



UNIVERSIDAD DE ORIENTE
NÚCLEO DE SUCRE
ESCUELA DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA

ESTUDIO ESPECTRO-FOTOMÉTRICO EN REGIONES DE FORMACIÓN
ESTELAR: EL CÚMULO SIGMA ORIONIS
(Modalidad: Trabajo de grado)

ALICE GABRIELA YUMIRY PÉREZ BLANCO

TRABAJO DE GRADO PRESENTADO COMO REQUISITO PARCIAL PARA
OPTAR AL TÍTULO DE LICENCIADO EN FÍSICA

CUMANÁ, 2013

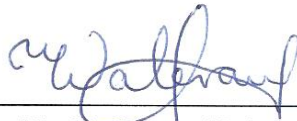
ESTUDIO ESPECTRO-FOTOMÉTRICO EN REGIONES DE FORMACIÓN
ESTELAR: EL CÚMULO SIGMA ORIONIS

APROBADO POR:



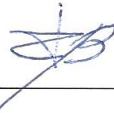
Dr. Jesús Hernández

Asesor Externo



M. Sc. María Valera

Asesor Académico



Dr. Luis Castillo Brito

Jurado Principal



Dr. Francisco Fuenmayor

Jurado Principal

ÍNDICE

	Pág.
LISTA DE FIGURAS	I
LISTA DE TABLAS	II
DEDICATORIA	III
AGRADECIMIENTOS	IV
RESUMEN	V
INTRODUCCIÓN	1
1. CAPÍTULO I	
MARCO TEÓRICO	4
1.1. Las Estrellas: Origen y Evolución	4
1.2. Formación de Discos Protoplanetarios	5
1.2.1. Discos Primigenios	6
1.2.2. Discos de Segunda Generación	7
1.2.3. Discos en Fases Intermedias	7
1.3. Magnitud	10
1.4. Espectros	12
1.5. Clasificación Espectral	14
1.6. Luminosidad y Temperatura Efectiva	17
1.7. Diagrama Hertzsprung-Russell	17
1.8. Modelos Teóricos	18
1.8.1. Isocronas y Trazas Evolutivas	20
1.8.2. Isocronas de Siess y Forestini	21
1.9. Cúmulos Estelares	21
1.10. Velocidad Radial	22
1.11. El Cúmulo Sigma Orionis	24
2. CAPÍTULO II	
OBSERVACIONES	28
2.1. Muestra Inicial	28
2.2. Datos Fotométricos	28
2.3. Datos Espectroscópicos	29
2.4. Datos Infrarrojos: MIPS/WISE	32

3. CAPÍTULO III	
METODOLOGÍA	34
3.1. Reducción y Calibración de Datos Fotométricos	34
3.2. Diagramas Color-Magnitud: Selección de Candidatas Fotométricas	38
3.3. Espectros de Baja Resolución	40
3.3.1. Reducción y Calibración	40
3.3.2. Obtención de Tipos Espectrales y Membresía Espectroscópica	42
3.4. Espectros de Alta Resolución: Obtención de Velocidad Radial	45
4. CAPÍTULO IV	
RESULTADOS Y DISCUSIÓN	49
4.1. Tipos Espectrales	49
4.2. Cálculo de la Extinción Visual	50
4.3. Cálculo de la Temperatura Efectiva (T_{eff}) y la Luminosidad (L) . .	52
4.4. Diagrama HR	53
4.5. Membresía Cinemática: Velocidad Radial	58
4.6. Discos en el Cúmulo Sigma Orionis	60
4.6.1. Discos según MIPS	64
4.6.2. Discos según WISE	64
5. CONCLUSIONES	70
BIBLIOGRAFÍA	73
APÉNDICE	77
HOJA DE METADATOS	81

LISTA DE FIGURAS

	Pág.
1.1. Distribución Espectral de Energía.	9
1.2. Esquema de la formación de líneas espectrales.	14
1.3. Tipos Espectrales.	15
1.4. Edad cero de la Secuencia Principal (ZAMS).	19
1.5. Diagrama Hertzsprung-Russell.	20
1.6. Efecto Doppler.	23
1.7. Distribución observada de la velocidad radial de todas las estrellas de una muestra en Sigma Orionis.	26
3.1. Sistemas fotométricos.	36
3.2. Diagrama Color-Magnitud.	39
3.3. Archivo PostScript generado por SPTCLASS.	43
3.4. SPTCLASS: Ventana Interactiva.	43
4.1. Distribución de los Tipos Espectrales.	51
4.2. Distribución de la Extinción Visual.	52
4.3. Diagrama HR del Cúmulo Sigma Orionis.	56
4.4. Comparación de la distribución de la Velocidad Radial.	60
4.5. Velocidad Radial de estrellas con Li.	61
4.6. Relación entre la RV y el EW-Li.	61
4.7. Diagrama Color-Color.	63
4.8. SED's según MIPS.	65
4.9. SED's según WISE.	66
4.10. SED's según WISE e IRAC.	68

LISTA DE TABLAS

	Pág.
3.1. Catálogo general de magnitudes.	37
3.2. Instrumentos.	42
3.3. Tipos espectrales obtenidos.	46
4.1. Extinción Visual.	53
4.2. Temperatura Efectiva y Luminosidad para la distancia de 385pc. . . .	54
4.3. Temperatura Efectiva y Luminosidad para la distancia de 420pc. . . .	55
4.4. Velocidad Radial para la muestra de HECTOHELLE.	59
4.5. Magnitudes para las candidatas con discos en MIPS.	64
4.6. Magnitudes para las candidatas con discos en WISE.	67
4.7. Magnitudes para las candidatas con discos en WISE e IRAC.	68

DEDICATORIA

Un astrónomo necesita más imaginación poética que sentido común, porque la magnífica complejidad del universo no puede medirse ni explicarse, solo puede intuirse.

Isabel Allende

Para:

Mis padres, Celia y Gilberto y mis hermanos, Ailec y Gilbert. Las personas más importantes en mi vida. Por su apoyo incondicional y todas las palabras de aliento y fuerza, pues que no importa la distancia siempre están y estarán para mí, al igual que yo para ellos.

AGRADECIMIENTOS

Es increíble pensar que después de varias decisiones erróneas llegara a cumplir esta meta, en un área que no imaginé jamás estudiar como es la física y además lograrla en algo que es tan hermoso como la astronomía; después de viajar de un estado a otro para alcanzar este escalón no tiene precio.

Primero, a Dios, quien me abre las puertas para yo fijar mi destino. Como me dice mi madre: *El tiempo de Dios es perfecto y el proveerá*, espero que siga siendo fructífero abriendo más caminos y seguir adelante en esta escalera de la vida.

A mis padres, Celia y Gilberto por dame la vida y estar siempre pendiente de mi. A mis hermanos, Gilbert y Ailec, por su apoyo en todo momento. A mis tias, Doris y Clemencia. Mi prima Dorbelis, y mi viejita Juana Gil. A Ariana Marcano y Sofía Chacón por 10 años de amistad, que espero sean muchos más.

Como siempre escucho de mi tutor Jesús Hernández, "*La astronomía es una ciencia de paciencia*", le agradezco la paciencia y dedicación que ha tenido durante todo este tiempo. A Nuria Calvet (Department of Astronomy, Universidad de Michigan, US), César Briceño (Centro de Investigaciones de Astronomía "Francisco J. Duarte"(CIDA)), María E. Contreras (UNAM-Ensenada, México), Lorenzo Olguin (Universidad de Sonora, México), Catherine Espaillat (Harvard Smithsonian Center for Astrophysics (CFA)), Lori Allen (National Optical Astronomy Observatory (NOAO)) y J. Tobin.

Amigos de la Universidad de Oriente, María Alejandra Cova, Deivid Nouredine siempre pendientes de mi, tanto como yo de ellos. Compañeros de la Universidad, Jesús Maza, Rufino Valladares, José Alvarado, de mi departamento y de otros. A los profesores que ayudaron a mi formación académica, María Valera, Ramón Lopez P., Glenys Hernández, Asdrubal Cedeño. Amigos del CIDA, María Ocando, José Fernández, Eddy Dávila y a todos mis demás compañeros con los que día a día compartimos, intercambiamos pensamientos e ideas. A los integrantes del Grupo de Formación Estelar. Geog. Elvis Puro y Dr. Kathy Viera, mujeres emprendedoras, llenas de cariño y consejos. Además a todo el personal que labora y hace vida en el CIDA.

Y, a todos aquellos que de alguna manera contribuyeron con granos de arena para poder llenar este universo que cada día se abre paso ante mis ojos mostrándome su grandeza y magestuosidad.

¡¡¡ Simplemente, GRACIAS !!!!!

RESUMEN

Realizamos un estudio espectro-fotométrico en el cúmulo estelar joven Sigma Orionis con el fin de caracterizar mejor la población estelar de este cúmulo. El estudio presenta una gran relevancia debido que este cúmulo es considerado uno de los laboratorios naturales más usados en el estudio de formación y evolución temprana de estrellas y sus discos protoplanetarios, esto se debe a: 1) el gran número de candidatas a miembros reportados que nos brinda resultados estadísticamente confiables, 2) su cercanía relativa ($\sim 400\text{pc}$) y su baja extinción visual ($A_v \sim 0.2\text{mag}$) que permite estudiar desde las estrellas más masivas hasta objetos con masas menores al límite sub-estelar (como por ejemplo, las enanas marrones y los planetas flotantes) y 3) su juventud (de $\sim 3\text{Maños}$) que permite realizar estudios de discos protoplanetarios alrededor de estrellas con diferentes masas y otros fenómenos presentes en estrellas muy jóvenes (ejemplo: variabilidad, emisión de rayos X, etc). Analizando una gran variedad de datos procedentes de diferentes observatorios e instrumentos, tenemos la capacidad de realizar la mayor y más homogénea caracterización de posibles miembros del cúmulo. Con este fin, hemos obtenido fotometría óptica proviene del instrumento OSMOS instalado en el telescopio de 2.4 metros del Observatorio MDM. Datos espectroscópicos provienen de diferentes espectrógrafos: a) los espectrógrafos multiobjetos HECTOSPEC (espectros de baja resolución) y HECTOECHELLE (espectros de alta resolución) instalados en el telescopio de 6.5 metros del Observatorio MMT (Mount Hopkins, US); el espectrógrafo FAST acoplado al telescopio de 1.5 metros del Observatorio Fred Lawrance Whipple (Mount Hopkins, US); el espectrógrafo OSU-CCDS acoplado al telescopio de 1.3 metro del Observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona); el espectrógrafo Boller and Chivens acoplado al telescopio de 2.1 metros del Observatorio San Pedro Mártir (Sierra San Pedro Mártir, México); y el espectrógrafo Boller and Chivens acoplado al telescopio de 2.1 metros del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (Cananea, México). Estos datos fueron procesados con programas especializados como IRAF y el código SpTClass (SPecTral CLASSificator). Con estos resultados se confirmó la membresía de las candidatas a miembros y se obtuvieron parámetros estelares tales como: temperatura efectiva, luminosidad, extinción visual, velocidad radial, entre otros parámetros.

INTRODUCCIÓN

La naturaleza ondulatoria y corpuscular de la luz evidencia que esta está formada por partículas denominadas fotones, las cuales están caracterizadas por su longitud de onda. Cada fotón lleva consigo una cierta cantidad de energía que es inversamente proporcional a su longitud de onda. Los objetos celestes, como las estrellas, emiten luz en todo el rango del espectro electromagnético que va desde longitudes de onda muy cortas (radiación de mucha energía) a muy largas (radiación de baja energía). Para realizar estudios del universo es necesario captar y caracterizar la luz en diferentes rangos del espectro electromagnético. Así podemos hablar de Astronomía de Altas Energías, Astronomía Ultravioleta, Astronomía Óptica, Astronomía Infrarroja y Radio-Astronomía. Particularmente, Sir William Herschel en 1800, descubre la radiación más allá del rojo visible (Radiación Infrarroja). Un año más tarde Johann Ritter descubre señales electromagnéticas no visibles, más allá del violeta (Radiación Ultravioleta). De esta forma, se abrieron nuevas ventanas de detección ampliando el conocimiento inferido a través del ojo humano. Conocimiento que a lo largo de los años aumenta, contribuye con el desarrollo tecnológico y amplifica las nociones del universo conocido.

