagrama color-color 2MASS J-H vs H-K para todos los objetos PMS	46
5.5	Distribución espectral de energía para la estrella en la zona Herbig Ae/Be	47
5.6	Diagrama de color-color $V - J$ vs $K - W3$	48
5.7	Diagrama color color $V - J$ vs $K - W4$	50
5.8	Distribución espectral de energía para candidatas fotométricas con excesos a $12\mu m$	52
5.9	Distribución espectral de energía para candidata fotométrica con excesos a 12 y $22\mu m$	53
5.10	Diagrama color-color W1-W2 vs W2-W3	54
5.11	Diagrama punto vector	56

Lista de Tablas

3.1	Secuencia espectral de harvard	24
3.2	Morgan-Keenan Clases Luminosidad	25
6.1	Estrellas miembros cinemáticos del catálogo de Kharchenko (2005)	59
6.2	Estrellas candidatas a miembros de Alessi 21 con exceso a $22\mu m$	60
6.3	Estrellas candidatas a miembros de Alessi 21 con exceso a $12\mu m$	61
6.4	Candidatas fotométricas fuertes en Alessi 21 (OSMOS)	62
6.5	Estrellas en la región de membresía cinemática para Alessi 21	63

Capítulo 1

Introducción

Alrededor de 150 años A.C, Hiparco y Ptolomeo documentaron acerca de puntos nebulosos o nebulas en el cielo nocturno, cuyos términos los empleaban para distinguir objetos astronómicos difusos que se observaban sobre la Vía Láctea. Eran conocidos alrededor de seis de estos objetos en la época. No fue sino hasta 1610, cuando Galileo utiliza el primer telescopio para observar la Vía Láctea y en especial mira las anotaciones de Ptolomeo, en el cual no encontró estrellas únicas sino agrupaciones de muchas estrellas. En 1771 fue publicado el trabajo de Messier con meticulosas observaciones realizadas por él sobre objetos de apariencia nebulosa exceptuando los cometas. Estos objetos nebulosos aún llevan su nombre. Con los desarrollos en las técnicas de pulido de superficies metálicas Herschel construyó su primer telescopio de gran apertura alrededor de 1791. El poder de resolución de este instrumento reveló que muchos de los objetos nebulosos de Messier eran cúmulos de estrellas, descubriendo que muchas de las estrellas podían encontrarse en grupos de numerosos miembros.

Posteriormente las observaciones revelaron dos tipos de cúmulos, uno que contenía miles de estrellas en una distribución esférica regular llamados cúmulos globulares y el otro consistía en poblaciones de estrellas esparcidas de manera irregular llamados cúmulos abiertos, los cuales eran encontrados cerca a la región del disco galáctico. Consecuentemente, Trumpler inventó un sistema de clasificación para los cúmulos abiertos y por primera vez determina la distancia a ellos [47].

Cerca de 2100 cúmulos abiertos se han visto en nuestra galaxia de los cuales la mitad son muy lejanos, y han sido observados en al menos un sistema fotométrico. El número de estrellas por cúmulo va de decenas, para los de menor masa, a miles, para los cúmulos más masivos.

En la actualidad el estudio de los cúmulos abiertos son una herramienta muy importante para el entendimiento de la dinámica y estructura de nuestra galaxia [45], como también la formación, evolución temprana de las estrellas y discos protoplanetarios [14]. Debido al proceso de formación estelar, el fraccionamiento de la nube molecular da origen al grupo

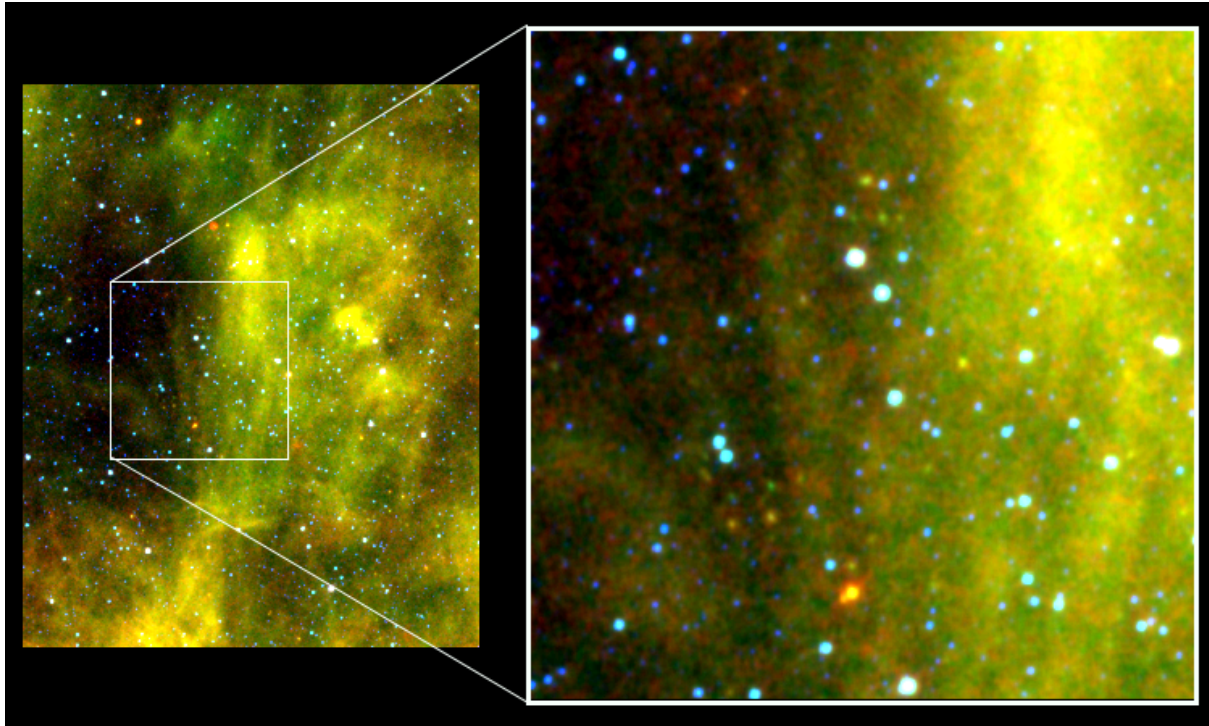


Figura 1.1: **Cúmulo Alessi 21 en bandas WISE**, Izquierda: cúmulo Alessi 21 extensión 60 x 60 arcmin [34][25]. Derecha: Representa la zona de estudio o parte central del cúmulo Alessi 21 extensión 20 x 20 arcmin, construidas con WISE [19] en colores falsos (azul $3.4\mu m$, verde $12\mu m$, rojo $22\mu m$).

de protoestrellas que generará el cúmulo estelar. Cada protoestrella colapsa bajo la influencia de su gravedad y por conservación de momento angular aparecen discos circundantes alrededor de las estrellas recién formadas. Estas son componentes importantes para entender la formación y evolución de sistemas planetarios exosolares.

Alessi 21

Alessi 21 es uno de los 113 cúmulos abiertos conocidos dentro de 500 pc de distancia [49], ubicado en la constelación de Monoceros con coordenadas ecuatoriales RA=07h10m47s y DEC=-09d20m24s en J2000, a una distancia de 500pc, con un enrojecimiento promedio $E(B-V)$ de 0.07 mag, con una edad de 30 Millones de años y un tamaño total aparente de un grado de diámetro [34][25].

En este trabajo estudiaremos la parte central del cúmulo que cubre una región de 20 x 20 minutos de arco. Alessi 21 tiene pocos trabajos dedicados a la detección y caracterización de sus miembros, por lo tanto el estudio de selección de posibles candidatas fotométricas a miembros, es un aporte significativo al conocimiento de este cúmulo estelar, Debido a la edad reportada para Alessi 21, no se espera encontrar discos primordiales. Sin embargo,

es posible que se puedan detectar discos de segunda generación [31][16] más aun si son lo suficientemente masivos para ser detectados con WISE. Este trabajo constituye un primer paso para la caracterización en un rango completo de masas estelares de Alessi 21. Los candidatos fotométricos derivados de esta tesis serán objeto de estudios espectroscópicos en trabajos futuros.

Capítulo 2

Problema de Investigación

2.1 Planteamiento del Problema

Hace una década se reportaron los primeros trabajos dedicados a la determinación de los parámetros globales y propiedades del cúmulo estelar Alessi 21 [34][25], tales como edad, distancia, movimiento propio. Para el estudio de cúmulos estelares relativamente jóvenes tenemos herramientas importantes para la determinación de miembros al cúmulo, tal como detección de la línea de Li I en absorción (a 6708\AA) y la detección de emisiones de rayos X. Sin embargo, la intensidad de la línea de litio y las emisiones de rayos X decaen sustancialmente luego de 10 millones de años [20][32]. Esto implica que el uso de rayos X y detección de la línea de Li I como indicador de juventud, y de membresía, es muy costoso a nivel observacional para un cúmulo como Alessi 21 de 30 millones de años. De esta forma se requieren técnicas fotométricas para seleccionar los posibles candidatos a miembros del cúmulo y así disminuir el esfuerzo observacional necesario para la caracterización y confirmación de los miembros de Alessi 21. Además del objetivo de selección de candidatos fotométricos, nos planteamos determinar si existe alguna población de discos protoplanetarios detectables en Alessi 21. Este tipo de estudio no se ha realizado hasta el momento en este cúmulo. Finalmente, realizaremos estudios de membresía cinemática basados en movimientos propios del catálogo UCAC4.

2.2 Objetivos de la Investigación

2.2.1 Objetivo General

- Caracterizar fotométricamente la población estelar del cúmulo ALESSI 21

2.2.2 Objetivos Específicos

- Obtener la fotometría VRI de los datos de OSMOS.
- Seleccionar candidatas fotométricas a miembros del cúmulo.

- Realizar un estudio cinemático del cúmulo usando movimientos propios del catálogo UCAC4
- Determinar si existen discos de escombros masivos en este cúmulo usando WISE

2.3 Justificación

Una de las herramientas más importantes para la selección de miembros potenciales de cúmulos jóvenes son los diagramas color color y color magnitud. En estos diagramas se espera que miembros de un mismo cúmulo compartan espacios comunes, los cuales pueden ser interpretados como isocronas empíricas del grupo. Al comparar estas isocronas empíricas con modelos evolutivos se pueden determinar propiedades globales del cúmulo estelar como son la edad y la distancia. También podemos estimar propiedades individuales fundamentales como son luminosidad, temperatura efectiva, masa y radio estelar. Estudiar cúmulos jóvenes permiten determinar la estructura y la metalicidad actual de nuestra galaxia [45]. Además podemos conocer más sobre la formación y evolución temprana de las estrellas y sus discos protoplanetarios [14]. Este trabajo se centra en la caracterización fotométrica del cúmulo estelar Alessi 21, el cual según la base de datos de cúmulos estelares WEBDA [49], posee una edad de 30 millones de años, localizado a una distancia de 500 parsec, con un tamaño total aparente de 1 grado en diámetro y un núcleo proyectado de 12 minutos de arco en diámetro [25]. Según la base de datos SIMBAD [44], el cúmulo Alessi 21 tiene pocos trabajos dedicados a la detección y caracterización de sus miembros, con lo que un estudio de selección de posibles candidatas fotométricas a miembros sería un aporte significativo al conocimiento de este cúmulo estelar. Usando imágenes obtenidas V, R e I del instrumento OSMOS acoplado al telescopio de 2.4m del observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona), realizaremos un estudio de la parte central del cúmulo Alessi 21, abarcando 20 minutos de arco en diámetro. Hasta el momento, no se han hecho trabajos para la detección de discos protoplanetarios en el cúmulo Alessi 21. Combinando el resultado obtenido de la selección de candidatas fotométricas con datos infrarrojos del telescopio espacial WISE, podemos realizar la primera búsqueda de discos protoplanetarios en Alessi 21. El estudio de movimientos propios nos aportará conocimiento de membresía cinemática para algunas de las candidatas fotométricas seleccionadas.

2.4 Viabilidad y Recursos

Esta investigación se llevó a cabo con los siguientes recursos:

- Movilidad internacional desde la Universidad del Valle a la Fundación Centro de Investigaciones de Astronomía Francisco José Duarte (CIDA) ubicado en la ciudad de Mérida, Venezuela, durante el periodo del 3 de Agosto al 14 de Septiembre de 2015.

-
- Tutoría directa por el investigador Dr. Jesús Hernández en el área de Astronomía Observacional, Formación estelar, "Discos Protoplanetarios" en las instalaciones del CIDA.
 - Acceso a la data fotométrica tomada en el Observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona) en el proyecto "Disk evolution in star forming regions", I.P.: Nuria Calvet (Universidad de Michigan, USA).
 - Acceso a la infraestructura y al material bibliográfico de la biblioteca del CIDA.

Capítulo 3

Conceptos Básicos

3.1 Flujos, Magnitudes y Colores

El brillo de una estrella es medido en términos del Flujo (F) recibido de ella. El flujo emitido es la energía saliente de un objeto celeste por unidad de tiempo, por unidad de área, orientado con respecto a la normal del área emisora. El flujo recibido de un objeto depende de la luminosidad (energía integrada en todas las longitudes de ondas y en toda la superficie del objeto) y la distancia del observador (r).

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad \left(\frac{J}{m^2 s}\right) \quad (3.1)$$

Esta ecuación es conocida como la **ley de inverso cuadrado** para la luz, (Figura 3.1).

La gran mayoría de las estrellas se pueden aproximar bajo el concepto de un cuerpo ideal teórico denominado cuerpo negro. De esta forma, la relación entre la temperatura de un emisor térmico y la cantidad de energía emitida por unidad de área y tiempo está descrita a través de la **ley de Stefan-Boltzman**

$$F_{superficial} = \sigma T^4 \quad \left(\frac{J}{m^2 s}\right) \quad (3.2)$$

Donde $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$ es la constante de Stefan Boltzman. De esta relación podemos obtener la luminosidad, multiplicando el área de una esfera $4\pi R^2$ a ambos lados de la ecuación (3.2), con R como radio de la estrella.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad \left(\frac{J}{s}\right) \quad (3.3)$$

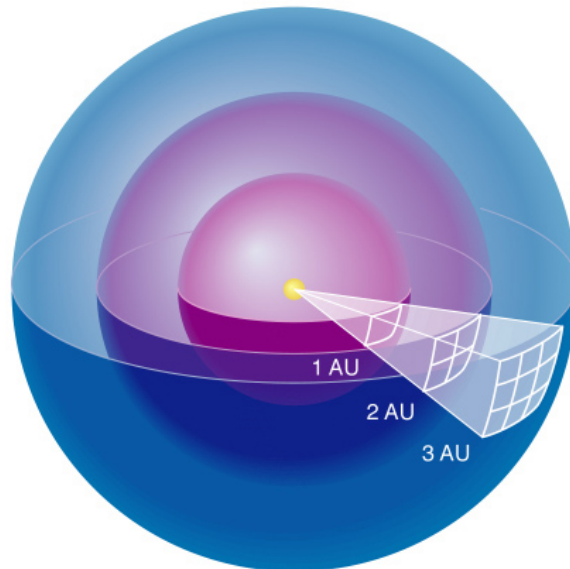


Figura 3.1: Esquema de ley de inverso cuadrado

3.1.1 Magnitud Aparente y Absoluta

El astrónomo griego Hiparco, diseñó un sistema numérico para describir que tan brillante es una estrella en el cielo asignando una magnitud aparente $m=1$ para las estrellas más brillantes y $m=6$ para las estrellas más débiles vistas a simple ojo. Halley descubrió la relación entre ambas magnitudes, correspondiendo una a la otra a 100 veces más brillo. Ya que el ojo humano responde a la diferencia de los logaritmos de los estímulos de la luz, la relación de diferencia de magnitud es escrita de forma logarítmica. Pogson definió la magnitud aparente m , medido por un observador en la tierra como:

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + c \quad (3.4)$$

Donde c es una constante que se define como la magnitud de una estrella de calibración en algún sistema fotométrico. Tradicionalmente en la región visual del espectro electromagnético se usa la estrella Vega (alfa Lyrae) de tipo espectral A0V.

$$c = 2.5 \log(F_{\lambda}^{A0V}) \quad (3.5)$$

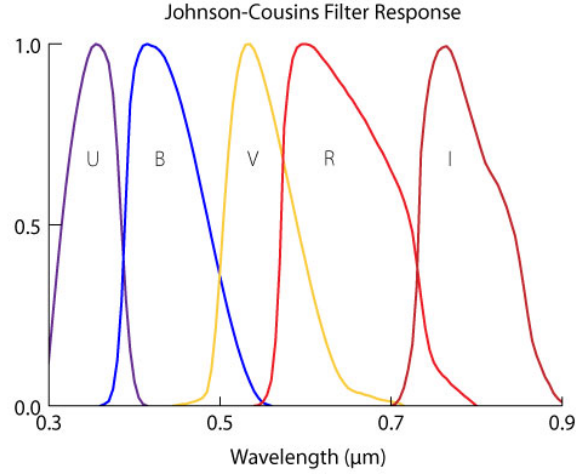


Figura 3.2: Sistema fotométrico Johnson-Morgan-Cousin

Análogamente se define la magnitud absoluta M como la magnitud aparente que tendría un objeto si se ubicara a una distancia de 10pc^1 :

$$M = -2.5 \log_{10}(F_{r=10\text{pc}}) + c \quad (3.6)$$

En términos generales la magnitud se mide dejando pasar la luz a través de filtros, estos filtros corresponden a un sistema fotométrico. Uno de los más utilizados es el sistema de Johnson-Morgan que dispone de los filtros UBVRI, $U(\lambda_U = 365\text{nm})$, $B(\lambda_B = 440\text{nm})$, $V(\lambda_V = 550\text{nm})$, $R(\lambda_R = 710\text{nm})$, $I(\lambda_I = 970\text{nm})$. Mas tarde fueron incorporados filtros RI con especificaciones diferentes a los del sistema Johnson-Morgan, $R_c(\lambda_{R_c} = 640\text{nm})$, $I_c(\lambda_{I_c} = 790\text{nm})$. Con esta modificación el sistema es llamado Johnson-Cousin. (Figura 3.2)

3.1.2 Módulo de Distancia

Se define como la cantidad $m - M$, conociendo la medida de la distancia (r) de la fuente [47].

$$m - M = 5 \log\left(\frac{r}{10\text{pc}}\right) + A_m \quad (3.7)$$

Donde A_m es la constante de extinción de la luz producida por absorción y dispersión por la presencia de polvo y gas en el camino de la luz sobre el medio interestelar.