Así mismo, uno de los tópicos de mayor relevancia en la actualidad es el estudio de cómo se formaron las estrellas y sus planetas circundantes. Con este objetivo, se observan estrellas en diferentes estados evolutivos, particularmente, se desea observar cúmulos estelares jóvenes para inferir tendencias evolutivas de propiedades estelares y de sus discos protoplanetarios. Por presentar estas características se destaca el Cúmulo de Sigma Orionis, el cual a lo largo de los años

una serie de investigadores han basado sus trabajos en este cúmulo en particular, aplicando métodos para obtener las propiedades físicas de las candidatas a miembros en Sigma Orionis.

Entre estos trabajos se puede mencionar a Walter *et al.* (1997) quien reportó el descubrimiento de un cúmulo de estrellas jóvenes de baja masa en la vecindad de σ Orionis, además hizo referencia de ser una región rica en fuentes de rayos x. Caballero *et al.* (2008) realizó un estudio específico de algunas fuentes en esta zona que se considera un lugar único para el estudio de la formación y evolución estelar, allí las estrellas presentan propiedades particulares como un exceso de color en el infrarrojo o una fuerte emisión de la línea H_{α} . Sacco *et al.* (2008) realizó una detallada selección de miembros cinemáticos y estudió las propiedades de acreción de estrellas de baja masa en dos cúmulos muy similares como lo son σ Ori y λ Ori, destacando los diferentes tipos de discos y las propiedades de acreción de ambos cúmulos. El trabajo realizado por Hernández *et al.* (2007), reporta un censo de discos protoplanetarios usando nuevas observaciones infrarrojas de los instrumentos IRAC y MIPS ubicados en el Telescopio Espacial Spitzer [7]. Se clasificaron objetos de diferentes clases como: estrellas sin exceso, estrellas con discos ópticamente grueso (como las estrellas clásicas T Tauri), candidatas clase I (protoestrellas) y estrellas con discos envolventes. Otros trabajos que se destacan son los de Jeffries *et al.* (2006), Franciosini *et al.* (2006), Bejar *et al.* (2004), Maxted *et al.* (2008), Kenyon *et al.* (2005), Sherry *et al.* (2008), Zapatero *et al.* (2002) y, muchos otros.

A pesar del gran número de trabajos realizados, una parte sustancial de los miembros del Cúmulo σ Ori no poseen propiedades estelares confiables deriva-

das de técnicas espectroscópicas.

Debido a la importancia de este laboratorio natural, este trabajo se enfocó en extender el conocimiento actual del Cúmulo Sigma Orionis, ampliando el número de miembros confirmados espectroscópicamente en esta zona y estimando sus propiedades estelares. Para ello realizamos un estudio fotométrico y espectroscópico con datos obtenidos específicamente para tal fin. Con estos resultados se logró caracterizar aún mejor las tendencias evolutivas de propiedades observadas en sus discos protoplanetarios.

CAPÍTULO I

MARCO TEÓRICO

1.1. Las Estrellas: Origen y Evolución

Las estrellas las podemos definir como un cuerpo que cumple dos condiciones: 1) Está ligada por su propia gravedad y, 2) Irradia la energía suministrada por una fuente interna. Debido a que la fuerza de gravedad está dirigida radialmente, una estrella es representada como una esfera, en la cual, en su núcleo los procesos termonucleares toman lugar, dando origen a su fuente interna de energía. La energía puede ser transportada a la superficie principalmente a través de dos procesos, la convección y la radiación. El transporte de energía por conducción se da en estrellas muy peculiares. Cerca de la superficie se encuentra la fotosfera, la cual emite la mayoría de radiación que registramos en nuestros detectores [8]. Una consecuencia directa de esta definición es que las estrellas deben evolucionar a medida que liberan la energía producida internamente. Los cambios necesariamente se producen en su estructura, composición o en ambas. De allí se obtiene precisamente el significado de la evolución. Esta evolución depende fuertemente de la masa estelar inicial y puede llegar a un estado final de dos formas: 1) Con la violación de la primera condición, que significa la ruptura de la estrella y la dispersión de su material hacia el espacio interestelar y, 2) Con la violación de la segunda condición, la estrella se desvanece lentamente, mientras se enfría gradualmente, irradiando la energía acumulada durante las primeras fases de la evolución.

Las estrellas se forman a partir de las nubes de gas y polvo compuestas princi-

palmente por hidrógeno y helio con una ínfima parte de elementos más pesados. Estas nubes se conocen como nubes moleculares. La masa inicial de la nube molecular primigenia donde se formarán las estrellas cubre un rango de diez mil hasta un millón de veces la masa del Sol. La nube molecular primigenia colapsa debido a la fuerza gravitacional y a medida que el colapso progresa, la nube disminuye en tamaño y se va haciendo más densa, dividiéndose a su vez en partes más pequeñas. Este proceso se conoce con el nombre de fragmentación. La fuerza de atracción gravitatoria compacta el material en el centro de los fragmentos durante una decena de miles de años. Estos fragmentos de la nube molecular primigenia se conocen como protoestrellas [8].

1.2. Formación de Discos Protoplanetarios

Las protoestrellas continúan su colapso y por conservación de momento angular generan estructuras aplanadas denominadas discos circunestelares. En estos discos circunestelares continúa la transferencia de materia del medio hacia el núcleo estelar, mientras que una parte de este material es llevada a la parte externa del disco. Durante la evolución estelar, el disco circunestelar también evoluciona dispersando el gas y acumulando material al plano medio del disco en donde por crecimiento de polvo y aglomeración de material, se generará un sistema planetario como nuestro sistema solar. Es así como al disco circunestelar también se le da el nombre de discos protoplanetarios [9].

Gracias a recientes avances científico-tecnológicos, se conoce que la gran mayoría de las estrellas jóvenes poseen un disco protoplanetario como producto natural de los procesos de formación estelar. De esta forma, además de los procesos

que regulan la evolución estelar, existen procesos que regulan la evolución de un disco protoplanetario desde su formación hasta la configuración de un sistema planetario tal como nuestro Sistema Solar.

Durante la evolución de un disco protoplanetario se pueden distinguir diferentes fases:

1.2.1. Discos Primigenios

En la formación de una estrella, ésta experimenta distintas etapas antes de alcanzar su estabilidad para llegar a lo que se denomina la secuencia principal. En el proceso natural de esta formación, el material exterior a la estrella no cae directamente sobre ella sino que es sustentado por la fuerza centrípeta asociada a su rotación haciendo que se forme un disco primigenio alrededor del objeto central. Este proporciona material a la estrella mediante columnas de acreción, mientras que el material exterior se difunde lentamente hacia distancias mayores [10]. Es así como los discos protoplanetarios son productos naturales de la conservación del momento angular.

La fase de colapso puede durar unos 100000 años y los discos primigenios formados pueden durar de 1 a 10 Millones de años (Maños = 10^6 años) (escala de tiempo típica de 5 Maños). Estas fases son una fracción muy reducida de la vida total de la estrella, pero de importancia crucial tanto para la estrella como para la posible formación de planetas alrededor de la misma [11].

1.2.2. Discos de Segunda Generación

El disco primigenio de gas y polvo evoluciona disipando material y concentrándolo a la zona media del disco donde se forman granos y bloques cada vez más grandes. Luego los sólidos ya formados comienzan a colisionar generando polvo de segunda generación. Finalmente, el disco protoplanetario de segunda generación evoluciona a un nuevo sistema planetario [10].

Los discos de segunda generación o 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. Los modelos de evolución de sólidos en el disco establecen que cerca de 10 Maños se forman cuerpos relativamente grandes (1000-2000km) los cuales afectan gravitacionalmente a sus vecinos más pequeños creando colisiones en cascada y así una considerable cantidad de polvo de segunda generación [11]. Estos tipos de discos son observados tanto en estrellas jóvenes de unos pocos millones de años hasta estrellas de la secuencia principal relativamente viejas de unos miles de millones de años. Una evidencia de discos de escombros alrededor de estrellas relativamente viejas, es la estrella β Pictoris con unos 15 Maños y la estrella Vega con 300 Maños [10].

1.2.3. Discos en Fases Intermedias

Debido a los procesos disipativos que tiene lugar en el disco primigenio, reconocemos cierto tipo de disco relativamente evolucionados pero en una fase previa a un disco de segunda generación:

1.2.3.1. Discos en Transición

Son los discos protoplanetarios alrededor de estrellas jóvenes que son ópticamente gruesos y ricos en gas, pero que tienen zanjas centrales en la distribución del polvo. Observacionalmente, la zanja, se revela como un déficit en el exceso del cercano infrarrojo del disco comparado a lo observado en discos primigenios [12]. Estas zanjas pueden ser producidas por planetas gigantes que deterioran localmente el disco en su trayectoria o pueden atribuirse a fenómenos de fotodisociación o fotoevaporación.

1.2.3.2. Discos Evolucionados

Son discos protoplanetarios alrededor de estrellas jóvenes compuestos de polvo y gas. Forman parte de uno de los caminos de evolución de los discos donde el material se aplana homogéneamente alrededor de la estrella y se puede observar la evidencia de su existencia como un modesto exceso en el cercano, mediano e inclusive lejano infrarrojo.

Los discos circunestelares se detectan por su distribución espectral de energía (*Spectral Energy Distribution* por sus siglas en inglés (SED)), en el cual el disco proporciona flujos adicionales a los esperados en la fotosfera estelar en el rango infrarrojo del espectro electromagnético, esto es conocido como exceso en el infrarrojo. El análisis de la distribución del exceso de flujo infrarrojo no solo permite detectar discos protoplanetarios, sino que además podemos caracterizar diferentes tipos de discos, como se muestra en la figura 1.1.

El Telescopio Espacial Spitzer [7] ha sido capaz de detectar y caracterizar los

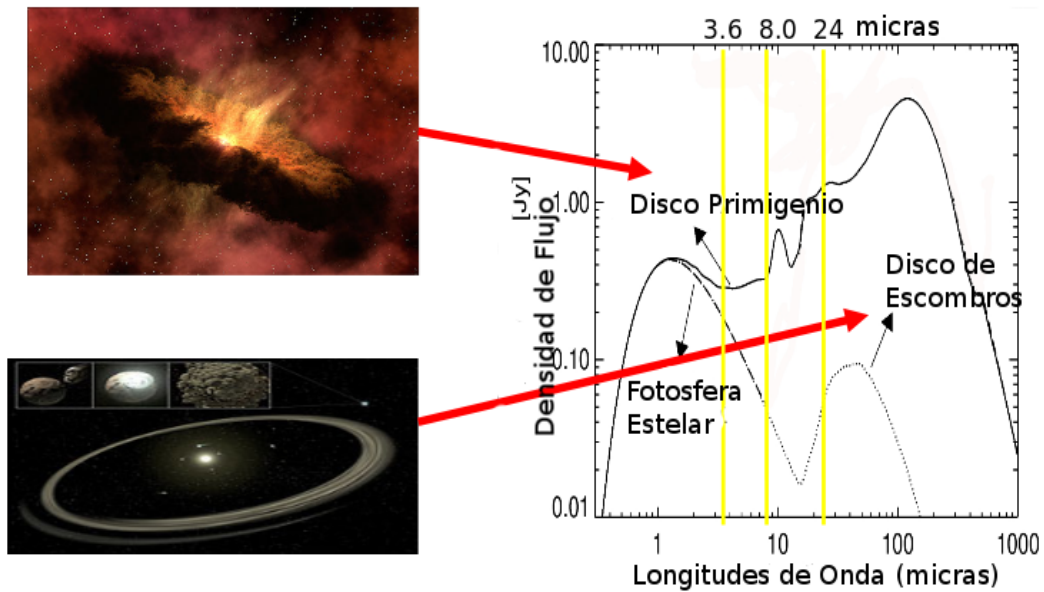


Figura 1.1: Distribución Espectral de Energía. Muestra los flujos esperados en la fotosfera estelar y los flujos adicionales producto del exceso en el infrarrojo de los dos tipo de discos mencionados previamente [11].

discos circunestelares de las estrellas más cercanas, proporcionando información clave sobre la formación de sistemas planetarios. Debido a que en el óptico la estrella es mucho más brillante que su disco, la detección de discos en luz visible es extremadamente difícil. Pero la diferencia relativa entre el brillo de la estrella y el disco disminuye en el infrarrojo, donde Spitzer [7] ha realizado sus observaciones. Gracias a él, en la última década, se han producido mejoras significativas en el estudio de objetos estelares jóvenes y discos protoplanetarios. En particular, ha habido un progreso importante revelando las estructuras detalladas de los disco y el descubrimiento de una variedad de discos de transición [12].