¹ 1 pc: Parsec o Paralaje de un segundo de arco, se define como la distancia del sol a una estrella cuyo ángulo subtendido Sol-Estrella Estrella-Tierra es 1 segundo de arco.

1 pc = $2.1 \times 10^5 \text{AU}$ = 3.3 Años luz

En la realidad las magnitudes estelares se miden en un rango de longitud de onda ($\Delta\lambda$), definida por la transmisividad del filtro en un máximo promedio (λ), de esta forma, la expresión del modulo de la distancia resulta:

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log\left(\frac{r}{10pc}\right) + A_\lambda \quad (3.8)$$

3.1.3 Índice de Color

El índice de color o "color" de un objeto está definido como la diferencia de magnitudes en dos filtros, por ejemplo para los filtros B y V tenemos:

$$B - V = M_B - M_V = m_B - m_V \quad (3.9)$$

Como se indicó anteriormente se utiliza la estrella (Vega) como referencia, la cual presenta en cualquier banda color cero. Por lo tanto, a prueba de ejemplo, aquella estrella que tenga el color:

$$\begin{aligned} B - V < 0 & \text{ Es más azul que Vega} \\ B - V > 0 & \text{ Es más roja que Vega} \end{aligned}$$

Empleando la ecuación (3.8) para dos filtros BV, llegamos a una expresión mas general:

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V = (B - V)_0 - E_{B-V} \quad (3.10)$$

El exceso de color para cualquier par de filtros se define en base a la **ley de extinción**

$$E_{\lambda_1-\lambda_2} = \left(\frac{A_{\lambda_1}}{A_V} - \frac{A_{\lambda_2}}{A_V}\right)A_V \quad (3.11)$$

En la ecuación (3.10) E_{B-V} representa el exceso de color $B - V$ de la estrella debido al medio interestelar y $(B - V)_0$ es el color intrínseco de la estrella. Estudios en medios interestelares presentan datos medidos de $\frac{A_\lambda}{A_V}$ y muestran que específicamente para el color $B - V$ se cumple la aproximación:

$$\frac{A_V}{E_{B-V}} \approx 3.1 \quad (3.12)$$

De esta manera se puede conocer la extinción visual, conociendo el exceso de color.

3.1.4 Clasificación Espectral

La radiación electromagnética que sale de las estrellas es la principal fuente de información que nos permite estudiarlas. Luego de los primeros estudios en espectroscopía solar, inferimos que muchas de las líneas de absorción vistas en las estrellas corresponden a los

elementos químicos alojados en sus fotosferas, y estos nos dan una idea de como ha evolucionado el material en sus interiores.

La **Ley de Radiación de Planck** nos muestra la distribución de energía de un cuerpo negro:

$$E(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T}} - 1} \quad (3.13)$$

Donde,

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

$k_B = 1.38 \times 10^{-23}$ JK⁻¹ Constante de Boltzman

$c = 3 \times 10^8$ ms⁻¹ Velocidad de la luz

Si miramos el valor máximo de emisión de un cuerpo negro a través de la función de Planck, a partir, de $\frac{\partial E(\lambda, T)}{\partial \lambda} = 0$, nos resulta la **ley de Wien**:

$$\lambda_{max} = \frac{2897,8 \mu m K}{T} \quad (3.14)$$

De esta manera podemos medir la temperatura superficial de una estrella a través de su color, ajustamos el espectro de energía de un cuerpo negro al de la estrella y utilizamos la ley de Wien, para determinar la temperatura efectiva. Cuando integramos la ecuación (3.13) obtenemos la ecuación (3.2).

En 1863, Angelo Secchi encontró que podía ordenar los espectros y definir diferentes tipos espectrales. Mas tarde en el observatorio de Harvard, Annie Cannon y sus colegas, clasificaron cerca de 400.000 estrellas, realizando el sistema de clasificación espectral de Harvard internacionalmente adoptado en 1910 y utilizado hoy.

Inicialmente el esquema de Harvard fue basado en los anchos de las líneas de absorción de hidrógeno observado en un espectro óptico (serie Balmer), posteriormente fue ordenado por secuencia de decrecimiento de las temperaturas y se asignaron las letras OBAFGKM, donde O está asociada a las estrellas tipo tempranas (más calientes) y M a las tipo tardías (más frías ; ver tabla 3.1). Cada tipo espectral está dividido en diez partes, desde 0 (tempranas) a 9 (tardías), por ejemplo A0 A5 F8 ... K3, El sol es de tipo espectral G2.

Tabla 3.1: Secuencia espectral de harvard

Tipo	Características	Temperatura (K)
O	Estrellas mas calientes Azules, Relativamente presenta pocas líneas, He II elemento dominante.	28000 - 50000
B	Estrellas calientes Blanco-Azuladas, Presenta mas líneas que una tipo O, He I elemento dominante.	9600 - 28000
A	Estrellas Blancas, Presenta líneas de metales ionizados, Predominan las líneas de Hidrógeno Balmer.	7100 - 9600
F	Estrellas Blancas Amarillentas, Con disminución de líneas de Hidrógeno e incremento de líneas de metales neutros.	5700 - 7100
G	Estrellas Amarillas, Con muchas líneas metálicas, Predomina las líneas de Ca II.	4600 - 5700
K	Estrellas Amarillo-Anaranjado, Con aparición de bandas moleculares, domina líneas de metales neutros	3200 - 4600
M	Estrellas mas frías Rojas, con líneas de metales neutros mas fuertes, y domina las bandas moleculares.	1700 - 3200

3.2 Diagrama de Hertzsprung-Russell

Es una herramienta muy utilizada en astronomía para estudiar las propiedades y evolución de las estrellas, este relaciona la magnitud de una estrella con su tipo espectral o color, (Figura 3.3). Fue descubierta por Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell de manera independiente cerca de 1900 y representa uno de los mayores logros observacionales en la historia de la astrofísica.

Muchas de las estrellas caen sobre un camino curvo diagonal, llamado **Secuencia Principal** (secuencia de las enanas ó tipo luminoso V), este es un indicador que las estrellas en sus núcleos están transformando Hidrógeno en Helio. El sol pertenece a esta secuencia con una luminosidad $L_{\odot} = 3.9 \times 10^{26} \text{ Js}^{-1}$.

Tabla 3.2: Morgan-Keenan Clases Luminosidad

Clase	Subclases	Nombre
I	Ia, Iab, Ib	Supergigante
II	IIa, IIab, IIb	Gigante Brillante
III	IIIa, IIIab, IIIb	Gigante
IV	IVa, IVab, IVb	Subgigante
V	Va, Vab, Vb	Enana (Secuencia Principal)
VI	VI	Subenana
VII	VII	Enana Blanca

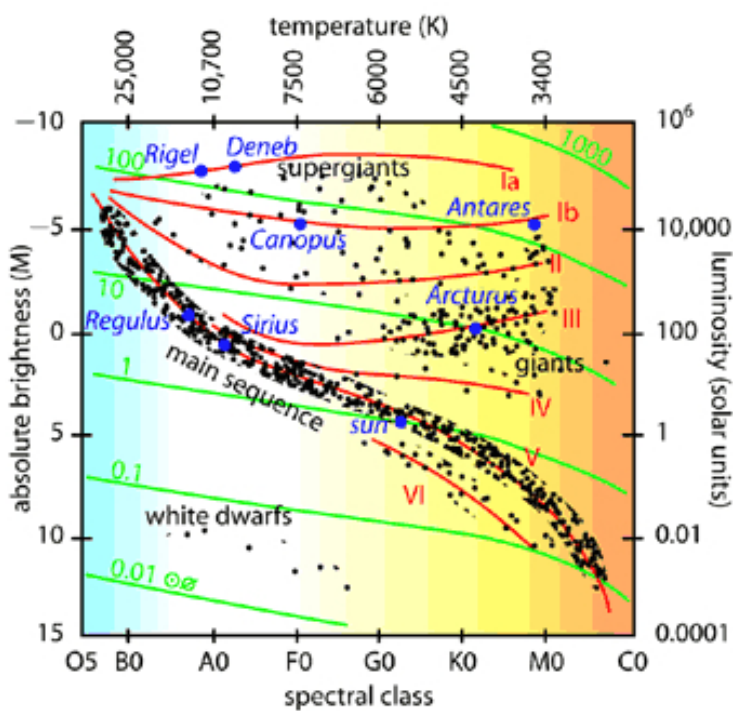


Figura 3.3: Diagrama Hertzsprung Russell

Sobre el diagrama existen otras regiones bien definidas como las supergigantes (tipo luminoso I), las gigantes (tipo luminoso III), las sub enanas (tipo luminoso VI) y las enanas blancas (tipo luminoso VII). La distribución de estas estrellas dependen principalmente de la masa estelar y su estado evolutivo. Todas estas fueron identificadas en 1937 por W. Morgan y P. Keenan las cuales fueron denominadas tipos de luminosidad estelares (Tabla 3.2 y Figura 3.3).

3.3 Modelos Teóricos

Actualmente tenemos dos modelos que describen la evolución de una estrella desde que es protoestrella hasta la etapa final. Como se observa en la Figura 3.3 la línea divisoria entre los dos modelos toma lugar cuando la estrella de cierta masa comienza a quemar hidrógeno en la secuencia principal. De esta forma, el modelo pre secuencia principal describe la trayectoria de una protoestrella, generada a partir de una nube molecular de gas y polvo que se contrae gravitacionalmente, hasta que llega a la secuencia principal. Dependiendo de la masa, la protoestrella puede evolucionar por diferentes trayectorias (Figura 3.4). El modelo post-secuencia principal describe las etapas futuras de una estrella una vez que empieza a transformar a elementos mas pesados que el Helio, hasta su etapa final.

En nuestro trabajo, utilizaremos modelos de pre-secuencia principal ya que el cúmulo ALESSI 21 se encuentra en fase de evolución temprana en donde se espera que sus miembros menos masivos aun no hayan alcanzado la secuencia principal. Además, existe la posibilidad de encontrar discos protoplanetarios evolucionados.

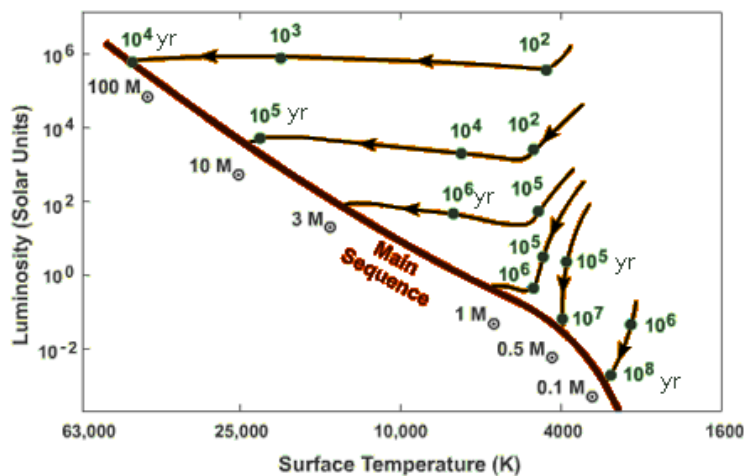


Figura 3.4: Caminos evolutivos en estrellas de pre secuencia principal

3.3.1 Secuencia Principal de Edad Cero

La ZAMS (por sus siglas en inglés Zero Age Main Sequence) es la secuencia de edad cero. Comienza luego de la quema de deuterio, cuando se transforma hidrógeno a helio, y la energía nuclear proporciona al menos el 99 % de la luminosidad total de la estrella. Este lugar sobre el diagrama HR es el primer punto de contacto de las protoestrellas al llegar a la secuencia principal donde permanecerán la mayor parte de su vida transformando hidrógeno a helio.

3.3.2 Isócronas de Siess y Forestini

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. El 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 isócronas. Siess & Forestini [43] diseñaron una base de datos (isócronas y trazas evolutivas) en el rango de masas de 0.1 a 7 M_{\odot} (Masas Solares), las cuales permiten determinar los parámetros estelares de una estrella si se conoce su posición en el diagrama HR.

La ZAMS y las isócronas son determinantes en este trabajo, para definir la selección de candidatas y separar la población estelar ALESSI 21 de las estrellas del fondo estelar.

3.4 Cúmulos Abiertos

Son grupos de cientos o miles de estrellas contenidos en el disco galáctico. Los cúmulos abiertos más jóvenes pueden estar todavía rodeados de restos de la nube molecular de la cual se formaron. La presión de radiación de las estrellas recién formadas eventualmente dispersa el gas del medio; las explosiones de supernova pueden dar las condiciones para que las regiones de HII colapsen y se compacte para una nueva generación de estrellas. Inicialmente están ligados gravitacionalmente pero se desintegran rápidamente al sufrir encuentros cercanos con nubes de gas a medida que se mueven alrededor de la galaxia, o por encuentros internos entre las estrellas. Además comparten la misma cinemática estelar y suelen vivir por varios centenares de millones de años antes de desintegrarse completamente. Estos cúmulos están presentes en galaxias espirales e irregulares y no en elípticas. Son útiles para el estudio de la dinámica y estructura de la galaxia, como también de la evolución estelar.

3.5 Discos Protoplanetarios

En el medio interestelar observaciones demuestran que altas densidades de gas y polvo en las nubes moleculares colapsan gravitacionalmente fraccionando la nube, formando protoestrellas, y como resultado de la conservación del momento angular se genera un disco circundante [46]. El material de disco se disipa a través de diversos procesos como la fotoevaporación, asentamiento de material al plano medio del disco, crecimiento de asteroides y planetésimos y acreción de material a la estrella o a planetas. Esto da lugar a un nuevo sistema planetario.

El escenario actual de evolución de un disco protoplanetario incluye básicamente dos tipos de discos los cuales serán discutidos a continuación: los discos primigenios y los discos de

segunda generación.

3.5.1 Discos Primigenios

En la formación de una estrella, esta experimenta distintas etapas antes de alcanzar su estabilidad para llegar a lo que se denomina la secuencia principal. La formación de una 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. Este proporciona material a la estrella mediante columnas de acreción, mientras que el material exterior se difunde lentamente hacia distancias mayores.

Los discos primigenios son ópticamente gruesos, acampanados y en donde el proceso de acreción magnetosférica está llevando material del disco a la estrella a través de las columnas de acreción. Dependiendo de la masa de la estrella central, podemos encontrar diferentes tipos de objetos con discos primigenios, las estrellas CTTS (Por sus siglas en inglés Classical T Tauri Star) poseen masas menores o iguales a las del sol, mientras que las estrellas Herbig Ae/Be poseen masa estelares mayores a $2M_{\odot}$. En el rango intermedio de masa podemos encontrar las denominadas T Tauri de masas intermedias (entre 1 y $2 M_{\odot}$).

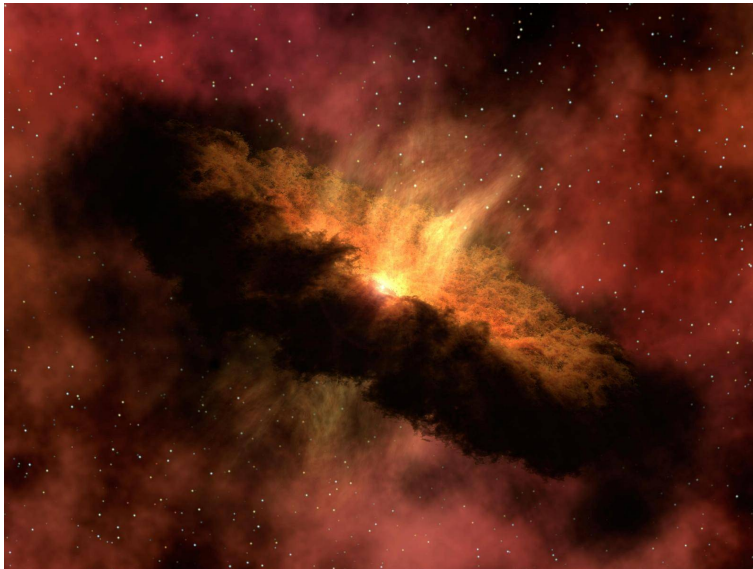


Figura 3.5: Imágen artística ilustra un disco primigenio en la estrella TYC 8241 2652. Crédito de la imágen: NASA/JPL-Caltech.

3.5.2 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 o inclusive en la fase post-secuencia principal. Estos discos representan una fase intermedia entre el disco protoplanetario primigenio y la configuración final de un sistema planetario. 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.

Evidencias observacionales [12][14] en conjunto con resultados teóricos [22][23] han permitido conocer que el máximo de producción de polvo de segunda generación sucede alrededor de 10 millones de años luego del colapso estelar. Los modelos predicen que en estrellas de 2 masas solares o mayor, a 10-15 millones de años se crean en el plano medio del disco objetos suficientemente grandes ($> 1000km$) para afectar gravitacionalmente a sus vecinos y comenzar una colisión masiva, los cuales generan grandes cantidades de polvo de segunda generación. Este polvo calentado por la estrella es el que observamos a $24 \mu m$ en el cúmulo de 25 Ori [12].



Figura 3.6: Imágen artística ilustra el disco de escombros caliente encontrado en la estrella Vega, utilizando el telescopio espacial Spitzer. Crédito de la imágen: NASA/JPL-Caltech.