1.3. Magnitud

La magnitud es la cantidad medida del brillo estelar observado. Este concepto fue establecido gracias al griego Claudios Ptolemaios (Tolomeo) [13], el cual clasificó las estrellas visibles según su brillo: las más brillantes magnitud 1 y las más débiles magnitud 6. Luego en 1856, N.R Pogson [13] propuso un método cuantitativo, estableciendo que una diferencia de 5 magnitudes equivale a 100 veces el brillo de una estrella. Esta nueva definición toma en cuenta que nuestros ojos se comportan como sensores de respuesta logarítmica [14].

La magnitud (m) la podemos definir en términos de la densidad del flujo observado (F_{obs}), el cual depende a su vez de la sensibilidad del detector y de la transmisividad del filtro:

$$m = -2,5\log(F_{obs}/F_o) \quad (1.1)$$

donde m representa la magnitud observada del objeto y F_o un punto de calibración de una estrella de magnitud 0 (usualmente el flujo de la estrella Vega).

Por otro lado, si se consideran dos estrellas con brillos diferentes, sus magnitudes estarán relacionadas por la ecuación:

$$m_1 - m_2 = -2,5\log(F_1/F_2) \quad (1.2)$$

Las magnitudes observadas sin tomar en cuenta la distancia del objeto se conocen como magnitudes aparentes (m). Si deseamos conocer el brillo intrínseco de un objeto debemos conocer su distancia. De esta manera definimos la magnitud absoluta (M) como el brillo observado de un objeto localizado a una distancia

referencial de 10 pc.

La relación entre la magnitud aparente (m), la magnitud absoluta (M) y la distancia (d) de un objeto se conoce como el módulo de la distancia, representado por la ecuación (1.3).

$$m - M = 5\log(d) - 5 \quad (1.3)$$

Otro factor a tomar en cuenta se debe a que, el espacio interestelar no está completamente vacío, existe una mínima cantidad de polvo que afecta las observaciones. Este material atenúa selectivamente el brillo observado de un objeto, afectando mayormente la radiación de longitud de onda más corta (radiación más azul). De esta manera se dice que el polvo interestelar enrojece la estrella y la cantidad que da cuenta de este efecto se denomina extinción visual (A_v). Al tomar en cuenta este efecto, la ecuación (1.3) se rescribe:

$$m - M = 5\log(d) - 5 + A_v \quad (1.4)$$

Finalmente debemos considerar que una estrella radia energía en todo el rango electromagnético y que nosotros registramos en nuestros detectores una pequeña ventana de la radiación. Es así como la corrección bolométrica (BC) se usa para corregir por la radiación no registrada en nuestras observaciones. Esta corrección depende de la temperatura efectiva de la estrella. Se puede considerar que la magnitud bolométrica ($M_{bol} = M - BC$) es la magnitud de la estrella si se pudiera medir en todas las longitudes de ondas [3]. La magnitud bolométrica se transforma a luminosidad estelar siguiendo la siguiente relación:

$$M_{bol} - M_{bol\ sun} = -2,5\log(L/L_{sun}) \quad (1.5)$$

Donde se conoce la magnitud bolométrica del sol ($M_{bol\ sun} = 4,74$) y su luminosidad ($L_{bol} = 3,846 \times 10^{33} \text{ erg/s}$).

1.4. Espectros

Los espectros son el resultado obtenido al descomponer un haz heterogéneo de radiación electromagnética en sus longitudes de ondas al hacerlo pasar por un medio dispersor. El espectro estelar se forma principalmente en las capas superficiales de una estrella, llamada fotosfera estelar, aunque en estrellas frías la cromosfera y la corona también contribuyen al espectro emergente, especialmente en el ultravioleta lejano y extremo [15].

La energía en forma de fotones, producida en el núcleo de la estrella por las reacciones nucleares, alcanza la superficie de la estrella sólo después de innumerables interacciones entre la radiación y el material en el interior de la estrella. Las interacciones más importantes entre la materia y la radiación son aquellas que involucran a los electrones libres, entre las que se destacan: 1) dispersión de electrones, en el cual un fotón es dispersado por un electrón libre, 2) absorción libre-libre, fenómeno en el cual un electrón libre absorbe un fotón haciendo una transición de energía mediante la interacción breve con un núcleo o ión, 3) absorción ligada-libre, ocurrida en un átomo o un ion y constituida por la absorción de un fotón y cuyo resultado es la liberación de un electrón, y 4) absorción ligada-ligada, excitación de un átomo debido a la transición de un electrón ligado a un estado de energía mayor por la absorción de un fotón, dando lugar a la desexcitación del átomo mediante la emisión de un fotón. Por lo tanto, el interior de una estrella está compuesto de un gas de electrones e iones que se encuentra casi completamente ionizado y donde las dos primeras interacciones

son las dominantes dentro de la estrella mientras que las otras dos tiene una probabilidad muy pequeña de ocurrir [8]. Así mismo, en el interior debido a las altas densidades, el recorrido libre medio entre las interacciones es muy corto (en el orden de un centímetro en estrellas de la secuencia principal). Las altas densidades también significan que las colisiones son extremadamente eficaces en el acoplamiento del campo de radiación con el estado térmico del gas. En esta condición, el interior se encuentra en un perfecto estado de equilibrio termodinámico, y como consecuencia, el material en el interior de la estrella irradia a la temperatura local como irradia un cuerpo negro. A medida que avanzamos hacia la superficie y se encuentran con menor densidad, el camino libre medio de un fotón típico se hace mayor. Puesto que en cada interacción la energía (longitud de onda) del fotón puede ser alterada, está claro que las últimas interacciones son las más importantes en la formación del espectro emergente [15].

Estas interacciones forman líneas o rasgos espectrales característicos (ver figura 1.2) producidos por la interacción de la radiación con la materia en la fotosfera estelar. Cuando un fotón tiene la energía necesaria para cambiar el estado de un átomo o molécula, el fotón es absorbido; tiempo después, será reemitido isotropicamente, con la frecuencia original que tenía o en una serie de fotones con diferentes frecuencias. Dependiendo del tipo de gas, la fuente luminosa y lo que llegue al detector, se pueden producir dos tipos de líneas: 1) Líneas de absorción, se producen cuando entre la fuente luminosa y el detector se encuentra un gas difuso frío. Este gas absorbe la luz de la fuente luminosa en determinada longitud de onda de tal forma que se observan en el espectro franjas oscuras, y 2) Líneas de emisión, se producen cuando el detector registra un gas difuso caliente, este gas reemite la luz de la fuente que la esta calentando formando líneas

brillantes en el espectro.

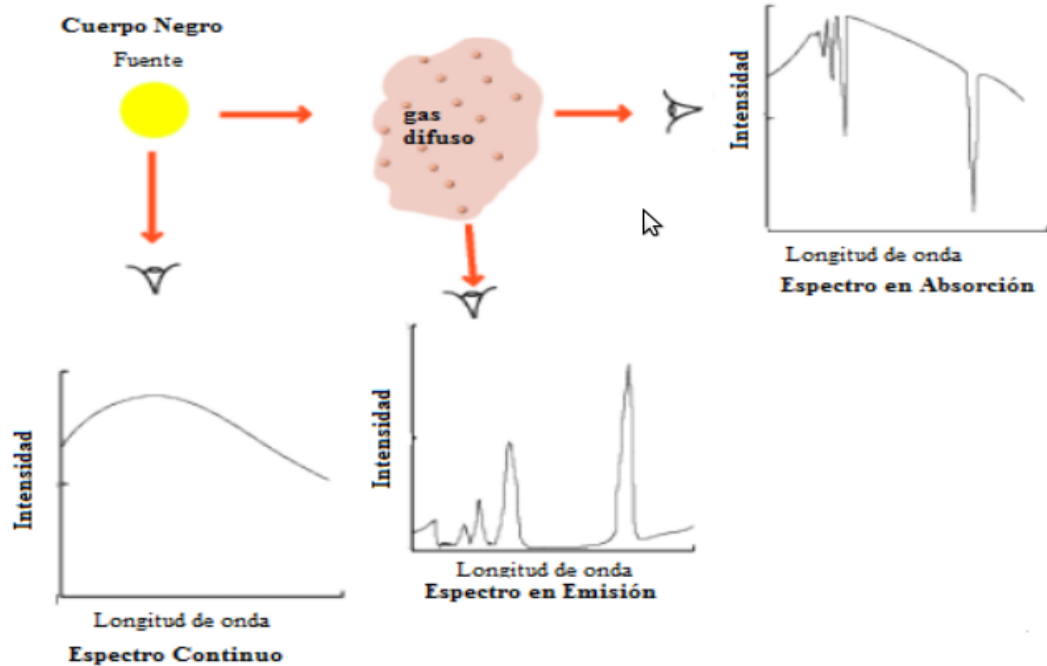


Figura 1.2: Esquema de la formación de líneas espectrales.

1.5. Clasificación Espectral

Desde la segunda mitad del siglo XIX, exactamente en 1867, el astrónomo jesuita italiano Angelo Secchi (1818-1878), crea el primer sistema de clasificación espectral. Observando los espectros de las estrellas, notó que éstas presentaban características diferentes según los colores observados de las estrellas.

El sistema de clasificación espectral usado hoy en día para catalogar a las estrellas según su tipo espectral o luminosidad tuvo sus comienzos a finales del siglo XIX en el Observatorio de la Universidad Harvard, Estados Unidos. El trabajo

fue iniciado por Henry Draper [13] en 1872, quién tomó la primera fotografía de la estrella Vega. Luego de su muerte, la viuda donó los equipos de observación y una suma de dinero a la Universidad de Harvard para continuar el trabajo de la clasificación iniciado por su esposo [13]. En 1890, Pickering [13] y un grupo de calculistas entre las que destacaban Annie Jump Cannon, Williamina Fleming, Antonia Maury, más otras 12 calculistas, clasificaron un gran número de estrellas usando placas fotográficas (prisma objetivo).

La clasificación espectral se basa en líneas que son principalmente sensibles a la temperatura estelar. Donde se destacan las líneas de hidrógeno, helio, hierro, calcio, y algunas moléculas como por ejemplo, CH, TiO y VO. Según la presencia e intensidad de algunos rasgos, se ordenaron tipos espectrales asumiendo las siguientes letras **OBAFGKM**, siendo la estrella O más caliente y la estrella M más fría (figura 1.3). Al mismo tiempo las clases espectrales se dividen en subclases denotadas por los número 0 - 9.

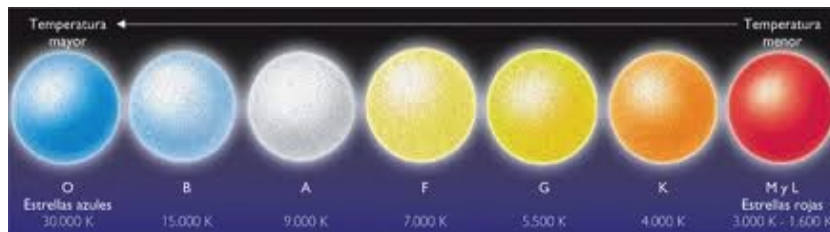


Figura 1.3: Tipos Espectrales. Se representan los tipos espectrales, su temperatura característica y sus posibles colores.

Las principales características de las diferentes clases son:

- **O** estrellas azules, temperatura superficial 20000-35000 K. Presencia de Líneas de Helio ionizado.

- **B** estrellas azul-blancas, temperatura superficial 15000 K. Presencia de Líneas de Helio Neutro.
- **A** estrellas blancas, la temperatura superficial de unos 9000 K. Líneas intensas de Hidrógeno (Líneas Balmer).
- **F** estrellas amarillo-blanco, la temperatura de la superficie sobre 7000 K. Presencia de Líneas Balmer en conjunto con líneas metálicas como Fe, Ca, Mg.
- **G** estrellas amarillas, como el Sol, temperatura superficial cerca de 5500 K. Las líneas metálicas se hacen más intensas y numerosas.
- **K** estrellas de color amarillo anaranjado, temperatura superficial sobre 4000K. Comienza a estar presente rasgos moleculares.
- **M** estrellas rojas, temperatura superficial de 3000 K. Los rasgos moleculares de TiO dominan el espectro.

El sistema de clasificación de Harvard tiene en cuenta el efecto de la temperatura en el espectro. Para una clasificación más precisa también hay que tener en cuenta la luminosidad de la estrella, ya que dos estrellas con la misma temperatura efectiva pueden tener diferentes luminosidades. Al sistema que toma en cuenta la temperatura y la luminosidad se le conoce como el sistema MKK, por sus autores William W. Morgan, Philip C. Keenan y Edith Kellman. Se pueden distinguir seis clases de luminosidad:

- **Ia** supergigantes más luminosas,
- **Ib** supergigantes menos luminosas,
- **II** gigantes luminosas,

- **III** gigantes normales,
- **IV** sub-gigantes,
- **V** estrellas de la secuencia principal (enanas).

La clase de luminosidad se determina a partir de las líneas espectrales que dependen en gran medida de la gravedad en la superficie estelar, la cual está estrechamente relacionada con la luminosidad [13]. Gracias a este análisis, se puede estudiar cúmulos estelares mediante el diagrama HR (ver sección 1.7), el cual nos permite conocer propiedades fundamentales de las estrellas tales como edad, metalicidad, masa, temperatura, radio estelar, etc.

1.6. Luminosidad y Temperatura Efectiva

Toda la información que tenemos sobre una estrella proviene de la radiación electromagnética que estas emiten en forma de fotones, producidos en sus capas más profundas y liberándose fuera de la fotosfera [16]. El estudio de las estrellas se realiza principalmente por medio de dos propiedades básicas como lo son la luminosidad (la energía total emitida por unidad de tiempo) y la temperatura de la fotosfera (indica la cantidad de calor que la estrella radia por unidad de superficie) [17].

1.7. Diagrama Hertzsprung-Russell

Una de las herramientas más usada en el estudio de formación, evolución y estructura estelar es el Diagrama Hertzsprung-Russell o Diagrama HR, el cual proporciona datos importantes de los estados evolutivos de las estrellas. Este

diagrama da una relación entre la luminosidad y el tipo espectral, este último relacionado con la temperatura efectiva de la estrella. Las temperaturas efectivas y luminosidades se determinan a partir del análisis de datos espectroscópicos y fotométricos principalmente realizados en la región óptica del espectro electromagnético. Durante el análisis hay que tomar en cuenta el efecto del enrojecimiento producido por el material interestelar. En este diagrama distinguimos la secuencia principal como el lugar donde las estrellas pasan la mayor parte de su vida convirtiendo, por transmutación nuclear, hidrógeno a helio. En la parte superior de la secuencia principal se encuentra la edad cero de la secuencia principal (*Zero Age Main Sequence* por sus siglas en inglés (ZAMS)) [13], la cual comienza después de la quema de deuterio cuando se comienza a transformar hidrógeno a helio y la energía nuclear proporciona al menos el 99 % de la luminosidad total, como se puede ver en la figura 1.4.

Además de la secuencia principal, en el diagrama HR se pueden distinguir diferentes grupos estelares los cuales son mostrados en la figura 1.5. Dependiendo de su masa, una estrella puede moverse en el diagrama HR recorriendo algunos de estos grupos. Esto se debe a que los procesos de evolución estelar conllevan cambios de densidad, tamaño y temperatura que se ven reflejados en tendencias evolutivas de brillo y de temperatura efectiva estelar.

1.8. Modelos Teóricos

Un modelo teórico estelar se define una vez que la composición química y la masa de la estrella se ha dado. Las estrellas recién formadas a partir de una misma nube molecular primigenia son químicamente homogéneas. Por lo tanto,

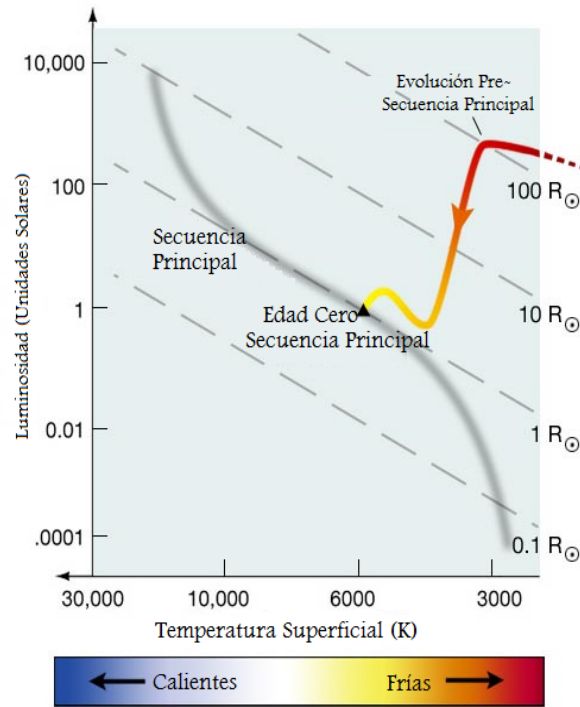


Figura 1.4: Edad cero de la Secuencia Principal (ZAMS). Referencia de la ubicación en el diagrama HR para las estrellas que se encuentran en las primeras fases de su evolución, después de la quema de deuterio.

el factor dominante en los modelos teóricos de evolución en cúmulos es la masa estelar inicial. Existen dos tipos de modelos teóricos en la evolución de una estrella desde su formación hasta su fase final. Tenemos los modelos teóricos pre secuencia principal (*Pre Main Sequence* por sus siglas en inglés (PMS)). Este modelo simula la evolución de una estrella desde su formación hasta que llega a la secuencia principal. Luego que una estrella llega a la secuencia principal tenemos los modelos teóricos post-secuencia principal en donde la estrella que ya comenzó a formar helio, comienza a transformar el helio en elementos más pesados hasta que llega a su fase final.

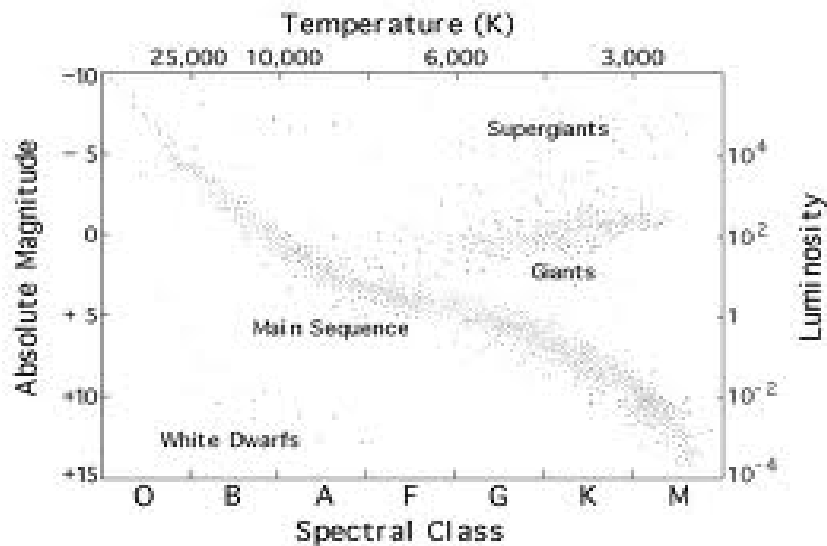


Figura 1.5: Diagrama Hertzsprung-Russell. Este diagrama es la herramienta esencial donde se representa temperatura de las estrellas en función de la luminosidad. Aquí podemos ver su homólogo, el diagrama color-magnitud.

1.8.1. Isocronas y Trazas Evolutivas

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

1.8.2. Isocronas de Siess y Forestini

Siess L. et al [11] diseñaron una base de datos (isocronas y trazas evolutivas), las cuales permiten determinar los parámetros estelares de una estrella si se conoce su posición en el diagrama HR. Este modelo teórico describe la evolución desde estrellas relativamente masivas hasta estrellas de muy baja masa (*Very Low-mass stars*, por sus siglas en inglés (VLMS)). El modelo incluye trazas de estrellas de diferente masa en el rango desde 0.1 a 7.0 masa solares (M_{\odot}). Además, posee opciones de selección de diferentes metalicidades incluyendo metalicidad solar ($Z = 0.02$). De igual forma, existe una opción donde se puede obtener información adicional como: la abundancia de los elementos ligeros (He, Li, Be, B) en la superficie de las estrellas, condiciones centrales (temperatura central, densidad, degeneración), estructura interna (el tamaño, la masa de la región de quemado, envoltorio convectivo, momento de inercia) y energética (luminosidad asociada a la fuente de energía nuclear).

1.9. Cúmulos Estelares

Una parte significativa de las estrellas no aparecen de forma aislada en el cielo sino formando grupos que llamamos cúmulos, que no son más que un conjunto de estrellas que se mantienen juntas por efecto de la gravitación. En este sentido, se pueden distinguir dos tipos de agrupaciones: 1) Cúmulos Abiertos, formados por estrellas relativamente jóvenes localizadas en el disco galáctico y caracterizados por una densidad estelar un centenar de veces más elevada que la que se encuentra en las regiones que rodean al Sol, y 2) Cúmulos Globulares, formado por estrellas relativamente viejas, se caracterizan por una elevada densidad estelar y por una alta concentración de estrellas en la parte central del cúmulo, hasta

el punto que en muchos casos resulta imposible distinguir estrellas individuales.

La gran ventaja de estudiar cúmulos estelares es que uno puede adoptar propiedades generales para las estrellas miembros del cúmulo, por ejemplo, se puede asumir que las estrellas están a una misma distancia desde el sol, poseen similar composición química, comparten propiedades cinemáticas (velocidad radial y movimientos propios), y tienen la misma edad. Además existe una gran variedad de estrellas debido a sus diferentes masas iniciales al momento de fragmentarse la nube molecular. De esta forma las diferencias observadas en las estrellas del cúmulo se deben principalmente a la masa inicial de la protoestrella.

1.10. Velocidad Radial

La velocidad radial (RV), es la componente de la velocidad de la estrella proyectada sobre la línea de visión, causando unos leves desplazamientos en las líneas espectrales según la estrella se este acercando (desplazamiento hacia el azul) o alejando (desplazamiento al rojo). Esta propiedad estelar puede ser medida con el Efecto Doppler, en el cual el nivel de desplazamiento es proporcional a la velocidad radial, como se representa en la siguiente ecuación:

$$\frac{\lambda' - \lambda_o}{\lambda_o} = \frac{V}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_o} \quad (1.6)$$

donde λ' es la longitud de onda desplazada, λ_o es la longitud de onda de referencia, c es la velocidad del sonido y V es la velocidad de acercamiento o alejamiento de la fuente.