Los discos en transición son objetos en etapas intermedias entre un disco primigenio y un disco de segunda generación. Estos poseen un modesto o quizás ningún exceso en el cercano infrarrojo y excesos comparables a discos primigenios en el infrarrojo medio y lejano. Se

estima que estos objetos poseen una región interna carente de gas y polvo que pudo haberse producido por efectos dinámicos de un planeta gigante [8].

3.5.3 Clases Infrarrojas

Estudios en las distribuciones espectrales de energía (SED por sus siglas en inglés Spectral Energy Distribution) en el rango de longitud de onda 1-100 μm [2], permitieron ver que los objetos de pre-secuencia principal se dividían en clases morfológicas. C.Lada [30] identificó tres clases de objetos a través de un esquema general de clasificación IR, basado en los niveles de exceso de infrarrojo con respecto a la fuente de emisión estelar. (Figura 3.7, 3.8).

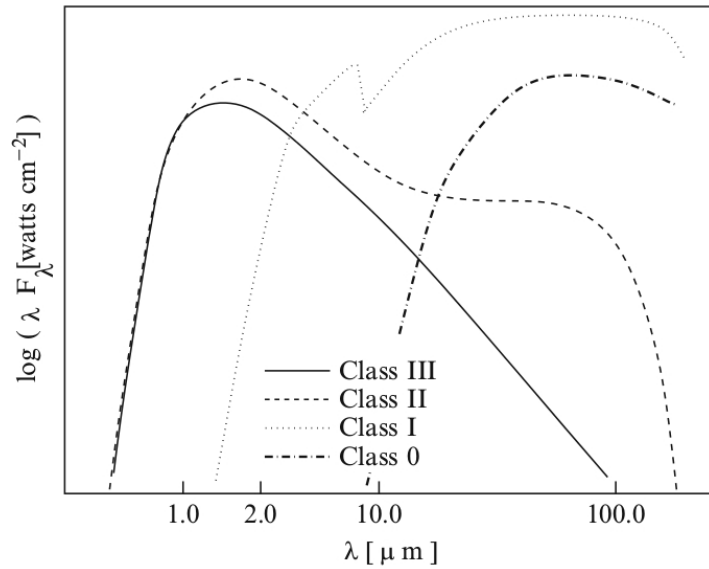


Figura 3.7: Clasificación de objetos pre-secuencia principal, de 1-100 μm [40]

Estos objetos se clasificaron a través de los valores del coeficiente α de 2.2 a 25 μm que no es más que la pendiente del SED.

$$\alpha = \frac{d \log(\lambda F_\lambda)}{d \log(\lambda)} \quad (3.15)$$

- Clase 0: No son detectables a $\lambda < 20 \mu m$, representan objetos que están profundamente embebidos en la nube molecular. Esta clase fue introducida a la clasificación de Lada posteriormente por André et al (1993). Básicamente es una nube de gas y polvo en colapso, donde se da inicio el proceso de formación estelar.
- Clase I: Son fuentes con $\alpha > 0$. Esta clase define una protoestrella en donde la envoltura domina sobre el disco protoestelar.

- Clase II: Fuentes con $0 > \alpha > -2$. Esta clase define una estrella principalmente rodeada por un disco ópticamente grueso y acampanado, en donde tendrá lugar la formación de un nuevo sistema planetario.
- Clase III: Fuentes con $\alpha < -2$. Esta clase define estrellas que no poseen material circunestelar o que la emisión de este material es relativamente bajo. Este es el caso de los discos de escombros o de estrellas rodeadas por sistemas planetarios ya formados.

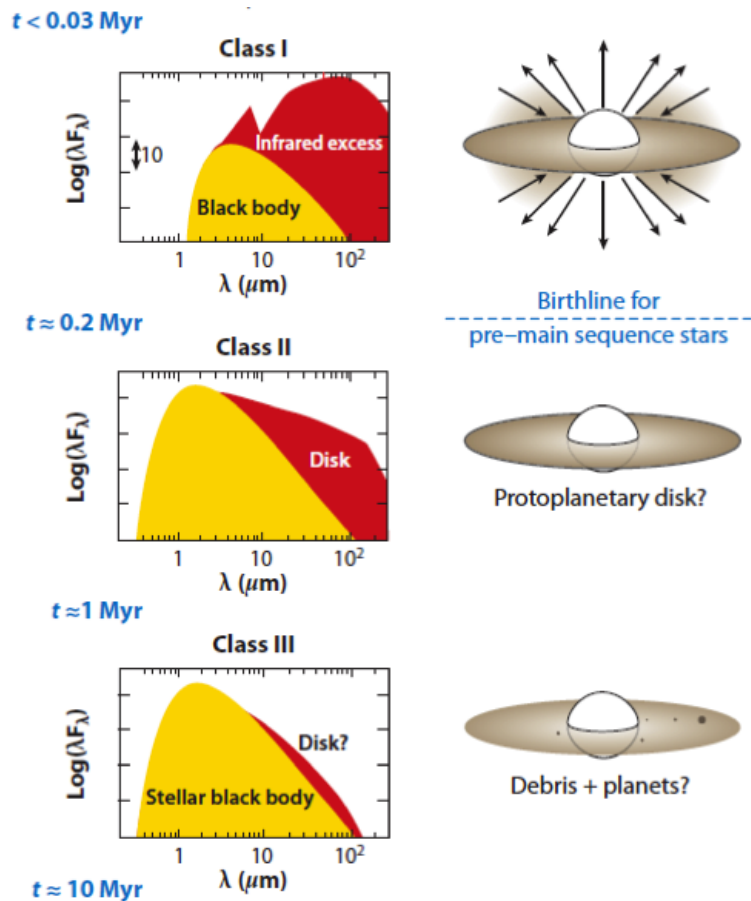


Figura 3.8: Clasificación de objetos estelares jóvenes [30]

Como se indica en la Figura 3.8, la protoestrella (clase 0, clase I) evoluciona generando un disco primigenio compuesto inicialmente por 99% gas y 1% polvo (clase II). Este evoluciona generando cuerpos sólidos cada vez mayores en el plano medio del disco y foto-evaporando el material circundante. Al crear objetos de tamaños sustanciales (2000 Km) para afectar gravitacionalmente a los cuerpos vecinos [16][14], se produce colisiones en masa, los cuales generan el polvo observado en discos de segunda generación o discos de escombros (clase III).

3.5.4 Evolución de discos protoplanetarios

Observaciones de discos circumstelares alrededor de estrellas jóvenes muestran que el rango crítico en el cual el disco evoluciona y presenta formación planetaria está entre 3 y 30 Myr [17][31]. Estudios de formación planetaria indican que los discos de escombros generalmente son relativamente fríos ($T < 50 - 200K$, [5]) con emisiones a longitudes de ondas en el infrarrojo medio ($25-75 \mu m$). Teóricamente, se puede esperar eventos donde se produzca un disco de escombros masivo, con emisiones detectables en el cercano infrarrojo [22][23]. Debido a su edad, se espera que los objetos en Alessi 21 sean clase III, con la posibilidad de encontrar discos de escombros masivos.

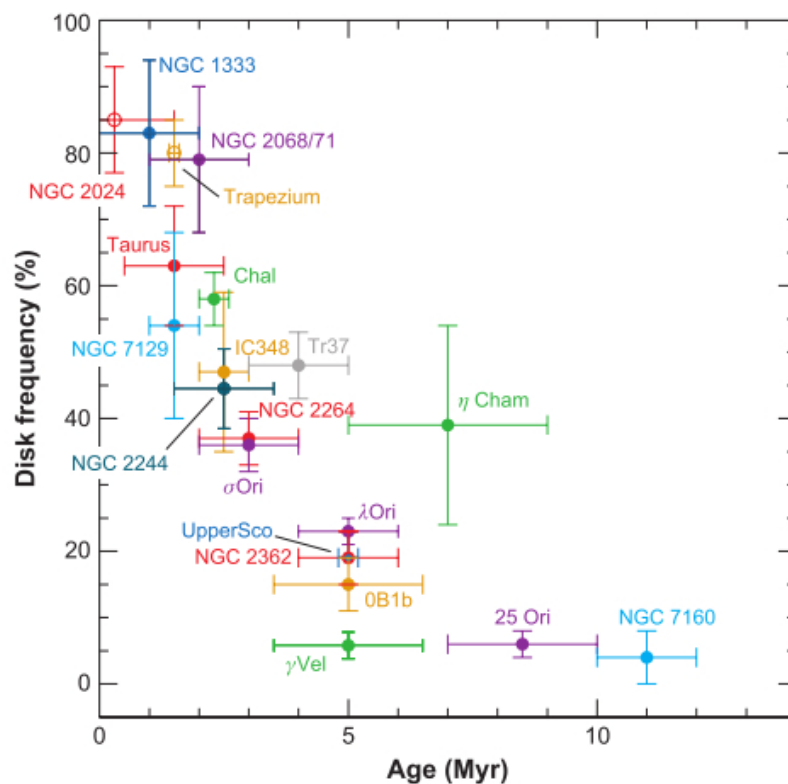


Figura 3.9: **Evolución de discos protoplanetarios**, Fracción de estrellas con exceso IR detectable en función del tiempo. [16][52]

Las Figuras 3.9 y 3.10, muestran la evolución de la la fracción de discos primordiales (hasta 10 Myr) y la posterior evolución de la fracción de discos de segunda generación observados luego de 10 Myr, respectivamente. Los discos detectados en la Figura 3.9 están dominados por estrellas de masa solar o menor y su contribución infrarroja a longitudes de ondas más cortas proviene de la pared interna del disco calentada a la temperatura de la sublimación del polvo ($T \sim 2000K$). Por otro lado, el polvo de segunda generación detectado en los diferentes rangos de masa de la Figura 3.10 poseen temperaturas que van desde 50K a

200K, con una superficie emisora mucho menor que en un disco primigenio. Esto significa que los discos de escombros poseen una emisión más modesta, y en general, con un máximo de emisión a longitudes de ondas mayores a $20 \mu m$.

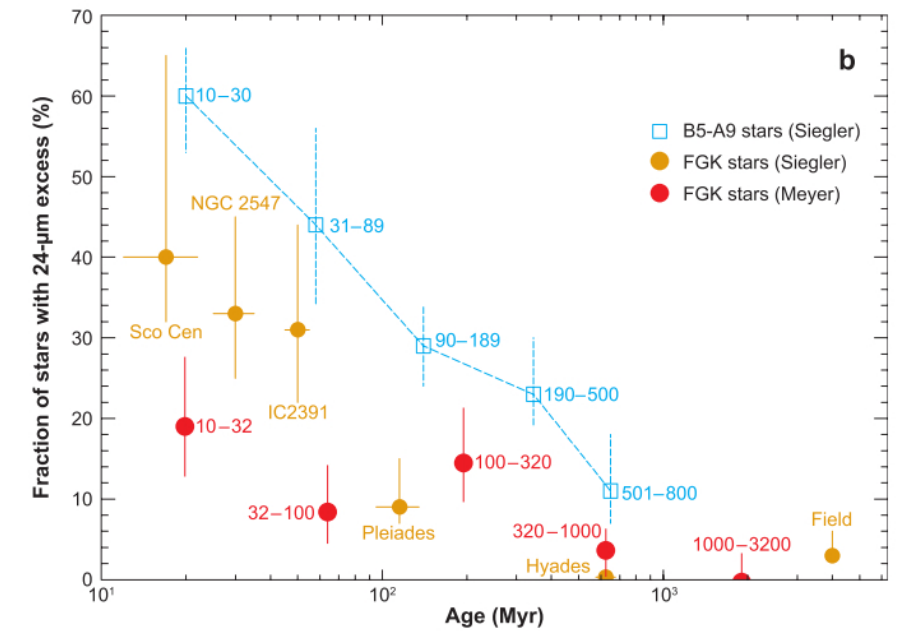


Figura 3.10: **Fracción de estrellas con exceso a $24 \mu m$ en función de la edad.** Círculos rellenos muestran los resultados para estrellas tipo espectral FGK, Mientras los cuadros son para las estrellas tipo A (Siegler et al. 2007)[42]. Círculos rojos de Meyer et al. (2008) y círculos naranjas resultados de (Siegler et al. 2007) para estrellas en cúmulos y asociaciones de distintas edades.

3.6 Movimiento Propio

Edmund Halley en 1718, notó que algunas estrellas no estaban fijas en el cielo, que presentaban un movimiento aparente respecto a otras estrellas. Las primeras estrellas que identificó fueron Arcturus (Bootes), Sirius (Canis Major) y Aldebaran (Orión). La estrella Barnard presenta el movimiento propio más amplio conocido hasta la época, con un valor de movimiento de 10.3 (\"/año) medido por Edward Barnard en 1916 (Figura 3.11).

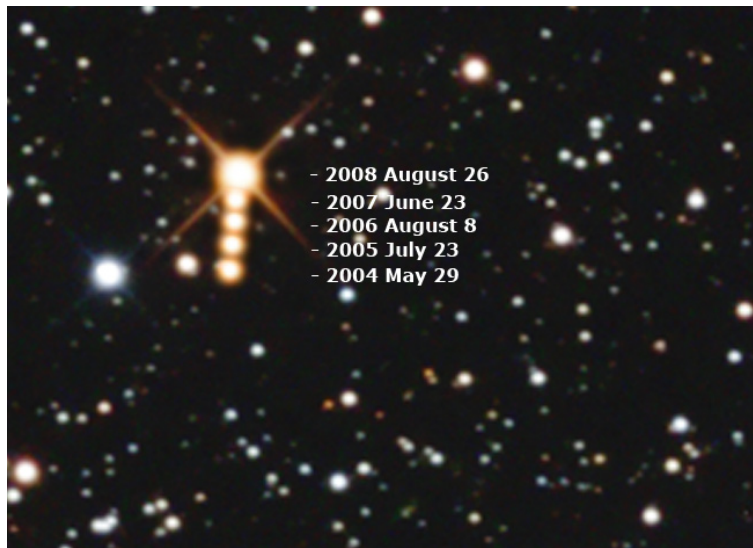


Figura 3.11: Movimiento propio de la estrella Barnard (2004-2008), Crédito Paul Mortfield & Stefano Cancelli.

El movimiento propio se identifica a través de la medición del desplazamiento angular de las estrellas de campo de estudio con respecto a estrellas más distantes del fondo. Para esto se utilizan imágenes con exposiciones multiepoca de la región. Este movimiento representa el cambio en la posición angular de una estrella a través de nuestra línea de visión (Figura 3.11), medido en milisegundos de arco por año (mas/yr) y se representa normalmente con la letra griega μ . Generalmente se trabaja en el sistema ecuatorial por lo tanto el movimiento propio se descompone en movimiento de Ascensión recta μ_α y movimiento de Declinación μ_δ .

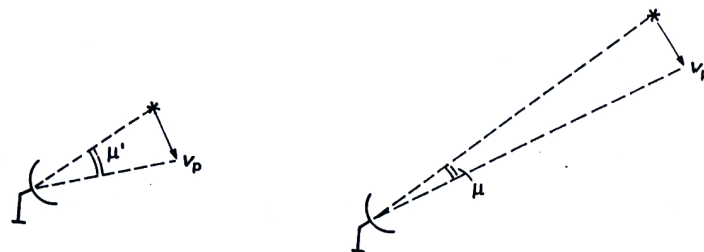


Figura 3.12: Esquema del movimiento propio [48]

En cúmulos estelares se espera que las estrellas posean una cinemática similar. Es decir, que tanto la velocidad radial como la tangencial definida por los movimientos propios ocupen un rango muy definido de valores. Esta propiedad observacional será usada para definir miembros cinemáticos en la sección 5.3.

Capítulo 4

Observaciones

4.1 Adquisición de las Imágenes

4.1.1 Observatorio MDM

El observatorio está ubicado en la cordillera suroeste de Kitt Peak, en Tucson, Arizona. En las instalaciones operan dos telescopios con instrumentación óptica e infrarroja. El telescopio Hiltner 2.4m que se emplea para nuestro estudio y el telescopio McGraw-Hill 1.3m. En el consorcio participan los departamentos de astronomía de la Universidad Estatal de Ohio, Dartmouth College, Universidad de Columbia, Universidad de Ohio, y la Universidad de Michigan.



Figura 4.1: Observatorio MDM, Kitt Peak, Arizona, Estados Unidos

4.1.2 Telescopio Hiltner

Es un telescopio óptico de 2.4m de diámetro, ubicado en Kitt Peak (Arizona, Estados Unidos), a una longitud de 111.6167°W y latitud 31.950°N , a una altura de 1938.5 msnm. Con un diseño Ritchey-Chretien se permiten dos configuraciones de relación focal $f/7.5$ y $f/13.5$. El espejo es monolítico fabricado en Cervit, un material de baja expansión y la superficie reflectora es de aluminio.

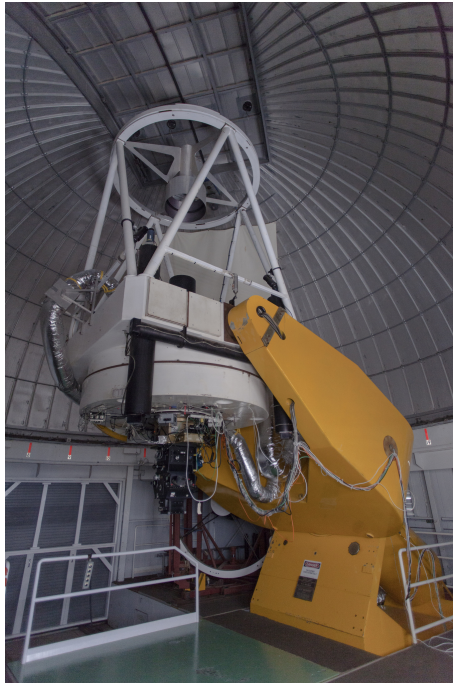


Figura 4.2: Telescopio Hiltner 2.4m

4.1.3 Instrumento OSMOS

OSMOS (Ohio State Multi-Object Spectrograph) es un detector de imágenes de campo y un espectrógrafo multiobjeto montado en el telescopio Hiltner de 2.4m. Contiene un arreglo de 4 detectores CCDs conformando un sensor de tamaño final 4096×4096 , donde cada píxel tiene un tamaño de $15 \mu m^2$. La escala en las imágenes obtenidas es de 0.273 arcsec/píxel es decir que abarca en el cielo una región de 18.6 x 18.6 minutos de arco. Trabaja en el rango de longitudes de onda de 350-1000 nm, y está equipado con un rueda de filtros UBVRI.