El Efecto Doppler es un fenómeno que se fundamenta en el estudio de las on-

das emitidas por una fuente que tiene un movimiento relativo con respecto al observador. Este fenómeno se puede utilizar como un trazador de velocidad porque este relaciona la longitud de onda recibida con la longitud de onda emitida, como se puede ver en la ecuación 1.6. Una representación del Efecto Doppler se puede ver en el la figura 1.6. Las mediciones de éste efecto en el espectro de la estrella permiten cuantificar la RV de las mismas, y a partir de la variación con el tiempo de dicha RV se pueden obtener los posibles astros que estén girando a su alrededor (planetas o estrellas).

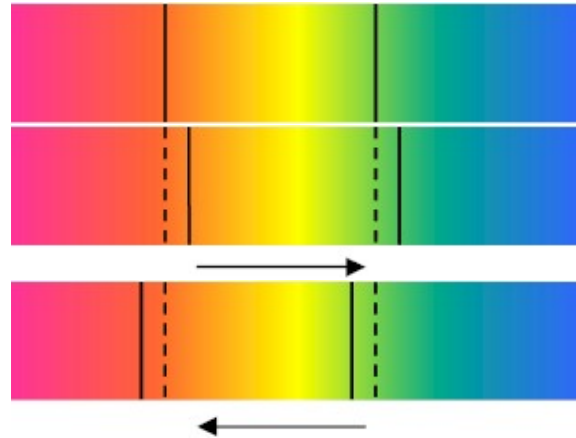


Figura 1.6: Efecto Doppler. De arriba hacia abajo: **(a)** Si la estrella no se mueve en la dirección radial, entonces las líneas observadas en el espectro estarán en la misma posición que cuando las observamos en un laboratorio terrestre. **(b)** Si la estrella se mueve hacia nosotros en la dirección radial, entonces las líneas observadas en el espectro estarán desplazadas hacia la parte azul (hacia longitudes de onda más cortas) respecto a las observaciones realizadas en un laboratorio. **(c)** Si la estrella se aleja de nosotros en la dirección radial, entonces las líneas observadas en el espectro estarán desplazadas hacia la parte roja (hacia longitudes de onda más largas) respecto a las observaciones realizadas en un laboratorio.

La exactitud de la determinación de RV depende de la calidad de los espectros, si el espectro es débil y las líneas que tiene no son nítidas, la exactitud desciende mucho. La precisión para medir RV depende de la resolución espectral

que mide la capacidad de distinguir dos rasgos con longitudes de ondas muy similares. Donde las líneas estelares se observan más nítidas, se recupera mejor la información del espectro y por consiguiente habrá más datos que analizar. La resolución espectral se puede expresar de la siguiente manera:

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda} \quad (1.7)$$

donde R va a depender de la relación entre la longitud de onda (λ) y la separación mínima que puede distinguir dos rasgos contiguos ($\delta\lambda$); es decir, mientras más pequeña sea $\delta\lambda$, mayor será la resolución que se tenga del espectro.

1.11. El Cúmulo Sigma Orionis

Uno de los cúmulos que despierta gran interés para su estudio es el Cúmulo Sigma Orionis o Cúmulo σ Ori, el cual se encuentra localizado dentro de la asociación Ori 1b también conocido como el Cinturón de Orión cerca de la Nebulosa Cabeza de Caballo en la Constelación de Orión (popularmente conocida como El Cazador) [3]. Esta constelación es un espectáculo familiar en el cielo nocturno siendo una de las más fáciles de reconocer e incluye una décima parte de las 70 estrellas más brillantes en la esfera celeste. Dentro de esta constelación existen regiones de formación estelar en diferentes etapas evolutivas. La región de formación estelar de Orión no es más que una de las cientos de regiones de formación estelar que se encuentra a lo largo de la Vía Láctea [16].

Los primeros investigadores en reconocer este cúmulo fueron Garrison *et al.* (1967) [1] y recientemente Lynga *et al.* (1981), hasta que Wolk *et al.* (1996) y Walter *et al.* (1998)[2] detectaron una densidad excesiva de fuentes de rayos X y estrellas PMS de baja masa alrededor del centro de la agrupación [3]. El Satélite

Röntgen (ROSAT) descubre el Cúmulo σ Ori alrededor de la estrella binaria O9.5 V en Sigma Ori AB (distancia de 350pc). Esta población estelar de baja masa ha sido estudiada intensamente por fotometría y espectroscopia de baja resolución en el óptico e infrarrojo cercano; además de las propiedades de rayos X han sido estudiadas usando XMM-Newton [4]. El cúmulo posee la ventaja de ser moderadamente joven, una distancia heliocéntrica relativamente cercana, y sobre todo, una extinción interestelar muy baja. Este hecho puede ser debido a los fuertes vientos, la radiación ultravioleta y/o turbulencia generada por la estrella de tipo O en el centro del cúmulo, que dispersó el gas y el polvo interestelar. Por otra parte, varios autores han sugerido que Sigma Orionis es en realidad una pequeña región H II [3]. Las regiones H II son regiones compuestas principalmente de hidrógeno que se forman cuando las estrellas jóvenes y masivas ionizan una nube de gas cercana a altas energías y tiene temperaturas alrededor de los 10000 K.

Por otro lado, se destaca que la distancia de σ Ori ha sido controversial, con valores que abarcan desde 334 parsec (Parsec (pc): unidad astronómica de longitud, igual a la distancia de un cuerpo celeste desde el que se viera el semieje mayor de la órbita terrestre con un ángulo de un segundo de arco. Equivale a 3,26 años luz o $3,0856776 \times 10^{18}$ cm [18]) [19] a 444 parsec [20]. Dos trabajos recientes y aplicando diferentes metodologías destacan que σ Ori esta entre 385pc (Caballero *et al.* (2008)) [19] y 420pc (Sherry *et al.* (2008)) [20], permitiendo observar y estudiar desde sus estrellas más masivas a objetos que no llegan a tener masa suficiente para transformar hidrógeno en helio (Enanas Marrones y Planetas Flotantes). También presenta una baja extinción, es decir, el enrojecimiento hacia el centro del cúmulo es bajo, $E [B-V] \sim 0,05$ magnitud (mag) [6]. Este cú-

mulo es relativamente joven, 3 - 4 Maños la gran mayoría de sus miembros no han comenzado a transmutar hidrógeno a helio, es decir se encuentra en un estado evolutivo pre-secuencia principal (PMS). Su juventud hace que el Cúmulo Sigma Orionis sea de una importancia transcendental en el estudio general de formación y evolución temprana de las estrellas y sus discos protoplanetarios. Finalmente, el Cúmulo Sigma Orionis es uno de los cúmulos estelares jóvenes con más número de miembros, permitiendo así resultados más confiables al usar métodos estadísticos para caracterizar propiedades de sus estrellas y/o sus discos protoplanetarios.

Otros estudios han descubierto dos poblaciones de estrellas jóvenes de PMS separadas cinemáticamente, una alrededor de Sigma Ori AB compartiendo una velocidad radial común con estas estrellas ($V_1 = 31,0 \pm 0,5 \text{ km/s}$) y la segunda, más dispersa en el cielo con una velocidad radial similar a las asociaciones Orión OB1a y 1b ($V_2 = 23,8 \pm 1,1 \text{ km/s}$) [4], como se representan en la figura 1.7.

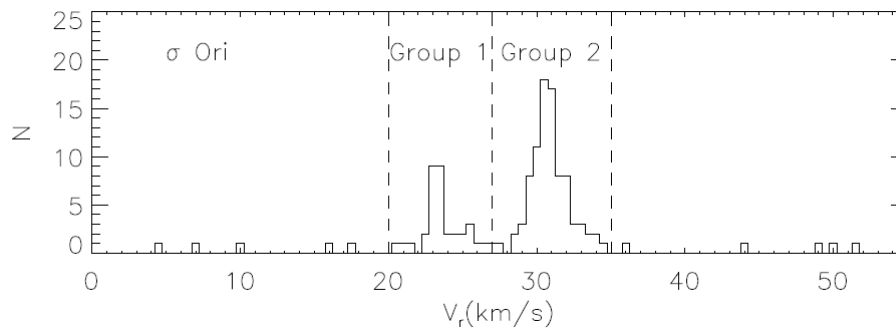


Figura 1.7: Distribución observada de la velocidad radial de todas las estrellas de una muestra en Sigma Orionis. Las líneas punteadas muestran el criterio de selección asignado para las estrellas del Grupo 1 o Grupo 2 en σ Ori y la selección de los no miembros del cúmulo [5]

El Cúmulo Sigma Orionis ha resultado ser no sólo la región con mayor densidad

estelar en la asociación Ori OB 1b, sino una de las regiones más interesantes de la Vía Láctea para el estudio y la comprensión de la formación de estrellas, las enanas marrones y especialmente, objetos aislados de masa planetaria. Por su estado evolutivo, su cercanía, baja extinción interestelar y alta densidad numérica de miembros, el Cúmulo Sigma Orionis es un laboratorio natural, no solo para el estudio de formación y evolución temprana de estrellas de diferentes masas, sino que además es un excelente sitio para estudiar discos protoplanetarios. En el estado evolutivo del Cúmulo Sigma Orionis, estos discos manifiestan una gran diversidad en sus propiedades producto de los procesos evolutivos del disco.

CAPÍTULO II

OBSERVACIONES

2.1. Muestra Inicial

El estudio del Cúmulo Sigma Orionis abarca una región de 0.8 por 0.8 grados cuadrados delimitada en el rango de ascensión recta (RA) y declinación (DEC) de $84.3 < RA < 85.1$ y $-3.0 < DEC < -2.2$. El centro de la región de interés es el sistema estelar múltiple Sigma Orionis, el cual contiene las estrellas más masivas del cúmulo.

Como catálogo principal se usó la información del sondeo del todo el cielo en dos micras (*Two Micron All Sky Survey* por sus siglas en inglés (2MASS)) para los límites seleccionados de la región; este recopila la exploración de todo el cielo en las bandas del infrarrojo cercano, J ($1.235 \mu\text{m}$), H ($1.662 \mu\text{m}$) y K ($2.159 \mu\text{m}$). El límite de completitud del catálogo 2MASS es $J=15.8\text{mag}$, esto nos permite explorar objetos más allá del límite subestelar, tomando como referencia la distancia y edad típica del cúmulo. Se obtuvieron 4619 fuentes del catálogo de 2MASS las cuales fueron usadas como base inicial en nuestro estudio.

2.2. Datos Fotométricos

Las imágenes adquiridas para el estudio fotométrico provienen del instrumento OSMOS (*Ohio State Multi-Object Spectrograph*) tomadas el 4 de diciembre de 2011. OSMOS está acoplado al telescopio de 2.4m del Observatorio MDM, posee un detector de campo amplio (18 minutos de arco de diámetro) y juegos de filtros

intercambiables. Particularmente, para este proyecto se adquirieron imágenes del centro del cúmulo en los filtros U, B, V, R e I. Para poder obtener un mayor rango de brillo, se adquirieron 3 imágenes de largo tiempo de exposición y una imagen de corto tiempo de exposición en cada filtro. El procedimiento de reducción y calibración se llevó a cabo con un conjunto de tareas que proporciona IRAF para realizar análisis fotométricos con la finalidad de obtener un catálogo que refleja las magnitudes de cada una de las estrellas candidatas a ser miembros fotométricos del cúmulo (Ver apéndice A).

Para complementar la parte óptica de esta muestra y cubrir todo el rango espacial, se combinó el catálogo de OSMOS con información proveniente de otros sondeos fotométricos : el catálogo del Sondeo de Variabilidad del CIDA [21] con las magnitudes VRI, el catálogo de Cluster Collaboration con las magnitudes BVRI y el catálogo de Kharchenko con las magnitudes BV.