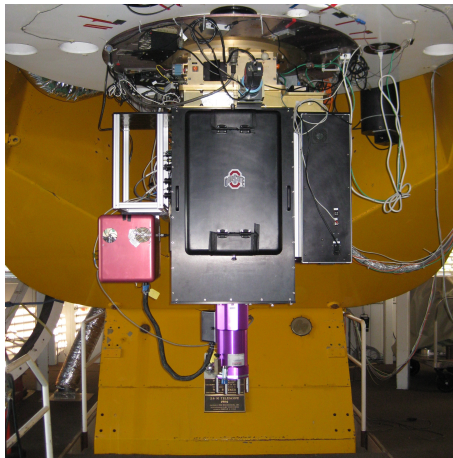


Figura 4.3: Instrumento OSMOS (Ohio State Multi-Object Spectrograph)

4.2 Fotometría Óptica e Infrarroja

Las imágenes fueron obtenidas por el Dr. Jesús Hernández el 24 de Diciembre del año 2011 bajo el proyecto "Disk Evolution in Star Forming Regions" (I.P. Dra. Nuria Calvet; Universidad de Michigan, USA), en el telescopio Hiltner, a través de los filtros VRI del instrumento OSMOS. Se obtuvieron dos conjuntos de imágenes con tiempos de exposición cortos (3x10s, 3x5s, 3x5s) y con tiempos de exposición largos (3x150s, 3x100s, 3x100s) para los filtros V, R, I respectivamente. Las imágenes fueron reducidas por BIAS y FLATS mediante el paquete de procesamiento IRAF (Por sus siglas en inglés Image Reduction and Analysis Facility), corregida por OVERSCAN con un programa diseñado en el lenguaje de programación IDL y calibrada astrométricamente con los paquetes Sextractor y WC-Stools por el Dr. Jesús Hernández. Las imágenes no fueron corregidas por "crosstalk", un efecto causado por la lectura de píxeles saturados en un CCD que produce señal fantasma simétrica en los otros 3 CCDs que conforman el mosaico [35]. Este problema solo afecta una ínfima parte de la cobertura espacial de nuestras imágenes y se minimiza en las exposiciones cortas. Se usó un binnedo de 2x2 quedando una escala efectiva de 0.546 "/píxel. Finalmente, las 3 imágenes de largo tiempo de exposición fueron combinadas usando la tarea "imcombine" de IRAF con el algoritmo de combinación "median" para reducir los efectos de rayos cósmicos en las imágenes que pudiesen saturar las fuentes estelares.

Usando la tarea phot de IRAF, se realizaron mediciones de brillo sobre las imágenes (magnitudes instrumentales) de las fuentes 2MASS encontradas dentro del campo observado. Se usó fotometría de apertura independientemente sobre cada filtro y cada tiempo de exposición. Las medidas se realizaron con una apertura fotométrica de 1.64" y con un anillo de cielo de 5.5 a 8.2 ". Además se encontraron las correcciones de apertura que me permiten derivar sintéticamente la magnitud instrumental en una apertura relativamente grande que garantice la incorporación de todo el flujo estelar (4.9").

La noche fue calibrada fotométricamente usando campos Landolts, los cuales son campos con estrella de magnitudes conocidas en el sistema Johnson Cousin. Medimos las magnitudes instrumentales de estas estrellas usando la tarea phot de IRAF. Como conocemos las magnitudes calibradas, esto nos permite encontrar ecuaciones de transformación entre las magnitudes instrumentales y las magnitudes Johnson-Cousin.

Las ecuaciones de transformación al sistema fotométrico estándar Johnson-Cousins, para los filtros V, R, I son:

$$V = v - K_v X + T_v(b - v) + C_v \quad (4.1)$$

$$R = r - K_r X + T_r(v - r) + C_r \quad (4.2)$$

$$I = i - K_i X + T_i(v - i) + C_i \quad (4.3)$$

V, R, I son las magnitudes en el sistema estándar, v, r, i son las magnitudes instrumentales, K es el coeficiente de extinción, X es la masa de aire, T es el coeficiente de transmisión de color y C es el punto cero instrumental.

Estas ecuaciones de transformación fueron aplicada a la fotometría obtenida del campo Alessi 21 para obtener el catálogo con las magnitudes en el sistema Johnson-Cousin.

Combinamos las mediciones de largo y corto tiempo de exposición obtenidos para cada estrella y realizamos una inspección visual sobre las imágenes para aquellas medidas más discrepantes. Finalmente, agregamos 12 estrellas con fotometría visual reportada por Kharchenko (2009)[26] y que aparecen saturadas en nuestras imágenes, incluso las de menor tiempo de exposición. Al combinar nuestras mediciones con las del catálogo 2MASS, nos permite generar un catálogo con cinco bandas fotométricas: V ($0.55\mu m$), Rc ($0.64\mu m$), Ic($0.79\mu m$), J($1.235\mu m$), H($1.662\mu m$) y K ($2.159\mu m$).

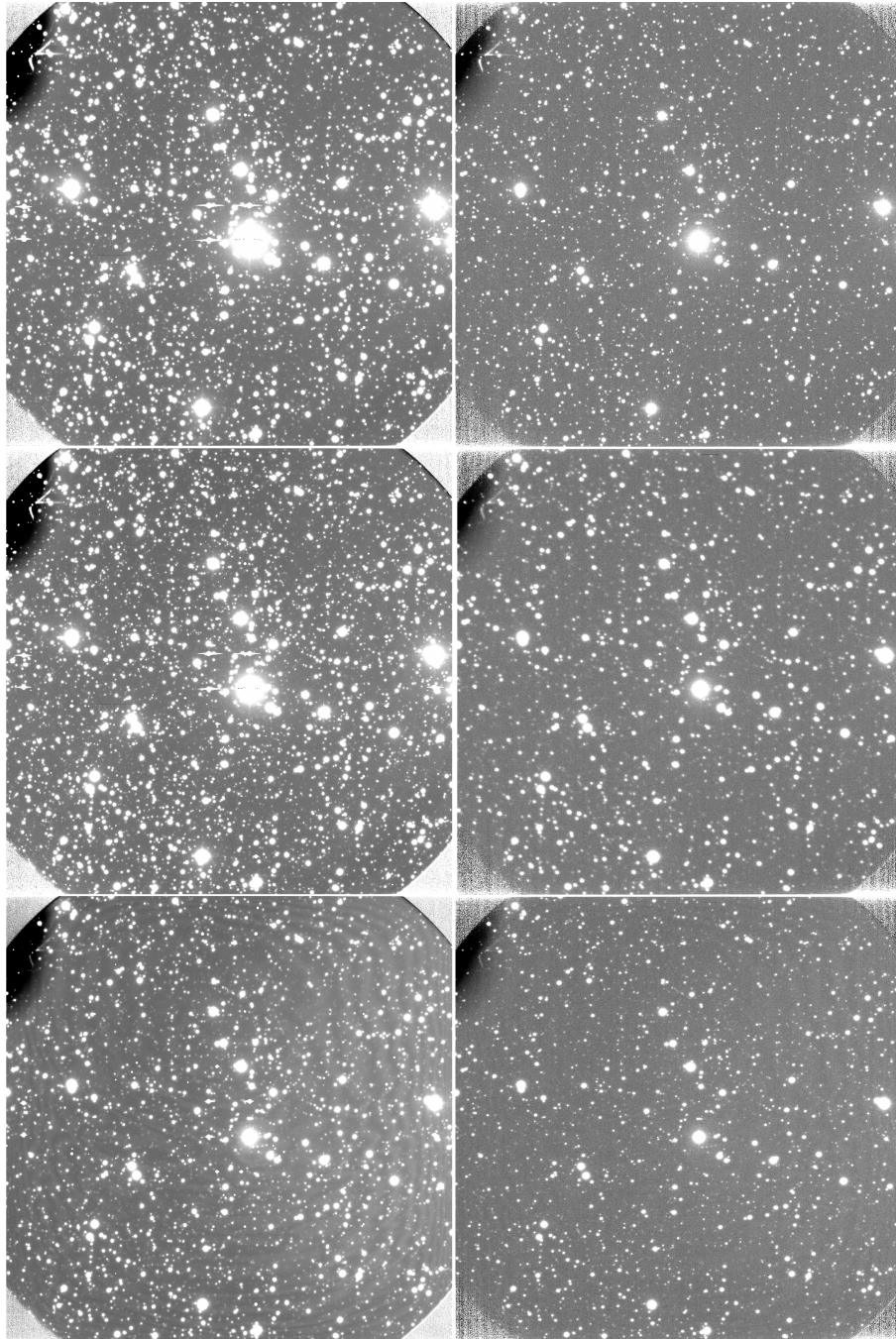


Figura 4.4: **Imágenes de OSMOS VRI para Alessi 21** Campo 20 x 20 arcmin en filtros VRI imágenes tomadas por el Dr. Jesús Hernández para el proyecto "Disk Evolution in Star Forming Regions". Primera columna, de arriba hacia abajo: filtro V (3x150s), R (3x100s), I (3x100s). Segunda columna: filtro V (3x10s), R (3x5s), I (3x5s).

Capítulo 5

Resultados

5.1 Selección de Candidatas Fotométricas

En este trabajo no caracterizamos la población estelar en sus valores globales de extinción, debido a que no tenemos información espectroscópica de las candidatas a miembros del cúmulo. De esta manera, no tenemos las herramientas necesarias para realizar cálculos globales que permitan una confirmación de la distancia y edad de Alessi 21. Es por esto, que la relevancia del trabajo se encuentra enfocada en la selección de candidatas fotométricas usando el valor de distancia de 500pc reportado por Kharchenko (2005) [25]. Este valor es crucial para la ubicación de la ZAMS e isocrónas en nuestros diagramas.

La selección se realizó a través de la elaboración de los diagramas color-magnitud V vs $V - R$, $V - I$, $V - J$ (Figuras 5.1, 5.2 y 5.3). En primera instancia se ajustó un polinomio de grado nueve a los datos de la ZAMS de Siess & Forestini (2000)[43]. Las curvas ZAMS fueron ubicadas a la distancia del cúmulo en cada uno de los diagramas. El criterio de selección se basó en determinar que objetos se encontraban por encima de la ZAMS en al menos un diagrama color magnitud. Los candidatos más fuertes se ubicaron por encima de la ZAMS en los 3 diagramas color magnitud, los débiles en 2 diagramas color magnitud y los candidatos inciertos solo aparecen por encima de la ZAMS en un solo diagrama color magnitud. Tenemos un total de 134 estrellas candidatas fuertes, 53 estrellas candidatas débiles y 105 estrellas candidatas inciertas a miembros. Aquellas estrellas que no fueron clasificadas en nuestra selección fueron descartadas por ser estrellas pertenecientes al fondo estelar.

Fue necesario aceptar estrellas ubicadas encima de la ZAMS en un solo diagrama debido a que algunas estrellas brillantes, no poseen mediciones en las bandas R e I debido a problemas de saturación. También el problema de crosstalk generado por saturación es más intenso en las bandas R e I en comparación con la banda V. Esto también nos permite incluir estrellas débiles cercanas a la ZAMS, que pudieran tener barras de errores fotométricos tales que las pudieran ubicar erróneamente por debajo de la ZAMS en algunas bandas.

Tenemos un total de 292 candidatas fotométricas. Nuestra metodología elimina la mayoría de las estrellas no pertenecientes al cúmulo Alessi 21 que están localizadas en el fondo estelar. Sin embargo, no hemos limpiado nuestra muestra de estrellas que se encuentran más cerca que Alessi 21, o que su brillo intrínseco sea tal que se localicen por encima de la secuencia principal (p. ej. estrellas gigantes o supergigantes). Es por esto, que es necesario realizar un seguimiento espectroscópico para confirmar la membresía de nuestros candidatos. La confirmación espectroscópica está fuera de los objetivos planteados en este trabajo. Sin embargo, nuestro resultado es base para cualquier trabajo futuro de esta índole.

Realizaremos un censo de discos protoplanetarios en esta muestra basados en la fotometría infrarroja de los catálogos 2MASS y WISE (sección 5.2). También realizaremos un estudio cinemático de la muestra que poseen movimientos propios reportados en el catálogo UCAC4 (sección 5.3).

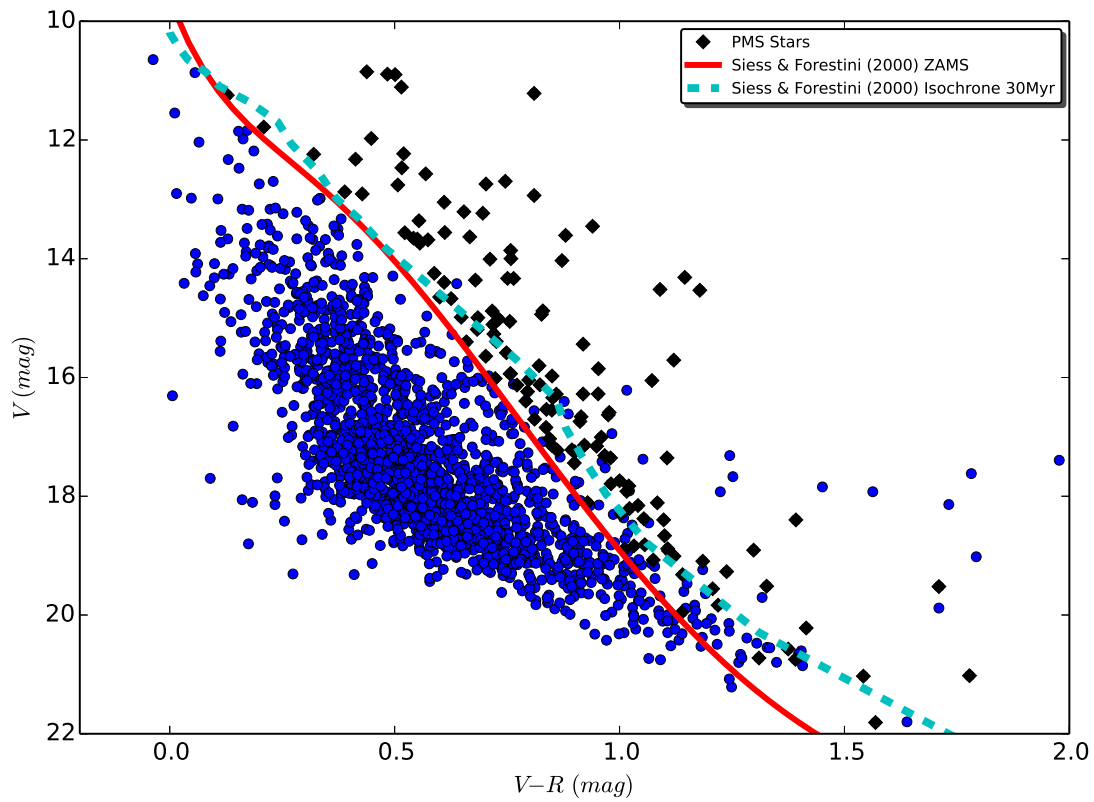


Figura 5.1: **Diagrama color-magnitud V vs $V-R$** muestra la selección de las estrellas candidatas fotométricas a miembros del cúmulo estelar ALESSI 21 a partir de nuestro catálogo final de 2159 fuentes 2MASS con fotometría óptica OSMOS. La línea sólida representa la ZAMS y la línea punteada representa la isócrona a 30 millones de años (Siess et al. 2000)[43] ajustadas a 500 pc de distancia, los diamantes negros representan las candidatas fotométricas más fuertes.