Debido a que estrellas jóvenes son relativamente activas, se espera que miembros del Cúmulo de Sigma Orionis posean emisión de rayos X. De esta forma nos apoyamos en trabajos de rayos X realizados en el Cúmulo Sigma Orionis de autores como Franciocini *et al.* (2006) [22] , Caballero *et al.* (2010) [23] y de la misión multi-espejos de rayos X (*X-ray Multi-Mirror Mission* por sus siglas en inglés (XMM-Newton) (2010)) [24].

2.3. Datos Espectroscópicos

Para estudiar a profundidad las características del Cúmulo de Sigma Orionis se utilizó nueva espectroscopia obtenida con los siguientes instrumentos:

- (1) **HECTOCHELLE**. Espectrógrafo multi-objeto de mediana dispersión, el cual funciona por posicionamiento robótico de 240 fibras ópticas para la obtención de objetos en un campo de 1 grado de diámetro. Esta acoplado al telescopio de 6,5 metros del Observatorio FLWO (*Fred Lawrence Whipple Observatory*), Arizona - Estados Unidos. Se obtuvo un campo de HECTOCHELLE el 27 de Febrero de 2007, el cual proporciona 156 candidatas fotométricas.
- (2) **HECTOSPEC**. Espectrógrafo multi-objeto de baja dispersión, el cual funciona por posicionamiento robótico de 300 fibras ópticas para la obtención de objetos en un campo de 1 grado de diámetro. Esta acoplado al telescopio de 6.5 metros del Observatorio FLWO, Arizona - Estados Unidos. Se realizó un campo de HECTOSPEC el 11 de Octubre de 2006 el cual proporciona 216 estrellas a ser candidatas fotométricas del cúmulo.
- (3) **FAST (*FAst Spectrograph for the Tillinghast Telescope*)**. Espectrógrafo de rendija simple acoplado al telescopio de 1.5 metros del Observatorio FLWO. Los espectros tomados con este instrumento proviene de diferentes programas, principalmente del programa “Orion PMS Candidate” (número 112, Briceño *et al* 2005 y 2007) y el programa “Ae/Be stars in OB association” (número 89, Hernández *et al* 2005).
- (4) **Espectrógrafo Boller and Chivens del Observatorio San Pedro Mártir (SPM-BCS)**. Este espectrógrafo de rendija está acoplado al telescopio de 2.1 metros del Observatorio Astronómico Nacional de México. Se realizaron tres corridas de observación en Octubre de 2011, Octubre 2012 y Enero de 2013.
- (5) **OSU (*Ohio State University*) CCD Spectrograph (CCDS)**. Espectró-

grafo de rendija tipo Boller and Chivens acoplado al telescopio de 1.3m del Observatorio MDM, Arizona - Estados Unidos. Los datos obtenidos con este instrumento fueron tomados en Diciembre de 2012.

- (6) **Espectrógrafo Boller and Chivens de Cananea (Cananea-BCS)**. Este espectrógrafo de rendija está acoplado al telescopio de 2.12 metros del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro de Cananea (Sonora, México). Los datos obtenidos con este instrumento fueron tomados las noches del 1-4 de Diciembre de 2012.

Para objetos relativamente brillantes ($V < 16.5$), se adquirieron espectros de rendija de baja resolución en 4 observatorios: El Observatorio FLWO (FAST-1.5m), El Observatorio MDM (OSMOS-2.4m y CCDS-1.3m), El Observatorio San Pedro Mártir (SPM-BCS-2.1m) y El Observatorio de Cananea (Cananea-BCS-2.12m). El espectrógrafo multiobjeto HECTOSPEC permitió la adquisición de espectros de baja resolución para objetos relativamente débiles ($16.5 < V < 19.5$). Estas observaciones permitieron estimar el tipo espectral de candidatas a miembros del Cúmulo Sigma Orionis e inferir actividad y juventud de las mismas mediante el estudio de ciertas líneas como la Serie Balmer del hidrógeno y la línea de Li I (6707\AA). De esta forma, no solo se confirma la membresía de la candidata, sino además podemos inferir parámetros estelares cruciales para obtener un mejor entendimiento de este laboratorio natural (Temperatura Efectiva, Enrojecimiento, Luminosidad, etc).

De igual forma, con el espectrógrafo multifibra HECTOHELLE fueron tomados 160 espectros de alta resolución. Esta data permitió obtener mediciones de velocidad radial (velocidad en dirección del observador-estrella) las cuales son usadas para definir miembros cinemáticos del cúmulo. Esto es posible dado que

las estrellas asociadas a un grupo estelar poseen movimientos similares en el espacio.

2.4. Datos Infrarrojos: MIPS/WISE

En el trabajo de Hernández *et al* 2007 se observó un campo de aproximadamente 1730 arco minutos cuadrados en el Cúmulo Sigma Orionis cubierto por las bandas de IRAC (3.6 μm , 4.5 μm , 5.6 μm y 8.0 μm), donde el 90 % de este campo fue observado usando la banda de 24 μm del Espectrómetro Multibanda de Imágenes (*Multiband Imaging Spectrometer* (MIPS) por sus siglas en inglés) del Telescopio Espacial Spitzer. Las observaciones de MIPS se realizaron usando el modo de exploración medio, lo que resulta en un tiempo de exposición efectiva total de 80 segundos. Las imágenes fueron procesadas utilizando la herramienta de Análisis de Datos (*Data Analysis Tool* (DAT) por sus siglas en inglés) del instrumento MIPS, la cual calibra los datos y aplica una corrección de la distorsión entre la exposición individual antes de combinar todo en un mosaico final [6].

Por otra parte, se tienen datos del Explorador de campo amplio en el infrarrojo (*Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE) por sus siglas en inglés) que observó todo el cielo en el infrarrojo medio con más sensibilidad que cualquier misión anterior, utilizando cuatro bandas a diferentes longitudes de onda (W1 a 3.4 μm , W2 a 4.6 μm , W3 a 12 μm y W4 a 22 μm). WISE orbitó la Tierra a una altitud de 525 kilómetros circundando los polos alrededor de 15 veces al día. El estudio de esta misión está formado por más de un millón de imágenes que proporcionan un vasto almacén de conocimientos de cientos de millones de objetos astronómicos. Específicamente proporciona un inventario completo de estrellas jóvenes

cercanas y sus discos de polvo, así como los discos de escombros asociados a los sistemas planetarios alrededor de miles de estrellas cercanas [25].

CAPÍTULO III

METODOLOGÍA

Con los datos del capítulo anterior, obtendremos diferentes candidatas a miembros del cúmulo con análisis de los datos fotométricos, para ello nos apoyamos en miembros reportados previamente y en estrellas con emisión en rayos X. El análisis espectroscópico permitirá la confirmación de miembros del cúmulo y el cálculo de tipos espectrales, el análisis de espectros HECTOCHELLE permitirá obtener la RV de las estrellas y de esta forma miembros cinemáticos del Cúmulo Sigma Orionis.

Para lograr estos objetivos, seguimos la metodología desarrollada a continuación:

3.1. Reducción y Calibración de Datos Fotométricos

La fotometría es una de las técnicas más antiguas usadas para estudiar el universo. Los fotones procedentes de estrellas, galaxias, quásares y otros objetos estelares pueden ser registrados en un detector CCD (*Charge-Coupled Device*) que no es más que un detector bidimensional de estado sólido basado en la acumulación de electrones generados por el efecto fotoeléctrico en un espacio llamado pixel. Los CCD's fueron creados por Smith y Boyle en los Laboratorios Bell. Los CCD's producen una imagen que posee señales de los objetos celestes pero también puede contener información contaminante sobre puesta a la señal deseada. La señal contaminante debe ser corregida o caracterizada para obtener la calibración de la imagen sobre el detector.

Las magnitudes, generalmente están asociadas a sistemas fotométricos, los cuales observan objetos celestes con diferentes filtros que registran regiones selectas del espectro electromagnético. Particularmente el sistema UBVRI de Johnson - Cousin, posee cinco filtros centrados en el ultravioleta ($0.44 \mu\text{m}$), azul ($0.55 \mu\text{m}$), verde o visual ($0.55 \mu\text{m}$), rojo ($0.64 \mu\text{m}$) e infrarrojo ($0.79 \mu\text{m}$), como se refleja en el panel superior de la figura 3.1.

Existen mediciones fotométricas UBVRI de estrellas estándares, entre ellos podemos mencionar los Campos Landolt [26]. En 1970, Arno Landolt observó alrededor de 100 estrellas a lo largo del ecuador celeste organizadas en áreas selectas y que cubren un rango entre 11.5 a 16.0 en magnitud visual y entre -0.3 a 2.3 en color B-V, ofreciendo un rango suficiente en magnitud y color para transformar las magnitudes instrumentales en magnitudes estándar [26].

En la misma noche de observación de σ Ori se tomaron 10 Campos Landolt los cuales permitieron crear ecuaciones de transformación que relacionan las magnitudes conocidas (calibradas) y las magnitudes instrumentales (medidas) en los campos landolts. Estas ecuaciones permitieron calibrar al sistema Johnson-Cousin las observaciones fotométricas de σ Ori, obteniendo de esta forma las magnitudes aparentes de los objetos.

Las magnitudes aparentes son transformadas a magnitudes absolutas y a luminosidades estelares siguiendo las ecuaciones descritas en la sección de magnitud en el capítulo I.

Como catálogo base se tomaron los datos de 2MASS con la información del

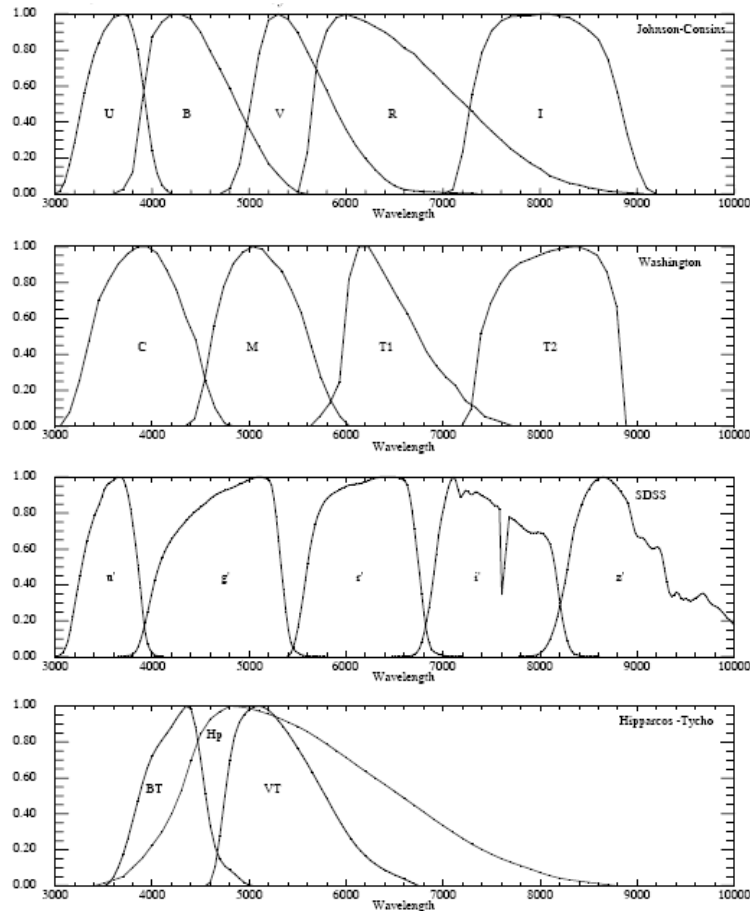


Figura 3.1: Sistemas fotométricos. Se representa el Sistema Johnson-Cousins: Se combinan el sistema UBV con el sistema RI definido por Cousin (1976). La precisión de las estándares y reproductividad de observación conduce a este sistema a ser uno de los más usados en la astronomía moderna. El sistema de banda ancha de Sloan Digital Sky Survey (SDSS) es importante debido a la gran cantidad de datos obtenidos en este proyecto. De igual forma los proyectos Hipparcos y Tycho barrieron todo el cielo dando fotometría de precisión para las estrellas más brillantes. La cámara de campo amplio (WFPC2) de Hubble también incluye 6 bandas anchas a 0.336, 0.439, 0.450, 0.555, 0.675 y 0.814 μm .

cercano infrarrojo de la región de estudio. Este catálogo se combinó con los datos del capítulo anterior de la sección 2.2 por correlación cruzada del catálogo óptico y 2MASS, donde de las 4619 fuentes del catálogo base se logra armar una lista de 4412 estrellas que poseen fotometría óptica o por lo menos presentan magnitud visual. Podemos observar una parte de este catálogo en la tabla 3.1.