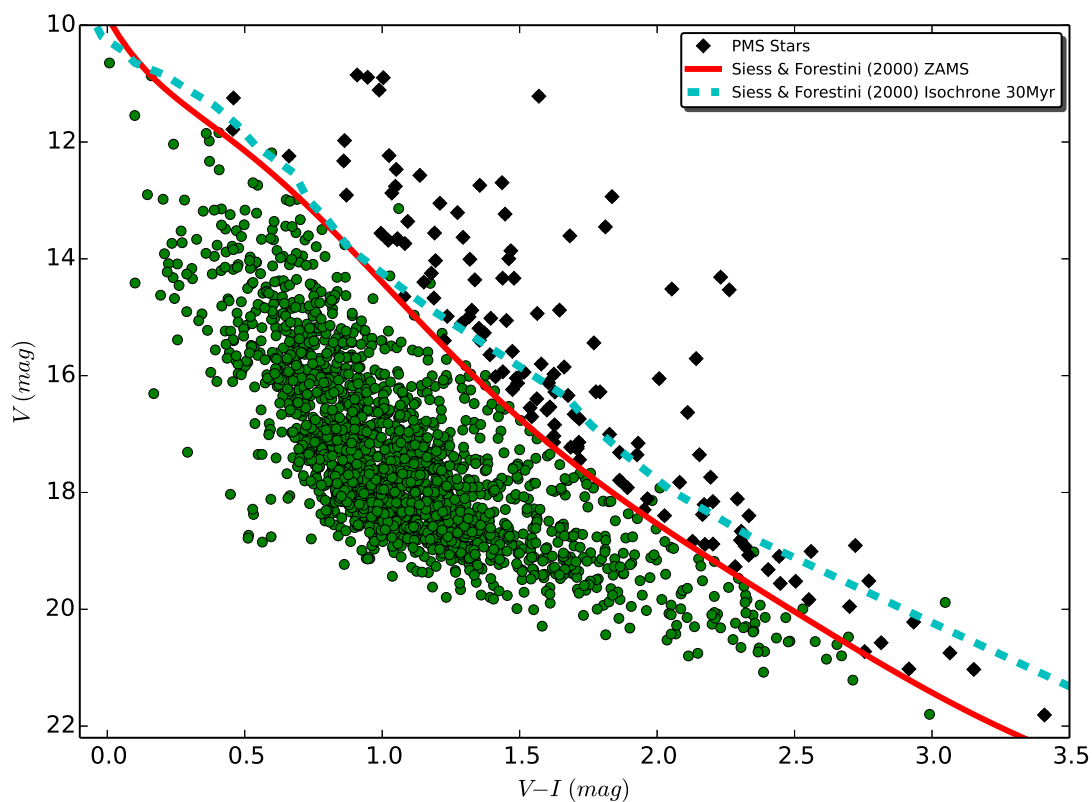


Figura 5.2: **Diagrama color-magnitud V vs V-I** muestra la selección de las estrellas candidatas fotométricas a miembros del cúmulo estelar ALESSI 21, marcadores similares a los utilizados en la figura 5.1

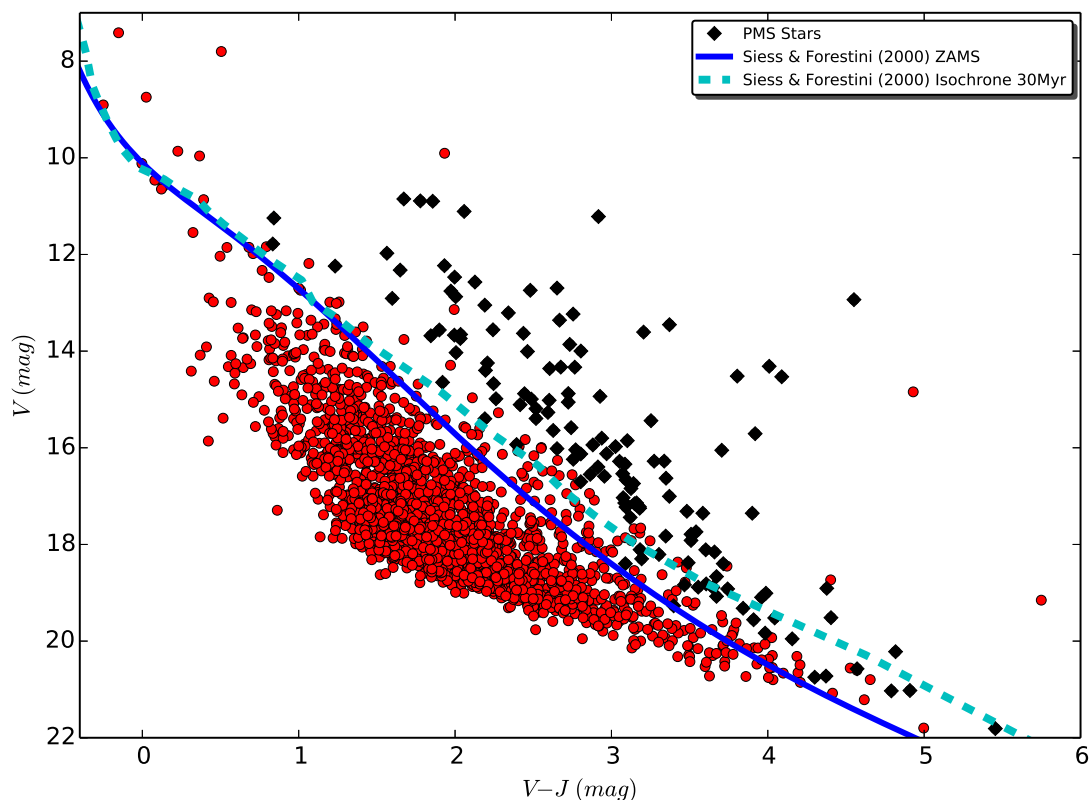


Figura 5.3: **Diagrama color-magnitud V vs V-J** muestra la selección de las estrellas candidatas fotométricas a miembros del cúmulo estelar ALESSI 21, marcadores similares a los utilizados en la figura 5.1

5.2 Búsqueda de Discos Protoplanetarios

Ya que los catálogos infrarrojos 2MASS y WISE abarcan todo el cielo, son una herramienta fundamental para la detección de fuentes que, debido a que poseen material circunestelar, exhiben emisiones infrarrojas encima de lo esperado para la fotosfera estelar, es decir excesos infrarrojos. Esta sección describe como es la selección de objetos con excesos infrarrojos posiblemente generados en discos protoplanetarios.

La muestra tomada para realizar nuestro estudio, se obtuvo a través de la selección de aquellas candidatas fotométricas, cuya fotometría poseía banderas de calidad A o B en los catálogos 2MASS y WISE.

La Figura 5.4 muestra un diagrama color-color de las bandas de 2MASS. Este diagrama puede ser usado para detectar excesos de flujos en el cercano infrarrojo. En la figura se resaltan las regiones esperadas para estrellas de masa intermedia con discos primigenios (estrellas HAeBe) y para estrella de baja masa con discos primigenios (estrellas CTTS).

Claramente observamos 3 estrellas que se apartan de la región fotosférica definida por Bessell y Brett [4]. La estrella (1) 07104213-0922164, una candidata fotométrica fuerte en la zona de las Herbig Ae/Be [13]. Realizamos una inspección visual en las imágenes. En las bandas ópticas, de 2MASS y las bandas más azules de WISE, este objeto luce como una fuente estelar sin contaminación. Sin embargo, en las bandas de 12 y 22 μm de WISE no se aprecia ningún tipo de fuente asociada a esta estrella. Esta inspección visual es corroborada por la falta de medición confiable a 12 y 22 μm , las cuales poseen una señal ruido (S/R) menor a 2. Debido a que la estrella (1) es relativamente débil a lo esperado para ser una estrella HAeBe y además la falta de flujo sustancial en las bandas de WISE podemos concluir que esta estrella no es una estrella HAeBe. La Figura 5.5 soporta esta conclusión ya que se observa que la SED de la estrella (1) no posee excesos infrarrojos apreciables (encima de la fotosfera, línea roja) en ninguna banda fotométrica. De este análisis queda como interrogante el porqué esta estrella cae en las zonas de las HAeBe en la Figura 5.4, y son necesarias observaciones adicionales para explicar la verdadera naturaleza de este objeto.

También fue realizado un chequeo visual a los 2 objetos restantes: las estrellas (2) 07105475-0924262 y (3) 07104693-0919239. Ambas estrellas poseen vecinas muy cercanas ($< 4''$) que contaminan la fotometría de 2MASS. Esto explicaría la localización en regiones de exceso en la Figura 5.4. Estas estrellas tienen fotometría a 12 y 22 μm en WISE con $SN < 2$. Por estas razones fueron rechazadas como estrellas a poseer discos protoplanetarios.

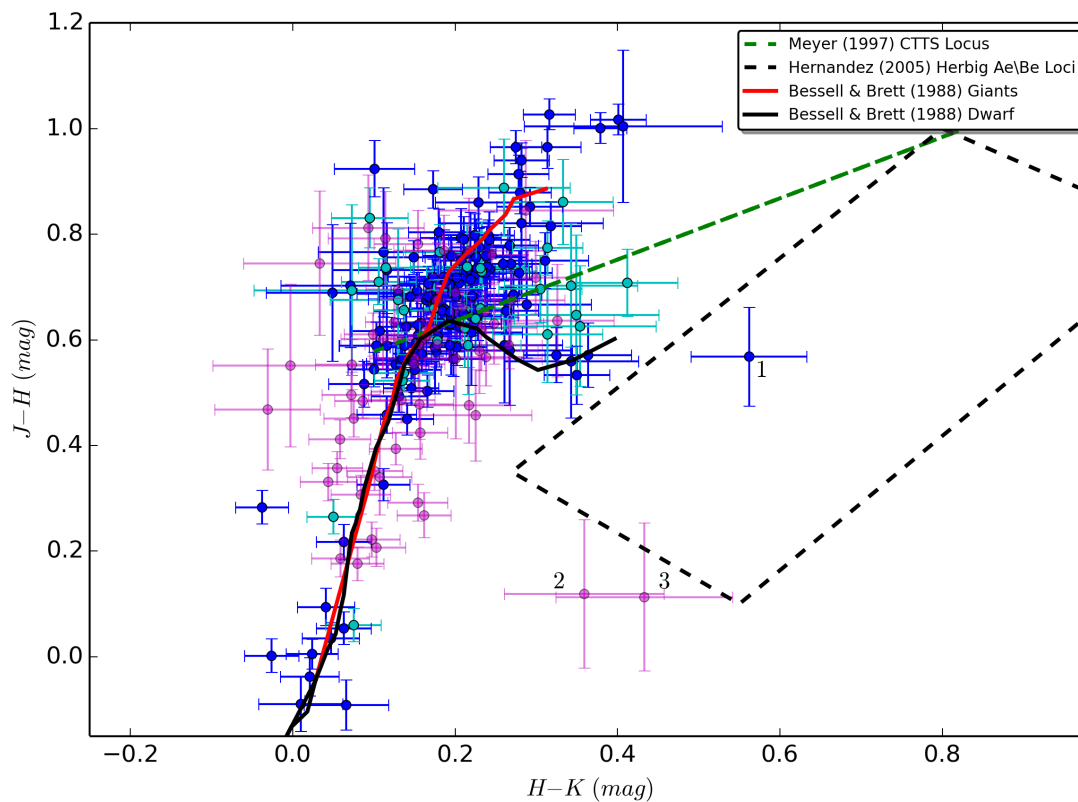


Figura 5.4: **Diagrama color-color 2MASS J-H vs H-K para nuestras candidatas fotométricas.** La secuencia estándar de las estrellas enanas y gigantes definidas por Bessell & Brett (1988) [4] esta representada por las curvas negra y roja respectivamente. El locus de las estrellas Clásicas T Tauri (CTTS) línea verde definida por Meyer, Calvet, & Hillenbrand (1997)[33]. Las estrellas Herbig Ae/Be están concentradas en la región de la caja delimitada por líneas negras punteadas, definida por Hernández (2005)[13]. Los círculos de color azul son nuestras candidatas fuertes a miembros, los círculos de color cian las candidatas débiles y los círculos de color magenta las candidatas inciertas. Las fuentes numeradas serán discutidas en más detalle en el texto.

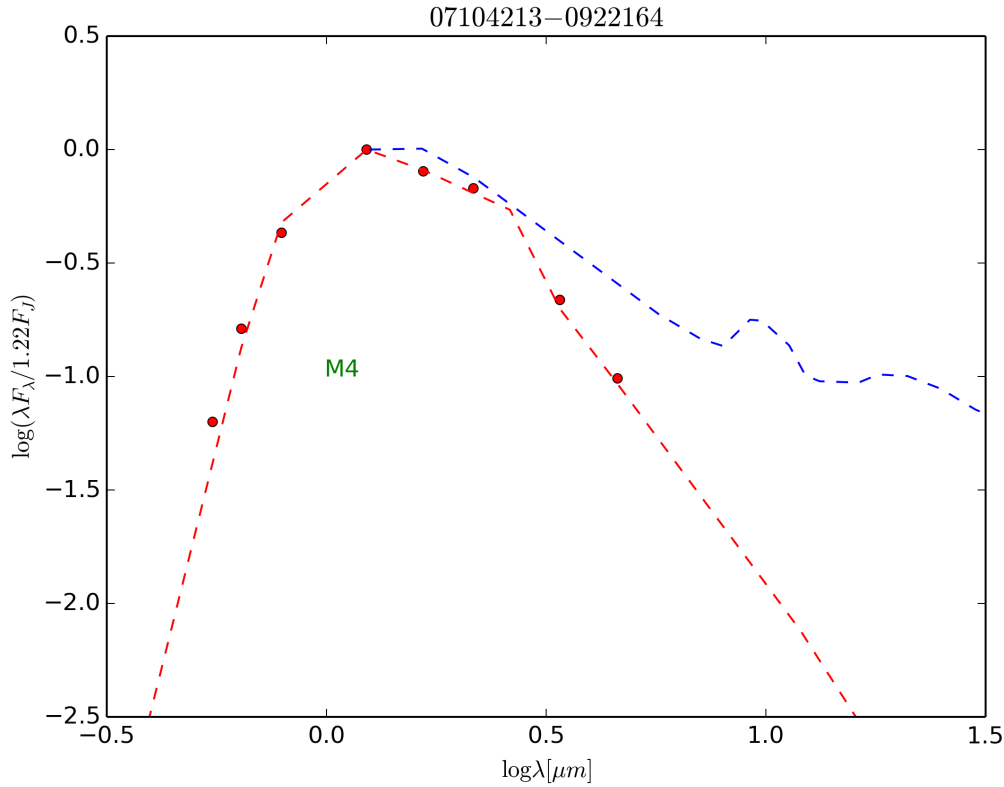


Figura 5.5: **Distribución espectral de energía para la estrella en la zona Herbig Ae/Be.** Los puntos en color rojo, representan el flujo de la estrella en las bandas fotométricas (VRI) de OSMOS, 2MASS, WISE (W1, W2). Los demás símbolos usados, son idénticos a la (Figura 5.8).

Para la inspección de excesos fotométricos en el mediano infrarrojo (12 y $22 \mu m$) usamos diversos diagramas color-color combinando fotometría óptica, 2MASS y WISE. Empleando la muestra de candidatas fotométricas, construimos los diagramas color-color $V - J$ vs $K - [12]$ y $V - J$ vs $K - [22]$.

Las Figuras 5.6 y 5.7. Nos permiten identificar el exceso de infrarrojo a $12 \mu m$ y $22 \mu m$ respectivamente. Para conocer el color característico de la fotosfera estelar de Alessi 21, se realiza un ajuste gaussiano a la distribución de colores $K - [12]$, $K - [22]$ de todos los candidatos a miembros del cúmulo en cada diagrama, como se muestra en la parte superior de los diagramas.

Las líneas punteadas representan el nivel fotosférico definido como 3σ alrededor del color de la fotosfera. Los colores obtenidos del ajuste gaussiano son $\overline{K - [12]} = 0.11 \pm 0.14 (mag)$ y $\overline{K - [22]} = 0.12 \pm 0.11 (mag)$. Aquellas estrellas por encima del nivel fotosférico, es decir que cumplan $K - [12] > 0.53$, $K - [22] > 0.50$, inicialmente son consideradas estrellas que presentan excesos en el infrarrojo.

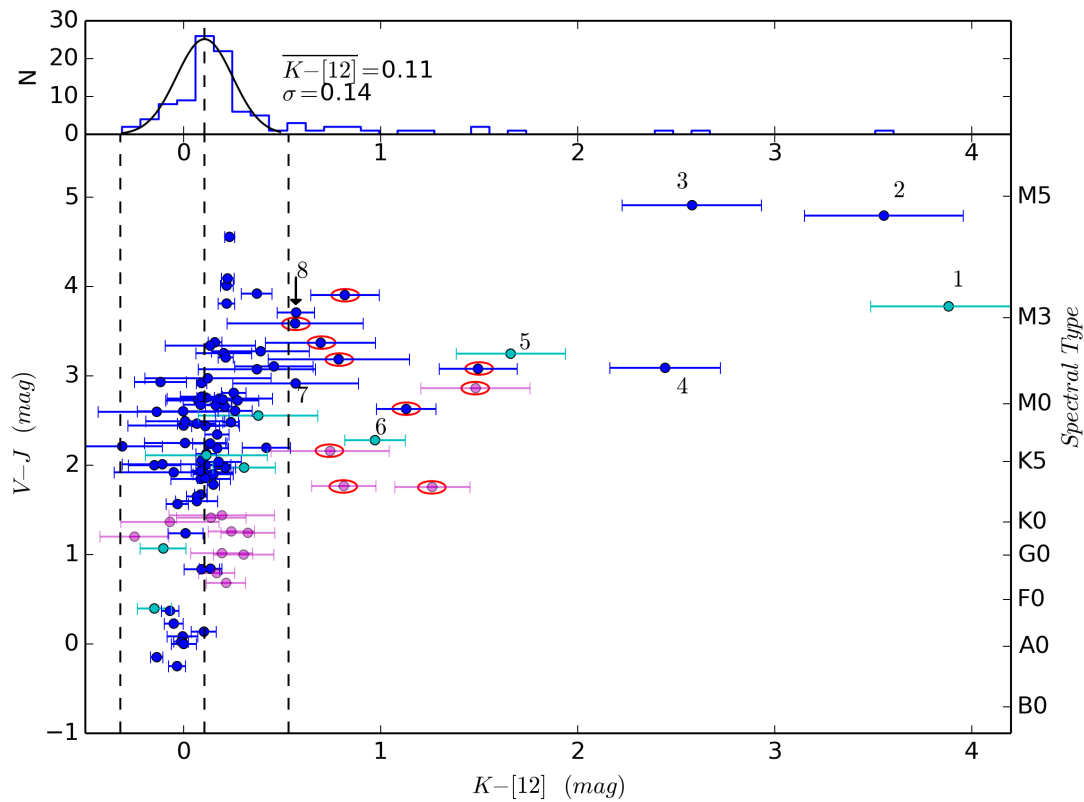


Figura 5.6: **Diagrama de color-color $V - J$ vs $K - [12]$** Exceso de infrarrojo $12\mu m$. Los círculos de color azul son nuestras candidatas fuertes a miembros, los círculos de color cían las candidatas débiles y los círculos de color magenta las candidatas inciertas. Los tipos espectrales fueron tomados a través del color intrínseco $V - J$ por Kenyon & Hartmann (1995)[24]. Las estrellas con círculos rojos son nuestras candidatas a estrellas con posibles discos las cuales serán analizadas más adelante (ver Figura 5.8). Las estrellas con numeración fueron rechazadas como estrellas con discos (ver texto).

Para verificar si los excesos son confiables (Figura 5.6), realizamos un chequeo visual en todos los objetos con exceso, con el objetivo de descartar posibles objetos contaminantes como: galaxias, objetos con fotometría contaminada, objetos extendidos, etc. Los objetos con excesos que fueron descartados de nuestro estudio de discos son numerados y se discute a continuación:

- Las estrellas (1) 07102783-0928020, (3) 07105893-0918182, (4) 07112383-0921207, (5) 07103620-0925206 y (7) 07104527-0915599 tienen detecciones marginales en la banda de $12 \mu m$ de WISE (S/N=3.6, 4.1, 3.3, 4.0 y 3.4, respectivamente). Estas estrellas no tienen detecciones a $22 \mu m$. Una inspección visual de estas estrellas permitieron detectar nebulosidades en la posición de la estrella a 12 y $24 \mu m$. No se observó fuentes puntuales y el exceso observado a $12 \mu m$ posiblemente sea debido a fluctuaciones del fondo del cielo. Adicionalmente la barra de error de la estrella (7) caen dentro del límite fotosférico.
- Las estrellas (2) 07112337-0921270 y (6) 07105582-0923266 poseen fuentes vecinas que contaminan la fotometría a $12 \mu m$. Estas fuentes no posee fotometría a $22 \mu m$. Estas estrellas no son consideradas como candidatas a poseer discos protoplanetarios.
- La estrella (8) 07102832-0925411 tiene una fuente vecina que pudiera contaminar su fotometría. A $12 \mu m$ la fuente localizada al sur es muy brillante lo que implica mayor probabilidad de contaminación en la estrella (8). Se encuentra cerca del límite fotosférico, en donde sus barras de error caen dentro de este límite. Debido a esto esta estrella se rechaza como candidata a estrella con excesos infrarrojos.

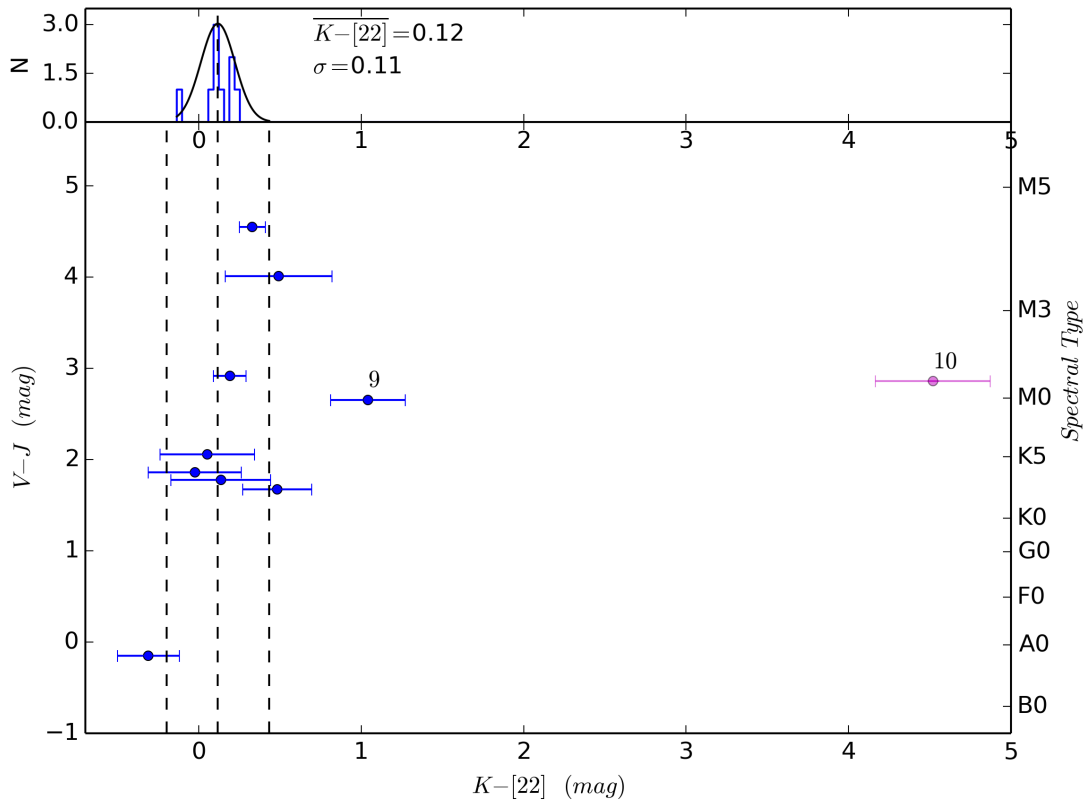


Figura 5.7: **Diagrama color-color $V - J$ vs $K - [22]$** Exceso de infrarrojo $22\mu m$. Los círculos de color azul son nuestras candidatas fuertes a miembros, los círculos de color cían las candidatas débiles y los círculos de color magenta las candidatas inciertas.

En la Figura 5.7 podemos observar 2 estrellas que probablemente tengan excesos a $22 \mu m$. Realizamos una inspección visual de ellas:

- La estrella (9) 07101703-0918369 es una fuente contaminada por una estrella cercana ($20''$ SW) relativamente brillante. Afecta notablemente la medida de $22 \mu m$; la estrella (9) pierde su estructura y queda embebida en su vecina. Por esta razón su exceso a $22\mu m$ es incierto, no tiene exceso a $12 \mu m$, y la rechazamos como candidata a estrella con disco.
- La estrella (10) 07105851-0913374, presenta una estructura estelar a $3.4 \mu m$ y $4.6 \mu m$. Posee medidas marginales a $12 \mu m$ (SN=3.9) y $22 \mu m$ (SN=3.1). Realizando un chequeo visual, se distingue como una fuente extendida a $12 \mu m$ y $22 \mu m$, que exhibe excesos infrarrojos notables, posiblemente la fuente del exceso sea de un objeto del fondo estelar. La Figura 5.9, muestra la SED de este objeto, la cual luce como una estrella con disco en transición. Debido a la gran incertidumbre en la fotometría y a la aparición de un objeto extendido de fondo, esta estrella se rechaza como candidata a poseer disco protoplanetario.

Luego de la inspección visual y de calidad fotométrica, tenemos 9 candidatas fotométricas con posibles discos protoplanetarios alrededor de ellas debido al exceso infrarrojo observado a $12 \mu m$ (Figura 5.8). Cabe resaltar que de estas estrellas, 4 poseen detecciones de excesos infrarrojos marginales, en donde las barras de errores fotométricos caen dentro del límite fotosférico: estrellas 07111147-0925412, 07104548-0922414, 07103502-0919006 y 07103649-0916018. Las 2 estrellas con posibles exceso a $22 \mu m$ (Figura 5.9) fueron descartadas por poseer problemas en su fotometría infrarroja.

La Figura 5.8 muestra las SED para cada una de las estrellas candidatas a poseer discos. Todas las estrellas presentan un modesto exceso a $12 \mu m$ por encima de sus fotosferas. La fotosfera fue calculada basado en el ajuste a las magnitudes V, R, I y J. Ya que estas magnitudes no están corregidas por extinción el tipo espectral (la fotosfera) puede asumirse como un límite tardío. Debido a la baja extinción esperada para Alessi 21 ($A_V \sim 0.22$ magnitudes) se espera que el tipo espectral calculado para la fotosfera no se aleje del tipo espectral real. De esta forma podemos decir que solo encontramos posibles discos protoplanetarios alrededor de estrellas de baja masa, con tipos espectrales K y M.

Las SEDs observadas en la Figura 5.8 son características de objetos con discos primigenios muy evolucionados o discos de segunda generación relativamente calientes para emitir a $12 \mu m$. No encontramos discos primigenios ópticamente gruesos como los definidos por la mediana de Tauro (línea a trazos azul). Este resultado es sustentado en la Figura 5.10, en donde todos objetos con posibles excesos caen por debajo de la región definida por Koenig (2012)[28] para objetos de clase II. Esto es un resultado esperado, ya que la fracción de discos primigenios encontrados en cúmulos de 10 Myr es menos del 4% [14] y a 30 Myr se espera que este valor sea casi nulo.

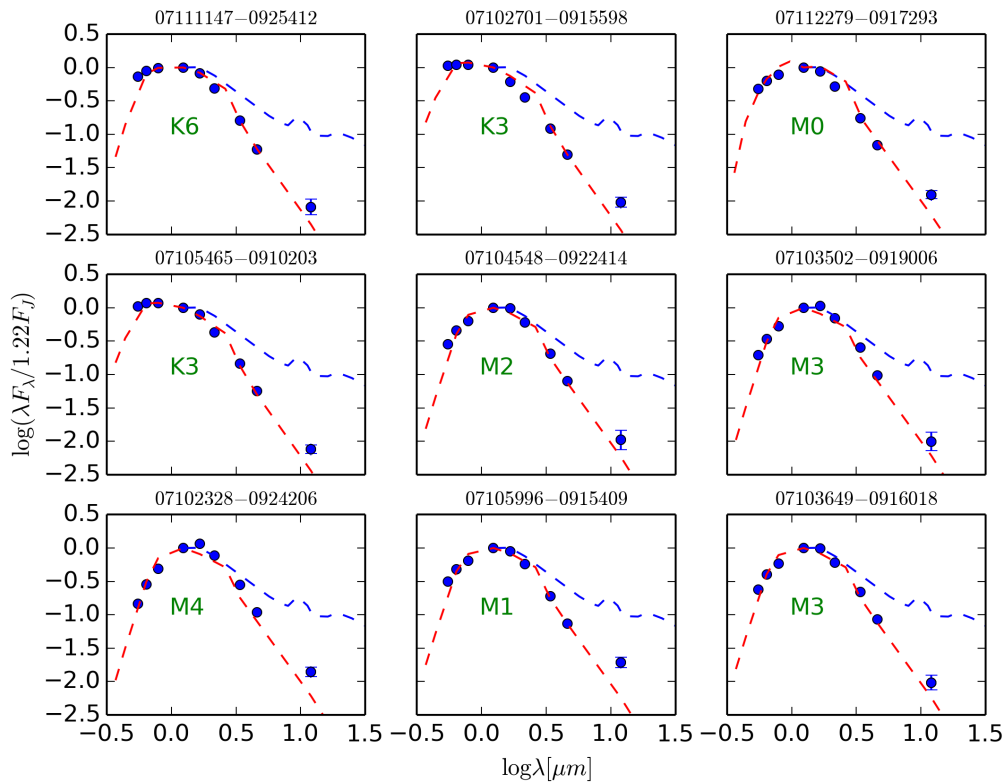


Figura 5.8: **Distribución espectral de energía para candidatas fotométricas con excesos a $12\mu\text{m}$.** Los puntos en color azul, representan el flujo de la estrella en las bandas fotométricas (VRI) de OSMOS, 2MASS y W1, W2, W3 de WISE. La curva a trazos roja, representa el flujo fotosférico calculado para cada tipo espectral, determinado a través de los colores intrínsecos para estrellas de baja masa de Pecaut & Mamajek [38]. La curva a trazos azul, representa la media del flujo típico para estrellas con disco ópticamente grueso en la región formación estelar de Tauro de Furlan [10]. Todos los flujos fueron normalizados a la banda J de 2MASS.

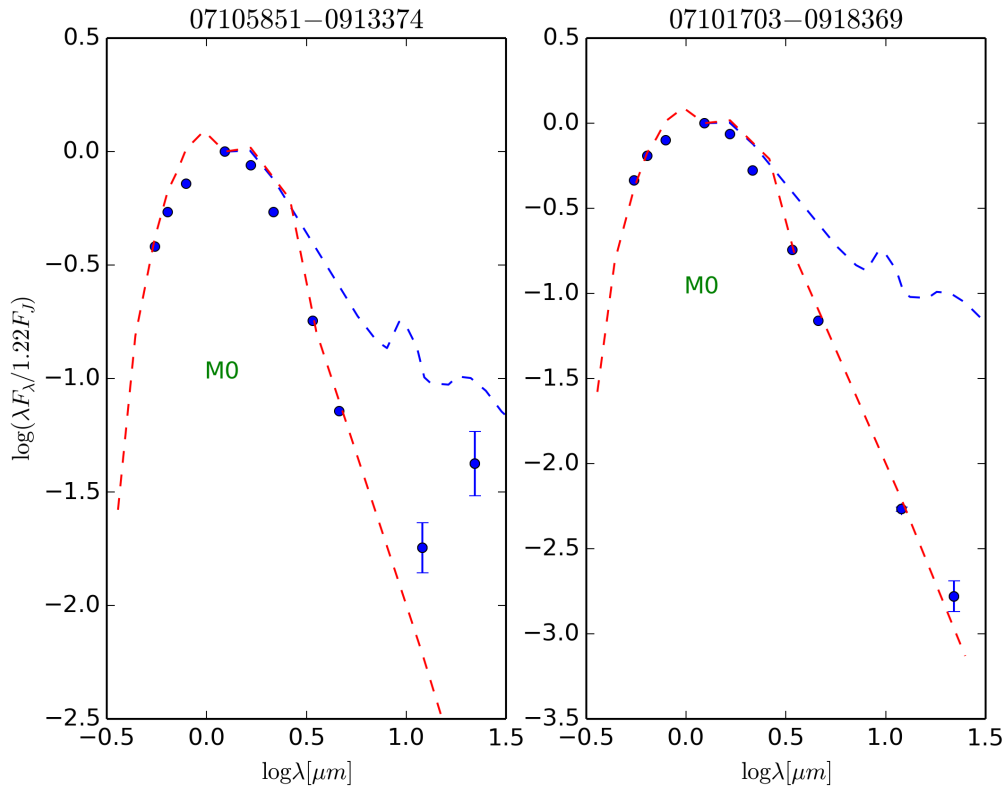


Figura 5.9: **Distribución espectral de energía para candidata fotométrica con excesos a 12 y 22 μm .** Los puntos en color azul, representan el flujo de la estrella en las bandas fotométricas (VRI) de OSMOS, 2MASS, WISE. Los demás símbolos usados, son idénticos a la (Figura 5.8).

Si el exceso observado proviene de un disco protoplanetario, este puede estar compuesto de material primigenio muy evolucionado o pudieran ser discos de escombros masivos y relativamente calientes. Debido al tiempo característico de disipación de un disco protoplanetario [17], el escenario de que la estrella posea un disco protoplanetario compuesto de material primigenio remanente es muy poco probable aunque no completamente imposible. Debido a que los discos de escombros están compuestos por polvo que es retro alimentado por colisiones entre asteroides formados en el disco, este tipo de discos puede encontrarse en edades relativamente viejas, desde pocos millones de años a más de mil millones años. El polvo que compone el disco de segunda generación es calentado por la estrella central a temperaturas que emiten principalmente a longitudes de ondas mayores de 20 μm . De esta forma, es más factible detectar discos de escombros alrededor de estrellas brillantes (tipos espectrales B, A, y F) que en estrellas de baja masa (tipos espectrales K y M). En nuestra muestra de estrellas brillantes conformadas por las estrellas de Kharchenko (2009) (26) no detectamos excesos infrarrojos a 12 μm ni a 22 μm . Si los excesos detectados alrededor de las estrellas K y M (Figura 5.8) provienen de un disco de segunda generación

este debe ser relativamente masivo y estar compuesto de polvo relativamente caliente muy cerca de la estrella. Este tipo de discos pueden tener origen en eventos esporádicos de baja probabilidad de colisiones entre asteroides relativamente grandes (de Km de diámetros) los cuales producen una abundante cantidad de polvo [22]. Son necesarios estudios adicionales para corroborar que el exceso infrarrojo provenga de un disco protoplanetario y así inferir la naturaleza de este exceso.

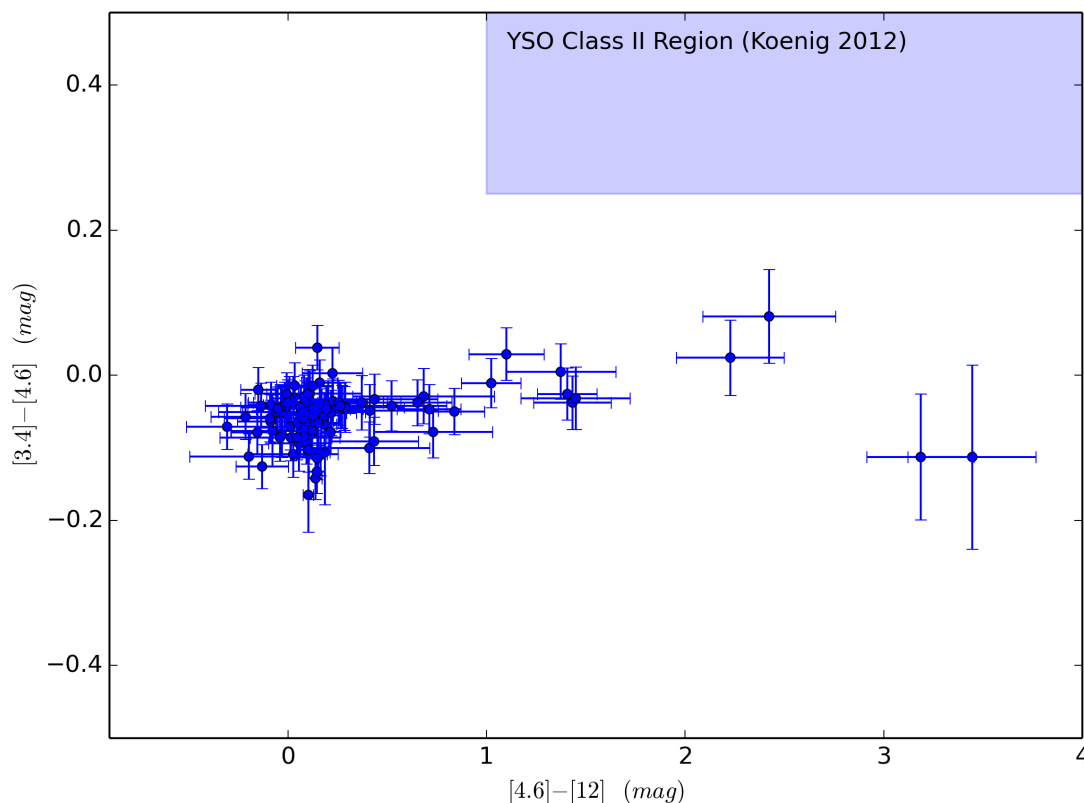


Figura 5.10: **Diagrama color-color W1-W2 vs W2-W3**, Los círculos azules representan todas las estrellas candidatas fotométricas de Alessi 21. La región de los objetos estelares jóvenes de clase II sombreada en azul definida por Koenig (2012)[28].