Tabla 3.1: Catálogo general de magnitudes. Se representan las magnitudes de 4412 estrellas del cúmulo obtenidas y ordenadas según su referencia: 1-OSMOS, 2-CIDA, 3-Cluster Collaboration y 4- Kharchenko. Además, la última columna representa la bandera de calidad que otorga 2MASS a su data.

ID	RA	DEC	V	Ve	R	Re	I	Ie	B	Be	U	Ue	REFbot	J	Je	H	He	K	Ke	Q
05371203-0221419	84.300147	-2.361648	18.05	0.01	17.51	0.02	17.01	0.01	18.92	0.1	99.999	99.999	3	16.214	0.123	15.921	0.194	15.587	0.262	BCD
05371203-02248162	84.300153	-2.804526	17.346	0.046	16.820	0.021	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.864	0.113	0.082	15.283	15.809	0.214	ACC
05371205-0233533	84.300242	-2.564823	18.206	0.080	17.424	0.030	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.887	0.192	0.098	15.127	15.249	0.173	ABC
05371207-0249525	84.300292	-2.831265	19.83	0.01	18.779001	0.014	17.67	0	23.18	1.62	99.999	99.999	2	16.775	0.222	15.545	0.141	15.453	0.220	DRD
05371210-0229122	84.300417	-2.486743	14.544	0.015	14.137	0.017	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	13.199	0.028	0.030	12.823	12.901	0.033	AAA
05371221-0213556	84.300889	-2.232121	15.689	0.017	15.282	0.017	14.829	0.017	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.192	0.036	13.824	0.044	13.867	0.056	AAA
05371228-0251513	84.301196	-2.864251	18.324	0.084	17.864	0.042	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	16.397	0.000	0.170	16.860	15.485	0.000	CUU
05371243-0218581	84.301793	-2.266143	16.788	0.026	16.273	0.019	15.768	0.019	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.986	0.044	14.815	0.082	14.762	0.115	AAAB
05371248-0250463	84.302033	-2.846217	17.195	0.041	16.713	0.020	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.750	0.118	0.090	15.205	15.324	0.180	ABC
05371251-0248041	84.302158	-2.801142	17.903	0.068	17.203	0.026	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.722	0.097	0.092	15.150	15.062	0.177	AAAC
05371257-0250169	84.302389	-2.838042	21.22	0.02	19.925989	0.022	18.34	0	23.76	2.09	99.999	99.999	3	16.833	0.232	15.684	0.153	16.024	0.000	DRU
05371265-0247053	84.302736	-2.784806	19.97	0.01	18.751	0.013	17.35	0	22.32	1.05	99.999	99.999	3	15.946	0.119	15.374	0.128	14.931	0.154	BBB
05371269-0222420	84.303731	-2.406687	17.228	0.036	16.809	0.024	16.445	0.026	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.845	0.101	15.434	0.130	15.464	0.217	ABD
05371290-02237105	84.303784	-2.619587	16.372	0.024	15.807	0.016	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.751	0.052	0.052	14.167	14.255	0.072	AAA
05371291-0224018	84.303826	-2.400523	18.14	0.01	17.7	0.02	17.28	0.01	18.86	0.09	99.999	99.999	3	16.368	0.146	16.185	0.000	16.718	0.000	BTU
05371292-0219164	84.303842	-2.321249	16.622	0.024	16.099	0.018	15.594	0.019	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.864	0.040	14.267	0.050	14.197	0.072	AAA
05371302-0257246	84.304255	-2.956837	14.103	0.015	13.487	0.018	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	12.025	0.025	0.021	11.416	11.526	0.025	AAA
05371312-0224490	84.304696	-2.413626	19.62	0.01	18.39	0.02	16.91	0.01	21.74	0.77	99.999	99.999	3	15.496	0.073	14.953	0.084	14.758	0.137	AAAB
05371332-0226160	84.305333	-2.437781	17.217	0.035	16.805	0.024	16.376	0.025	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.634	0.073	15.261	0.103	15.493	0.217	AAD
05371335-0259186	84.305632	-2.988517	17.53	0.01	17.05	0.02	16.64	0.01	18.3	0.06	99.999	99.999	2	15.789	0.098	15.466	0.132	14.923	0.148	ABB
05371335-0251222	84.305658	-2.420079	16.465	0.022	15.984	0.018	15.542	0.018	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.843	0.045	14.503	0.060	14.533	0.099	AAA
05371342-0257034	84.305922	-2.950967	19.41	0.01	18.44	0.02	17.61	0.01	22.05	0.93	99.999	99.999	3	16.278	0.141	15.713	0.161	15.336	0.000	BCU
05371344-0227262	84.306028	-2.457287	14.792	0.016	14.265	0.018	13.815	0.017	99.999	99.999	99.999	99.999	2	13.102	0.024	12.698	0.028	12.641	0.033	AAA
05371346-0257369	84.306122	-2.960259	16.937	0.034	15.962	0.016	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	13.927	0.031	0.033	13.096	13.343	0.035	AAA
05371350-0218591	84.306272	-2.266432	12.8	0.01	12.326	0.018	11.48	0	14.16	0.02	99.999	99.999	3	10.535	0.027	9.974	0.025	9.820	0.024	AAA
05371357-0215069	84.306566	-2.251921	18.394	0.072	17.794	0.043	17.223	0.043	99.999	99.999	99.999	99.999	2	16.472	0.135	15.771	0.000	15.316	0.000	BTU
05371360-0229283	84.306684	-2.491473	15.19	0.00	14.4	0.03	13.65	0.01	16.48	0.02	99.999	99.999	3	12.248	0.038	11.535	0.035	11.390	0.032	AEA
05371373-0258190	84.307240	-2.971956	21.08	0.02	19.738	0.019	17.98	-0.03	21.53	0.66	99.999	99.999	3	16.112	0.114	15.491	0.135	15.288	0.195	BBC
05371381-0229537	84.307557	-2.498259	19.83	0.03	18.876989	0.014	17.57	-0.01	20.6	0.37	99.999	99.999	3	16.303	0.117	15.226	0.106	14.981	0.130	BAAB
05371388-0226395	84.307871	-2.444309	17.091	0.032	16.614	0.022	16.128	0.022	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.519	0.076	15.097	0.091	14.833	0.154	AAAB
05371389-0221163	84.307911	-2.354551	18.38	0.01	17.543	0.012	16.81	0	19.56	0.15	99.999	99.999	2	15.934	0.121	14.975	0.105	14.889	0.136	BAB
05371392-0243517	84.308006	-2.731031	15.575	0.017	14.865	0.016	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	13.505	0.030	0.026	12.735	12.808	0.032	AAA
05371395-0249380	84.308132	-2.827245	14.347	0.015	13.860	0.016	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	12.811	0.026	0.024	12.377	12.491	0.034	AAA
05371395-0224058	84.308149	-2.401615	17.473	0.041	16.961	0.026	16.468	0.026	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.828	0.093	15.207	0.103	15.366	0.213	AAAC
05371400-0252165	84.308363	-2.871270	19.35	0.01	18.271	0.012	17.17	0	21.04	0.44	99.999	99.999	3	16.008	0.156	15.544	0.169	15.013	0.163	CCC
05371402-0223172	84.308419	-2.388132	17.020	0.031	16.203	0.019	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.437	0.035	0.036	13.639	13.736	0.054	AAA
05371407-0257403	84.308628	-2.961200	19.66	0.01	19.12	0.1	18.32	0.04	21.56	0.67	99.999	99.999	3	16.802	0.212	15.615	0.154	14.883	0.158	CBC
05371407-0221089	84.308632	-2.352488	13.40	0.01	12.58	0.03	11.79	0.01	14.56	0.02	99.999	99.999	3	11.178	0.022	10.596	0.024	10.465	0.023	AAA
05371414-0252218	84.308956	-2.872748	17.379	0.047	16.684	0.019	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.319	0.075	0.072	14.691	14.806	0.124	AAAB
05371442-0240560	84.310086	-2.682229	18.678	0.096	17.863	0.042	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	16.048	0.125	0.110	15.420	15.420	0.209	BBB
05371443-0229580	84.310129	-2.499462	18.44	0.01	17.92	0.02	17.42	0.01	19.01	0.1	99.999	99.999	3	16.420	0.140	16.021	0.000	15.552	0.000	BTU
05371444-0217000	84.310203	-2.283359	15.746	0.018	15.143	0.017	14.574	0.017	99.999	99.999	99.999	99.999	2	13.680	0.027	13.134	0.030	12.992	0.038	AAA
05371445-0258136	84.310214	-2.970462	18.80	0.01	18.08	0.02	17.52	0.01	20.02	0.21	99.999	99.999	3	16.242	0.115	15.511	0.139	15.507	0.250	BRD
05371445-0254028	84.310233	-2.900798	18.434	0.088	17.407	0.030	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.245	0.056	0.056	14.233	14.468	0.083	AAA
05371448-0219532	84.310353	-2.331471	17.117	0.033	16.743	0.023	16.322	0.024	99.999	99.999	99.999	99.999	2	15.699	0.065	15.214	0.098	15.257	0.201	AAAC
05371450-0222430	84.310432	-2.396293	16.116	0.019	15.540	0.017	14.948	0.017	99.999	99.999	99.999	99.999	2	14.075	0.036	13.483	0.031	13.343	0.038	AAA

Esta tabla es sólo una muestra del catálogo general de los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

3.2. Diagramas Color-Magnitud: Selección de Candidatas Fotométricas

Los diagramas color-magnitud son la contrapartida observacional del diagrama HR descrito en el capítulo I en la sección 1.7, donde se expresa la relación entre la luminosidad o magnitud absoluta y la temperatura efectiva o el tipo espectral. Estos diagramas son utilizados en conjunto con los modelos teóricos para el estudio de poblaciones estelares, y para estimar parámetros estelares como la distancia, el radio, la masa y la edad.

Para la selección de las candidatas fotométricas se realizó este tipo de diagramas para estudiar la población del cúmulo Sigma Orionis. Una de las condiciones por las cuales se armó el catálogo descrito en la tabla 3.1 fue que todas las fuentes tuvieran información de la magnitud visual y como la comparación fue con el catálogo de 2MASS todas las estrellas van a tener información en las bandas J, H y K, por lo que se plantea realizar un diagrama color-magnitud representativo del cúmulo con la magnitud visual (V) y la magnitud infrarroja (J) como se muestra en la figura 3.2. Allí se puede distinguir como se separan las estrellas; una agrupación grande en la parte inferior que representa la mayor cantidad de estrellas de la región y que representa fuentes en el fondo estelar; y en la parte superior las estrellas describen una secuencia natural semi-ordenada donde caen los objetos pre-secuencia principal (PMS), estrellas jóvenes que optan a ser miembros al cúmulo.