El diagrama color-color WISE (Figura 5.10). Nos permite identificar excesos en el infrarrojo a $12\mu\text{m}$ al igual (Figura 5.6). Observando la región de Koenig [28]. Esta nos indica que no tenemos objetos de clase II, lo cual es un indicio de no tener discos primigenios en Alessi 21.

5.3 Membresía Cinemática

Para reforzar nuestro estudio de selección de candidatas a miembros del cúmulo Alessi 21. construimos una región de membresía cinemática sobre el diagrama de movimientos propios (Figura 5.11). Esperamos que los miembros del cúmulo compartan la misma cinemática estelar, es decir se agrupen en una zona del diagrama punto vector. A través del diagrama no evidenciamos una agrupación clara de estrellas. Debido a esto, tomamos estrellas con probabilidad cinemática mayor al 50% reportadas en el catálogo de Kharchenko (2005) [25], (Tabla 6.1). Finalmente ajustamos funciones gaussianas sobre las distribuciones en cada eje del diagrama punto vector, para el cual obtuvimos una mediana del movimiento propio general $(\mu_\alpha, \mu_\delta) = (-4.37, 3.09) \left(\frac{mas}{yr}\right)$ con una desviación estándar $(\sigma_{\mu_\alpha}, \sigma_{\mu_\delta}) = (1.08, 1.04) \left(\frac{mas}{yr}\right)$.

Nuestra región de membresía cinemática se definió como la elipse centrada en el valor de la mediana, con semiejes 3σ . Todas las estrellas contenidas en esta región también son objeto de nuestro estudio de membresía. Finalmente obtuvimos como resultado 51 estrellas candidatas a miembros cinemáticos del cúmulo Alessi 21.

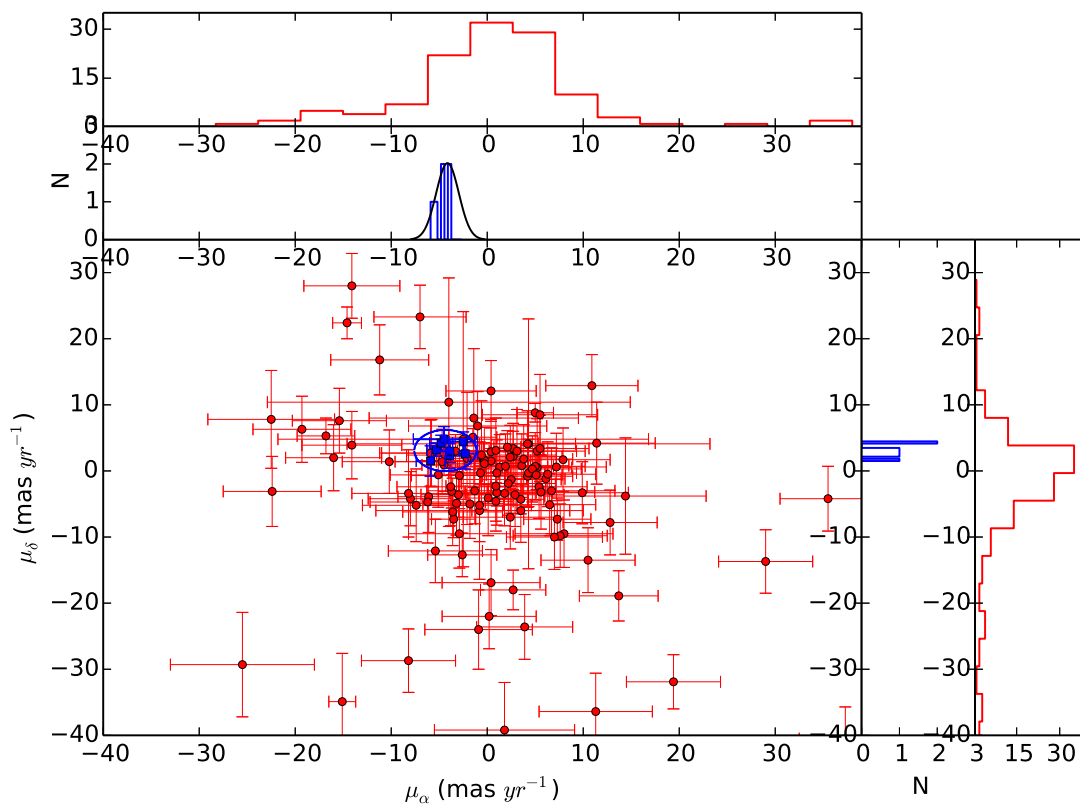


Figura 5.11: **Diagrama punto vector**, Los puntos rojos representan las estrellas del cúmulo Alessi 21 con movimientos propios en el catálogo de UCAC4, la zona limitada por la elipse es la región de membresía cinemática construida como 3σ alrededor del centro, definido por el ajuste de las gaussianas para 7 candidatos con probabilidad cinemática $P_{kin} > 50\%$ del catálogo de Kharchenko (2005) representado por los cuadros azules. Miembros reportados (Tabla 6.1).

Capítulo 6

Conclusiones

Este es el primer estudio fotométrico en las bandas ópticas V, R e I en búsqueda de candidatos fotométricos a miembros en la parte central (diámetro ~ 20 minutos de arco) del cúmulo estelar ALESSI 21. Para esto, combinamos la fotometría obtenida en el Observatorio MDM con datos del infrarrojo cercano del catálogo 2MASS y mediante diagramas color color seleccionamos de una muestra de 2159 fuentes, 292 estrellas candidatas a miembros fotométricos del cúmulo ALESSI 21. De estas candidatas tenemos, 134 candidatas fuertes, 53 candidatas débiles, 105 candidatas inciertas. Estas estrellas forman una base fundamental para trabajos futuros que permitan la confirmación espectroscópica de membresía al cúmulo Alessi 21.

Realizamos el primer censo de discos protoplanetarios en la muestra de candidatas fotométricas combinando fotometría óptica y de 2MASS con datos del telescopio espacial WISE. Luego de una inspección visual sobre las imágenes y de calidad de la fotometría WISE en las bandas de 12 y $22 \mu m$, de 18 estrellas con posibles excesos, descartamos la mitad debido a diferentes problemas encontrados en su fotometría. Una de las estrellas descartadas tiene una SED característica de un disco en transición, y se recomiendan estudios adicionales para verificar la naturaleza de este objeto (07105851-0913374). Las 9 estrellas con excesos restantes son estrellas de baja masa en donde se detectó un modesto exceso a $12 \mu m$, la fotometría a $22 \mu m$ para estos objetos estaban por debajo del límite de detección. De estas 9 estrellas, 4 poseen excesos infrarrojos marginales, en donde la barra de error fotométrica cae dentro del límite fotosférico.

Las distribuciones espaciales de energía de las 9 estrellas con exceso a $12 \mu m$ son características de estrellas con discos de escombros o discos primigenios muy evolucionados. Debido al tiempo de escala de disipación del disco primigenio existe una muy baja probabilidad de encontrar este tipo de discos a 30 Myr. Por otro lado, si la emisión proviene de un disco de segunda generación, este debe ser masivo y cercano a la estrella. Este tipo de discos masivos y calientes pueden generarse en colisiones esporádicas de baja probabilidad entre planetésimos (de pocos km de diámetro) localizados en el disco. Son necesarios estudios adicionales para inferir la naturaleza del exceso detectado.

Finalmente, usando los movimientos propios del catálogo UCAC4, hemos seleccionado 51 candidatas cinemáticas a miembros del cúmulo Alessi 21.

En resumen como producto de este trabajo obtuvimos:

- Catálogo de 292 candidatas a miembros fotométricos al cúmulo Alessi 21 (Tabla 6.4)
- Catálogo de 51 candidatas a miembros cinemáticos al cúmulo Alessi 21 (Tabla 6.5)
- Catálogo de 18 estrellas con posibles excesos a $12 \mu m$, de las cuales 9 fueron rechazadas por la baja calidad en su fotometría, 4 estrellas poseen excesos marginales a $12 \mu m$ (barras de error dentro de la región fotosférica) y 5 estrellas poseen excesos modestos a $12 \mu m$. 2 Estrellas con posibles excesos a $22\mu m$, de las cuales 1 fue rechazada y la otra posee un exceso incierto. (Tablas 6.2 y 6.3)

Catálogos

Tabla 6.1: Estrellas miembros cinemáticos del catálogo de Kharchenko (2005)

ID 2MASS	RA	DEC	pmRA	pmRA error	pmDEC	pmDEC error
07104694-0920096	107.69562	-9.33602	-5.3	1.0	3.2	1.0
07103443-0921073	107.64349	-9.35204	-2.3	2.3	2.6	1.3
07104302-0918183	107.67926	-9.30511	-5.9	2.3	1.5	1.5
07105487-0927076	107.72865	-9.45213	-4.8	1.2	4.2	1.2
07111305-0923478	107.80442	-9.39665	-3.9	1.9	2.3	1.9
07104348-0920565	107.68123	-9.34902	-2.5	1.5	4.4	1.5
07111698-0917594	107.82074	-9.29985	-4.5	1.9	4.8	3.2

Tabla 6.2: Estrellas candidatas a miembros de Alessi 21 con exceso a $22\mu m$

ID 2MASS	RA	DEC	V	$V_{err,rot}$	J	$J_{err,rot}$	K	$K_{err,rot}$	W1	$W1_{err,rot}$	Disc
07101703-0918369	107.570961	-9.310273	12.696	0.002	10.044	0.023	9.184	0.019	8.144	0.229	-
07105851-0913374	107.743828	-9.227061	16.946	0.020	14.086	0.034	13.196	0.032	8.676	0.353	TD*

TD* = Disco en transición incierto; ED* = Disco sin información a $22\mu m$; - = Sin disco.

Tabla 6.3: Estrellas candidatas a miembros de Alessi 21 con exceso a $12\mu m$

ID 3MASS	RA	DEC	V	V_{error}	J	J_{error}	K	K_{error}	$W3$	$W3_{error}$	Disco
07105582-0923266	107.732594	-9.390745	15.275	0.006	12.988	0.027	12.221	0.026	11.250	0.152	-
07111147-0925412	107.797830	-9.428118	15.596	0.008	13.438	0.026	12.668	0.021	11.924	0.299	ED*
07102832-0925411	107.618012	-9.428106	16.052	0.011	12.346	0.029	11.202	0.024	10.632	0.092	-
07102701-0915598	107.612542	-9.266632	14.932	0.005	13.180	0.022	12.750	0.034	11.488	0.188	ED*
07112279-0917293	107.844988	-9.291496	15.642	0.008	13.014	0.024	12.168	0.024	11.039	0.149	ED*
07105465-0910203	107.727721	-9.172331	14.683	0.005	12.919	0.033	12.293	0.036	11.481	0.159	ED*
07104527-0915599	107.688638	-9.266655	16.397	0.052	13.483	0.027	12.533	0.033	11.965	0.317	-
07105893-0918182	107.745568	-9.305078	18.398	0.061	15.309	0.049	14.407	0.083	11.963	0.268	-
07102783-0928020	107.615980	-9.467239	21.030	0.150	16.240	0.113	15.640	0.269	12.085	0.300	-
07112337-0921270	107.847375	-9.357513	19.833	0.235	16.056	0.099	15.780	0.300	11.896	0.259	-
07112383-0921207	107.849307	-9.355764	21.022	0.219	16.113	0.100	14.702	0.126	12.122	0.330	-
07104548-0922414	107.689540	-9.378169	17.251	0.026	14.070	0.032	13.070	0.041	12.283	0.356	ED*
07103502-0919006	107.645938	-9.316849	17.355	0.029	13.770	0.028	12.611	0.031	12.044	0.344	ED*
07102328-0924206	107.597036	-9.405729	17.355	0.028	13.454	0.030	12.175	0.029	11.356	0.172	ED*
07105996-0915409	107.749856	-9.261370	17.033	0.021	13.958	0.026	13.000	0.038	11.505	0.194	ED*
07103649-0916018	107.652066	-9.267182	17.005	0.020	13.634	0.024	12.633	0.034	11.938	0.277	ED*
07105851-0913374	107.743828	-9.227061	16.946	0.020	14.086	0.034	13.196	0.032	11.714	0.275	TD*
07103620-0925206	107.650836	-9.422399	17.925	0.041	14.678	0.044	13.558	0.046	11.897	0.274	-

TD*=Disco en Transición incierto; ED*=Disco sin información a $22\mu m$; -=Sin Disco.

Tabla 6.4: Candidatas fotométricas fuertes en Alessi 21 (OSMOS)

ID 2MASS	<i>V</i>	<i>V_{error}</i>	<i>R</i>	<i>R_{error}</i>	<i>I</i>	<i>I_{error}</i>
07111653-0910524	13.682	0.003	13.108	0.004	12.660	0.004
07110601-0921457	10.899	0.001	10.398	0.001	9.895	0.001
07110682-0921229	10.852	0.001	10.414	0.001	9.943	0.001
07111390-0924195	11.246	0.001	11.118	0.001	10.787	0.001
07110640-0918010	12.469	0.001	11.953	0.002	11.418	0.002
07110922-0928223	12.571	0.002	12.002	0.002	11.434	0.002
07111320-0918319	12.324	0.001	11.911	0.002	11.464	0.002
07110555-0913397	12.758	0.002	12.251	0.002	11.710	0.002
07104233-0921076	12.874	0.001	12.485	0.001	11.839	0.001
07104224-0911130	14.881	0.001	14.164	0.001	13.555	0.001
07111803-0910336	11.110	0.001	10.595	0.001	10.121	0.001
07105431-0924487	13.234	0.001	12.538	0.001	11.787	0.001
07104332-0923538	14.008	0.001	13.296	0.001	12.689	0.001
07110286-0928257	13.453	0.002	12.513	0.003	11.641	0.002
07103217-0919009	14.314	0.004	13.169	0.003	12.083	0.003
07102258-0921582	10.892	0.001	10.408	0.001	9.945	0.001
07104603-0916137	13.209	0.002	12.555	0.003	11.935	0.002
07101706-0925388	15.056	0.006	14.300	0.007	13.604	0.006
07101478-0922107	12.241	0.001	11.921	0.002	11.580	0.002
07104825-0914134	13.049	0.002	12.439	0.002	11.839	0.002
07105556-0912516	14.246	0.004	13.658	0.005	13.067	0.004
07112247-0911176	13.360	0.003	12.806	0.004	12.267	0.003
07104556-0928119	11.216	0.001	10.406	0.001	9.646	0.001
07103124-0925503	11.975	0.001	11.527	0.002	11.112	0.002
07102849-0925563	12.742	0.002	12.039	0.002	11.387	0.002
07102674-0920519	12.232	0.001	11.712	0.002	11.207	0.002
07103168-0927455	12.909	0.002	12.481	0.002	12.039	0.002
07105140-0916155	12.935	0.001	12.125	0.001	11.099	0.001
07101703-0918369	12.696	0.002	11.950	0.002	11.260	0.002
07102047-0915111	11.783	0.001	11.574	0.002	11.326	0.002
07104827-0922045	15.584	0.008	14.836	0.009	14.111	0.008
07105629-0923158	13.559	0.003	12.947	0.003	12.368	0.003
07105030-0921298	15.853	0.009	14.900	0.010	14.191	0.009
07104269-0926061	15.018	0.005	14.287	0.006	13.623	0.006
07104306-0926296	13.632	0.003	12.965	0.003	12.338	0.003
07103398-0923050	13.862	0.003	13.104	0.003	12.394	0.003
07110022-0926420	15.268	0.007	14.548	0.009	13.897	0.007
07103232-0923015	14.531	0.004	13.353	0.004	12.269	0.003
07103489-0925578	15.439	0.007	14.520	0.007	13.669	0.006
07104810-0928067	16.123	0.011	15.300	0.013	14.518	0.011
07103201-0925123	13.607	0.003	12.727	0.003	11.924	0.002
07103038-0923270	14.331	0.004	13.580	0.004	12.893	0.004
07102832-0925411	16.052	0.011	14.980	0.011	14.044	0.008
07110348-0918148	14.993	0.006	14.308	0.007	13.677	0.006
07110649-0928387	16.277	0.013	15.324	0.014	14.499	0.011
07111772-0921340	16.537	0.014	15.700	0.017	14.927	0.014
07112078-0925205	14.672	0.004	14.047	0.006	13.484	0.005
07101995-0925471	14.333	0.004	13.568	0.004	12.853	0.004
07102132-0919094	16.278	0.012	15.359	0.013	14.486	0.010
07101913-0926310	14.518	0.004	13.428	0.004	12.464	0.003
07101671-0926386	13.999	0.003	13.240	0.004	12.538	0.003
07111594-0916387	14.360	0.004	13.681	0.005	13.023	0.004
07101339-0920348	14.936	0.005	14.110	0.006	13.372	0.005
07112279-0917293	15.642	0.008	14.939	0.010	14.250	0.009
07111375-0914232	14.878	0.005	14.049	0.006	13.233	0.005
07110520-0913081	14.646	0.004	14.046	0.006	13.567	0.006
07110911-0913173	13.670	0.003	13.119	0.004	12.616	0.003
07104298-0911230	13.739	0.003	13.183	0.004	12.656	0.003
07111815-0911477	13.563	0.003	13.040	0.004	12.567	0.003
07103519-0910215	15.708	0.008	14.588	0.008	13.566	0.006
07111692-0911026	14.399	0.004	13.789	0.005	13.247	0.005
07104527-0915599	16.397	0.052	15.605	0.053	14.834	0.052
07103387-0921014	14.031	0.003	13.159	0.004	12.837	0.004
07105893-0918182	18.398	0.061	17.006	0.049	16.371	0.044
07102783-0928020	21.030	0.150	19.488	0.056	17.878	0.036
07112383-0921207	21.022	0.219	19.244	0.054	18.106	0.055
07104548-0922414	17.251	0.026	16.350	0.028	15.542	0.023
07103502-0919006	17.355	0.029	16.375	0.033	15.428	0.021
07102328-0924206	17.355	0.028	16.249	0.026	15.201	0.017
07105996-0915409	17.033	0.021	16.189	0.025	15.409	0.020
07103649-0916018	17.005	0.020	16.045	0.021	15.178	0.016
07104694-0920096	7.413	0.009	99.999	99.999	99.999	99.999
07103443-0921073	9.864	0.039	99.999	99.999	99.999	99.999
07104302-0918183	10.463	0.085	99.999	99.999	99.999	99.999
07105314-0914568	9.963	0.041	99.999	99.999	99.999	99.999
07105487-0927076	8.746	0.013	99.999	99.999	99.999	99.999
07111305-0923478	10.118	0.048	99.999	99.999	99.999	99.999
07104348-0920565	10.590	0.101	99.999	99.999	99.999	99.999
07111698-0917594	8.906	0.013	99.999	99.999	99.999	99.999

Esta tabla es una muestra del catálogo general de candidatas fotométricas que se encuentra adjunto al soporte digital del escrito.

Tabla 6.5: Estrellas en la región de membresía cinemática para Alessi 21

ID OSMOS-Khar	ID 2MASS	RA	DEC	pmRA	pmRA error	pmDEC	pmDEC error
Ale21s-660	07111133-0921150	107.797249	-9.354193	-3.6	5.1	0.7	2.2
Ale21s-1088	07111320-0918319	107.805030	-9.308880	-2.1	10.0	1.9	2.9
Ale21s-2044	07101864-0914215	107.577674	-9.239323	-5.2	1.6	1.8	1.4
Ale21s-626	07104665-0918031	107.694413	-9.300882	-4.5	1.6	0.9	2.3
Ale21s-259	07104573-0926333	107.690551	-9.442602	-3.4	5.1	2.3	5.2
Ale21s-426	07105581-0919046	107.732567	-9.317945	-3.3	1.8	2.7	1.4
Ale21l-1797	07111785-0915430	107.824399	-9.261966	-4.2	5.4	3.8	5.5
Ale21s-1805	07102197-0915481	107.591578	-9.263362	-3.3	2.5	3.0	2.9
Ale21s-1914	07102047-0915111	107.585321	-9.253095	-3.9	1.5	2.6	1.7
Ale21l-167+A...	07104544-0925517	107.689371	-9.431041	-4.2	5.0	0.0	5.1
Ale21l-222+A...	07110343-0923327	107.764304	-9.392424	-3.1	4.9	2.1	5.0
Ale21l-226+A...	07110086-0925176	107.753615	-9.421565	-1.7	5.5	1.7	5.6
Ale21l-266+A...	07105983-0920456	107.749303	-9.346003	-2.7	5.6	1.1	5.7
Ale21l-317+A...	07103496-0924074	107.645685	-9.402057	-2.2	5.2	1.4	5.1
Ale21l-346+A...	07103398-0923050	107.641590	-9.384740	-5.8	5.1	2.7	5.2
Ale21l-409+A...	07110139-0919531	107.755824	-9.331429	-4.1	5.8	4.6	5.6
Ale21l-442+A...	07104942-0918484	107.705949	-9.313465	-5.2	5.1	0.2	5.1
Ale21l-457+A...	07110741-0925201	107.780888	-9.422259	-2.2	5.1	2.1	5.2
Ale21l-493+A...	07104281-0927432	107.678378	-9.462000	-5.0	5.0	1.6	5.1
Ale21l-624+A...	07111201-0922492	107.800055	-9.380355	-4.9	5.0	0.6	5.0
Ale21l-730+A...	07104055-0918045	107.668970	-9.301261	-4.4	5.0	6.1	5.0
Ale21l-759+A...	07110982-0926524	107.790931	-9.447915	-3.8	5.1	0.3	5.1
Ale21l-812+A...	07102926-0920088	107.621926	-9.335798	-4.5	2.9	0.0	3.3
Ale21l-935+A...	07111582-0921022	107.815944	-9.350613	-4.2	5.2	1.8	5.1
Ale21l-940+A...	07110254-0917191	107.760615	-9.288657	-2.0	4.0	4.0	4.8
Ale21l-993+A...	07111627-0925565	107.817814	-9.432386	-3.8	4.8	2.7	4.8
Ale21l-1186+...	07104927-0915378	107.705311	-9.260501	-3.4	3.9	0.5	4.2
Ale21l-1209+...	07103382-0916428	107.640928	-9.278579	-3.2	5.0	3.9	5.1
Ale21l-1455+...	07112562-0923519	107.856772	-9.397752	-5.8	4.8	2.4	4.9
Ale21l-1535+...	07101808-0927256	107.575341	-9.457134	-3.8	5.6	1.4	5.6
Ale21l-1755+...	07102097-0916413	107.587414	-9.278159	-1.7	5.1	2.1	5.3
Ale21l-1757+...	07102437-0915511	107.601552	-9.264216	-1.6	4.9	3.3	4.9
Ale21l-1873+...	07104952-0912426	107.706374	-9.211853	-1.3	5.0	3.7	4.9
Ale21l-2085+...	07102221-0913298	107.592577	-9.224965	-5.9	5.0	2.7	5.3
Ale21l-2155+...	07102884-0912035	107.620171	-9.200995	-4.6	4.9	1.3	5.1
Ale21l-2210+...	07101783-0913163	107.574322	-9.221201	-2.3	6.0	3.0	6.1
Ale21l-2309+...	07101837-0912074	107.576547	-9.202073	-6.1	5.0	3.4	5.0
Ale21l-2328+...	07102065-0911248	107.586054	-9.190228	-4.7	4.9	1.4	4.9
Ale21l-2358+...	07101538-0911513	107.564109	-9.197606	-1.3	5.2	2.7	5.3
Ale21l-910+A...	07111581-0925261	107.815910	-9.423936	-2.5	19.3	4.8	19.3
Kharchenko-4	07104694-0920096	107.695615	-9.336020	-5.3	1.0	3.2	1.0
Kharchenko-6	07103443-0921073	107.643488	-9.352040	-2.3	2.3	2.6	1.3
Kharchenko-8	07104302-0918183	107.679255	-9.305111	-5.9	2.3	1.5	1.5
Ale21s-1660	07112661-0926494	107.860892	-9.447081	-5.2	5.0	0.3	5.1
Ale21l-2341	07112687-0912236	107.861995	-9.206559	-3.9	1.7	3.0	1.6
Kharchenko-2	07105487-0927076	107.728655	-9.452135	-4.8	1.2	4.2	1.2
Kharchenko-3	07111305-0923478	107.804416	-9.396650	-3.9	1.9	2.3	1.9
Kharchenko-5	07104348-0920565	107.681226	-9.349018	-2.5	1.5	4.4	1.5
Kharchenko-7	07111698-0917594	107.820740	-9.299854	-4.5	1.9	4.8	3.2
Ale21l-202+A...	07110156-0921582	107.756523	-9.366179	-1.5	6.1	1.9	5.1
Ale21l-1909+...	07112072-0915249	107.836334	-9.256927	-6.2	5.6	0.8	5.6

Referencias

- [1] F. C. Adams, C. J. Lada, and F. H. Shu. Spectral Evolution of Young Stellar Objects. *The Astrophysical Journal*, 312:788, jan 1987.
- [2] P. Andre, D. Ward-Thompson, and M. Barsony. Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A - The Candidate Protostar VLA 1623 and Prestellar Clumps. *The Astrophysical Journal*, 406:122, mar 1993.
- [3] M. Azimlu, J. R. Martínez-Galarza, and A. A. Muench. A WISE Census of Young Stellar Objects in the Perseus OB2 Association. *The Astronomical Journal*, 150(3):95, sep 2015.
- [4] M. S. Bessell and J. M. Brett. JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 100:1134, sep 1988.
- [5] C. H. Chen. Dust and Gas Debris Around Main Sequence Stars. <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0511657>. page 15, nov 2005.
- [6] R. M. Cutri. 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources, VizieR Online Data Catalog, 2003.
- [7] P. DAlessio, N. Calvet, L. Hartmann, S. Lizano, and J. Canto. Accretion Disks around Young Objects. II. Tests of Wellmixed Models with ISM Dust. *The Astrophysical Journal*, 527(2):893–909, dec 1999.
- [8] C. Espaillat, J. Muzerolle, J. Najita, et al 2014. *Protostars and Planets VI*. University of Arizona Press.
- [9] T. L. Esplin, K. L. Luhman, and E. E. Mamajek. A WISE Survey of Circumstellar Disks in Taurus, 2014.
- [10] E. Furlan, L. Hartmann, N. Calvet, et al 2006. A Survey and Analysis of Spitzer Infrared Spectrograph Spectra of T Tauri Stars in Taurus. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 165(2):568–605, aug 2006.
- [11] L. Hartmann. Comments on Inferences of Star Formation Histories and Birth Lines. *The Astrophysical Journal*, 585(1):398–405, mar 2003.

-
- [12] J. Hernández, C. Briceño, N. Calvet, et al 2006. SPITZER Observations of the ORION OB1 Association: Second Generation Dust Disks at 510 Myr. *The Astrophysical Journal*, 652(1):472–481, nov 2006.
- [13] J. Hernández, N. Calvet, L. Hartmann, et al 2005. Herbig Ae/Be Stars in nearby OB Associations. *The Astronomical Journal*, 129(2):856–871, feb 2005.
- [14] J. Hernández, N. Calvet, L. Hartmann, et al 2009. SPITZER Observations of the λ ORIONIS Cluster. I. The Frequency of Young Debris Disks at 5 Myr. *The Astrophysical Journal*, 707(1):705–715, dec 2009.
- [15] J. Hernández, N. Calvet, A. Perez, et al 2014. A Spectroscopic Census in Young Stellar Regions: The σ ORIONIS Cluster. *The Astrophysical Journal*, 794(1):36, sep 2014.
- [16] J. Hernández, L. Hartmann, N. Calvet, et al 2008. A SPITZER View of Protoplanetary Disks in the γ Velorum Cluster. *The Astrophysical Journal*, 686(2):1195–1208, oct 2008.
- [17] J. Hernández, L. Hartmann, T. Megeath, et al 2007. A SPITZER Space Telescope Study of Disks in the Young σ Orionis Cluster. *The Astrophysical Journal*, 662(2):1067–1081, jun 2007.
- [18] J. Hernández, M. Morales-Calderon, N. Calvet, et al 2010. SPITZER Observations of the λ ORIONIS Cluster. II. Disks Around Solar-Type and Low-Mass Stars. *The Astrophysical Journal*, 722(2):1226–1239, oct 2010.
- [19] I. InfraRed Science Archive. All WISE Source Catalog. <http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-dd>.
- [20] R. Jeffries. Using Rotation, Magnetic Activity and Lithium to Estimate the Ages of Low Mass Stars. *EAS Publications Series*, 65:289–325, nov 2014.
- [21] R. D. Jeffries. *Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way and its Satellites*. ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, nov 2006.
- [22] S. J. Kenyon and B. C. Bromley. Prospects for Detection of Catastrophic Collisions in Debris Disks. *The Astronomical Journal*, 130(1):269–279, jul 2005.
- [23] S. J. Kenyon and B. C. Bromley. Variations on Debris Disks: Icy Planet Formation at 30150 AU for 13 M Main Sequence Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 179(2):451–483, dec 2008.
- [24] S. J. Kenyon and L. Hartmann. Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 101:117, nov 1995.

- [25] N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, S. Röser, et al 2005. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 438(3):1163–1173, aug 2005.
- [26] N. V. Kharchenko, S. Röser. VizieR Online Data Catalog: All-Sky Compiled Catalogue of 2.5 million stars. *VizieR On-line Data Catalog: I/280B.*, 2009.
- [27] C. R. Kitchin. Astrophysical techniques, Photometry. In *Astrophysical techniques*, pages 15–26,276–309. T&F, 4th edition, 2003.
- [28] X. P. Koenig, D. T. Leisawitz, D. J. Benford, et al 2012. Wide-field Infrared Survey Explorer Observations of the Evolution of Massive Star-forming Regions. *The Astrophysical Journal*, 744(2):130, 2012.
- [29] C. J. Lada and F. C. Adams. Interpreting Infrared Color-Color Diagrams Circumstellar Disks Around Low and Intermediate Mass Young Stellar Objects. *The Astrophysical Journal*, 393:278, jul 1992.
- [30] A. U. Landolt. UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator. *The Astronomical Journal*, 104:340, jul 1992.
- [31] E. E. Mamajek, M. R. Meyer, P. M. Hinz, et al 2004. Constraining the Lifetime of Circumstellar Disks in the Terrestrial Planet Zone: A MidInfrared Survey of the 30 Myr old TucanaHorologium Association. *The Astrophysical Journal*, 612(1):496–510, sep 2004.
- [32] E. P. Mercer, J. Miller, N. Calvet, and L. Hartmann. X-ray Irradiation of Proto-Planetary Disk Atmospheres. *American Astronomical Society*, 41, 2009.
- [33] M. R. Meyer, N. Calvet, and L. A. Hillenbrand. Intrinsic Near-Infrared Excesses of T Tauri Stars: Understanding the Classical T Tauri Star Locus. *The Astronomical Journal*, 114:288, jul 1997.
- [34] A. Moitinho, B. S. Alessi, and W. S. Dias. A Study of 11 Newly Discovered and 11 Poorly Known Open Clusters in the Solar Vicinity. *EAS Publications Series*, 10, 2003.
- [35] M. Observatory. Crosstalk Effect MDM4K OSMOS. <http://www.astronomy.ohio-state.edu/MDM/MDM4K/#xtalk>.
- [36] M. d. l. A. Ocando. *Caracterización de la Población Estelar en el Cúmulo NGC 2169 y sus Sistemas Planetarios en Formación*. B. Sc thesis, Universidad del Zulia, 2012.
- [37] R. Patel, S. Metchev, and A. N. Heinze. Finding Warm Debris Disks with WISE Around Bright Stars. *18th Cambridge Workshop on Cool Stars*, 2015.
- [38] M. J. Pecaut and E. E. Mamajek. Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-Main-Sequence Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208(1):9, sep 2013.

- [39] G. H. Rieke, K. Y. L. Su, J. A. Stansberry, et al 2005. Decay of Planetary Debris Disks. *The Astrophysical Journal*, 620(2):1010–1026, feb 2005.
- [40] N. S. Schulz. *The Formation and Early Evolution of Stars*. Astronomy and Astrophysics Library. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, 2012.
- [41] J. Serna, J. Hernandez, and E. Solarte. Estudiando la Parte Central del Cúmulo Alessi 21, *Revista de Ciencias*, mar 2015.
- [42] N. Siegler, J. Muzerolle, E. T. Young, et al 2007. Spitzer 24 μm Observations of Open Cluster IC 2391 and Debris Disk Evolution of FGK Stars. *The Astrophysical Journal*, 654(1):580–594, jan 2007.
- [43] L. Siess, E. Dufour, and M. Forestini. An internet server for update pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars, <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0003477>. page 7, mar 2000.
- [44] SIMBAD. Base de Datos Astronómica. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.
- [45] L. Spina, S. Randich, F. Palla, K. Biazzo, G. G. Sacco, E. J. Alfaro. The Gaia-ESO Survey: Metallicity of the Chamaeleon I star-forming region. *Astronomy & Astrophysics*, 568:A2, aug 2014.
- [46] S. Terebey, F. H. Shu, and P. Cassen. The Collapse of the Cores of Slowly Rotating Isothermal Clouds. *Astrophysical Journal*, 286:529, 1984.
- [47] R. J. Trumpler. Preliminary Results on the Distances, Dimensions and Space Distribution of Open Star Clusters. *Lick Observatory Bulletins*, 14:154–188, 1930.
- [48] E. B. Vitense. *Introduction to Stellar Astrophysics*. Cambridge University Press, 1 edition, 1989.
- [49] WEBDA. Base de Datos de Cúmulos Estelares Información de ALESSI 21. http://www.univie.ac.at/webda/cgi-bin/ocl_page.cgi?dirname=ale21.
- [50] M. Wenger, F. Ochsenbein, D. Egret, et al 2000. The SIMBAD astronomical database. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 143(1):9–22, apr 2000.
- [51] S. J. Wolk, T. S. Rice, and C. Aspin. Near-Infrared Variability Among Young Stellar Objects in the Star Formation Region CYGNUS OB7. *The Astrophysical Journal*, 773(2):145, aug 2013.
- [52] M. C. Wyatt. Evolution of Debris Disks. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 46(1):339–383, sep 2008.
- [53] N. Zacharias, C. T. Finch, T. M. Girard, et al 2013. The Fourth US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC4). *The Astronomical Journal*, 145(2):44, feb 2013.

- [54] M. Zeilik and S. Gregory. *Introductory Astronomy and Astrophysics*. Thomson Learning, fourth edi edition, 1998.