Como otro indicador para confirmar la membresía de objetos al cúmulo se usó la información de rayos X. En cúmulos jóvenes, como Sigma Orionis, los rayos X proporcionan información sobre el viento en las estrellas, alta temperatura de la corona en estrellas tardías, actividad por discos circunestelares, actividad

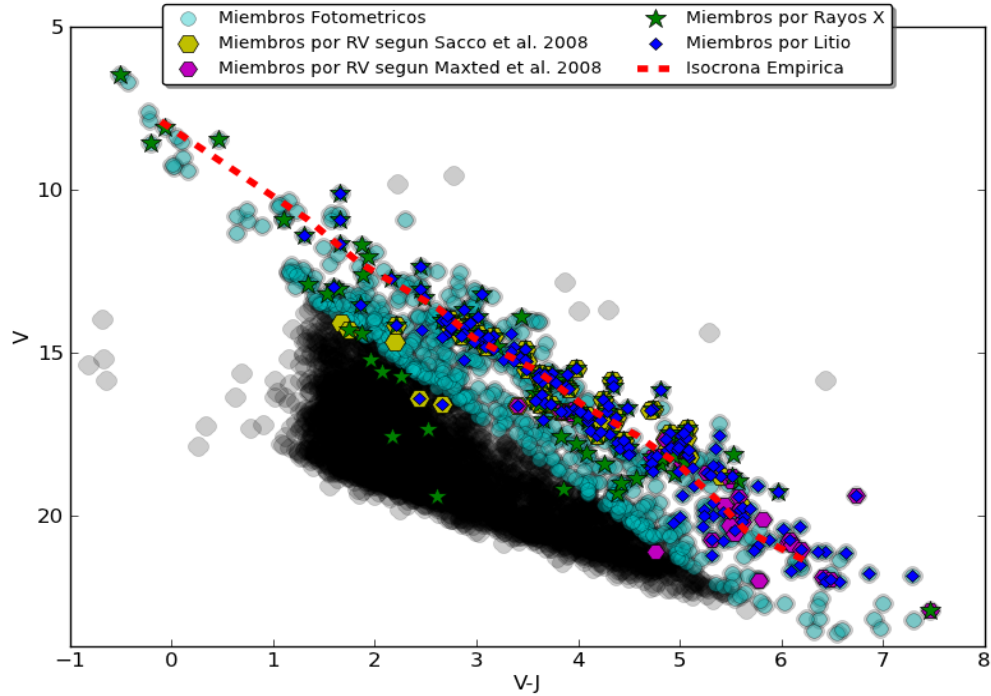


Figura 3.2: Diagrama Color-Magnitud. En él se representa la distribución de la muestra en función de la magnitud V y el color $V-J$, donde se ve una clara separación en la parte superior del diagrama de la población joven que se desea estudiar. Además se ilustran los miembros confirmados fotométricamente, por velocidad radial, rayos X y litio

magnética asociada a la rotación rápida, etc [3]. Como no se tiene observaciones propias para este estudio, se realizó una combinación con los catálogos de XMM-Newton *et al.* 2010 [24], Franciosini *et al.* 2006 [22] y Caballero *et al.* 2010 [23] para encontrar otro indicador de membresía como lo es la emisión de rayos X.

Para la selección de las candidatas fotométricas se formuló una isocrona empírica usando la posición en el diagrama color - magnitud ($V - J$ vs V) de estrellas confirmadas previamente como miembros del cúmulo por poseer litio en absorción, ó tener velocidades radiales en acuerdo a lo esperado para σ Ori. También se usaron las estrellas emisoras de rayos X localizadas encima de la ZAMS. Seleccionamos como candidatos fotométricos las estrellas que

poseen posiciones en el diagrama color - magnitud dentro de lo esperado por la distribución de miembros conocidos según la isocrona empírica.

3.3. Espectros de Baja Resolución

3.3.1. Reducción y Calibración

La espectroscopia usada para la caracterización del Cúmulo Sigma Orionis fue obtenida con los instrumentos descritos previamente, como lo son: HECTOSPEC, FAST, Espectrógrafo Boller and Chivens del Observatorio San Pedro Mártir (SPM-BCS), OSU - CCD Spectrograph (CCDS) y Espectrógrafo Boller and Chivens de Cananea (Cananea-BCS).

La data obtenida en los espectrógrafos Boller and Chivens de Cananea y San Pedro Mártir fue reducida y calibrada por el Dr. Lorenzo Olguin (Universidad de Sonora) y la Dra. Maria Eugenia Contreras (UNAM-Ensenada), ambos colaboradores de este trabajo. Ellos usaron los procedimientos estándares con el paquete de programas astronómicos XVISTA, el cual fue desarrollado en el Observatorio LICK y ahora es mantenido por el Dr. Jon Holtzman (New Mexico State University).

Los espectros obtenidos con FAST fueron reducidos y calibrados en el Harvard Smithsonian Center for Astrophysics (CFA) usando los programas desarrollados específicamente para el tratamiento de datos FAST COMBO.

La reducción y calibración de los espectros OSU-CCDS la realizamos en el CIDA siguiendo los procedimientos estándares de IRAF, el cual usa los paquetes de tareas TWODSPEC y ONEDSPEC [27]. En este sentido las imágenes bidimen-

sionales fueron corregidas por ruidos electrónicos (BIAS) y diferencia de sensibilidad entre pixel a pixel (FLAT). La extracción unidimensional del espectro se realizó con la tarea APALL de IRAF y finalmente realizamos la calibración de pixeles a longitudes de ondas, usando lámparas de comparación de Neón-Mercurio (Ne Hg), donde se identificaron algunas líneas que ayudaron a calibrar el espectro en longitud de onda.

Finalmente los espectros del espectrógrafo multifibras HECTOSPEC se redujeron y calibraron en el CFA usando los programas estándares automatizados desarrollados para este instrumento. Este programa asume que el fondo del cielo no varía significativamente dentro del campo de visión y usa un espectro de cielo combinando las observaciones de las fibras destinados para la toma del cielo (apuntando a regiones sin estrellas). El procedimiento estándar automatizado no fue efectivo en la corrección del espectro por líneas del fondo del cielo. Los espectros multi-aperturas proporcionados por la CFA tienen 3 aperturas; la primera el espectro corregido por cielo, la segunda el espectro sin corregir y la tercera el espectro del cielo. Independientemente, realizamos nuestra corrección del cielo, el cual dió mejores resultados en comparación al método estándar automatizado. Para ellos usamos el programa de subtracción del cielo de un espectro multiple (*Sky subtract extracted multispec spectra* (SKYSUB) por sus siglas en inglés) [27] usando las aperturas 2 y 3 de los datos de HECTOSPEC. Por último, para lograr un mejor resultado se usó la tarea de combinación espectral (*combine spectra* (SCOMBINE) por sus siglas en inglés) [27] para combinar las aperturas y extraer el espectro final.

La tabla 3.2 resume las características principales de los datos espectroscópicos

de baja resolución obtenidos para este trabajo.

Tabla 3.2: Instrumentos. Se representan las características de cada uno de los instrumentos de los cuales se obtuvo algún espectro.

Observatorio	Telescopio	Espectrógrafo	Resolución	Rango Espectral
MMTO–FLWO	6.5m	HECTOSPEC	6Å	3650 a 9200Å
FLWO	1.5m	FAST	6Å	3800 a 7200Å
MDMO	1.3m	OSU–CCDS	6Å	3900 a 7300Å
OAN-SPM	2.1m	Boller and Chivens	6Å	3900 a 7200Å
Guillermo Haro	2.1m	Boller and Chivens	10Å	4100 a 7300Å

3.3.2. Obtención de Tipos Espectrales y Membresía Espectroscópica

Los espectros obtenidos con los instrumentos descritos en la tabla 3.2 fueron analizados usando el *Código de Clasificación Espectral (SPeCTral CLASSificator code (SPTCLASS))* por sus siglas en inglés), que fue creado por el Dr. Jesús Hernández [14]. Es un programa que asigna de forma semiautomática los tipos espectrales de una muestra de estrellas. Consta de tres esquemas de clasificación basados en índices espectrales para las estrellas de tipo: tardías (e.g. Estrellas T Tauri), tipo solar y tipo temprana (estrellas Herbig Ae/Be, HAeBe). SPTCLASS genera un archivo PostScript (ver figura 3.3) que muestra los resultados individuales de los diferentes índices espectrales, y una vista más cercana de líneas selectas de importancia, como $H\alpha$ (6563Å) y Li I (6707Å). Además presenta un módulo interactivo en el que se puede elegir varias opciones para extraer el mejor resultado de los tres paneles de índices espectrales (ver figura 3.4), produciendo un archivo donde se reflejan los tipos espectrales y anchos equivalentes de las líneas de H α y Litio [14].

En función de los tipos espectrales obtenidos con SPTCLASS, se estima la temperatura efectiva de las estrellas usando la tabla de estrellas estándares pro-

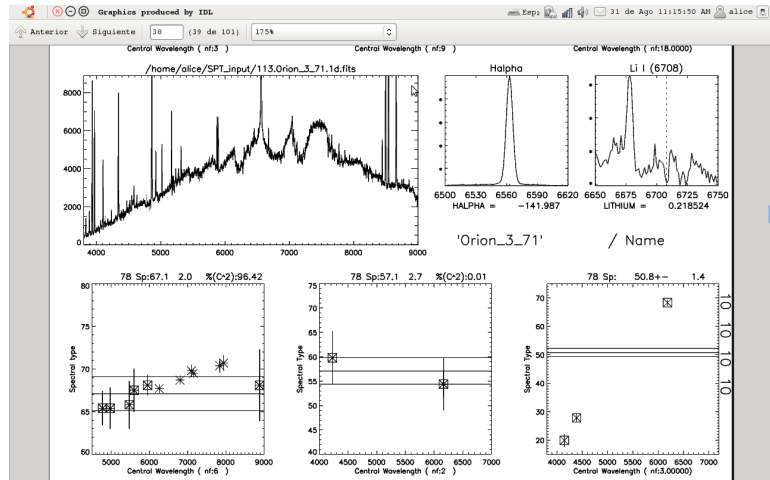


Figura 3.3: Archivo PostScript generado por SPTCLASS. En él se representa el espectro de la estrella más las líneas de $H\alpha$, Litio I y las ventanas de los índices espectrales.

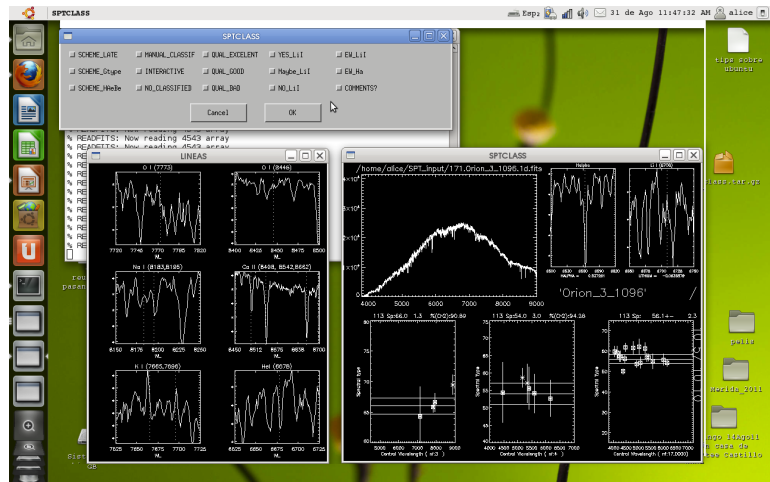


Figura 3.4: SPTCLASS: Ventana Interactiva. En ella se representa en la parte superior el menú de inicio al ciclo interactivo. En la parte inferior izquierda las líneas de los elementos presentes como el triplete de calcio II y en la derecha el espectro de la estrella más las líneas de $H\alpha$, Li I y las ventanas de los índices espectrales.

porcionada por Kenyon y Hartman (1995). Se determina si una estrella es joven mediante el análisis de ciertos rasgos en el espectro. Por ejemplo, en estrellas coactivas (tipo K y M) el material de la fotosfera es transportado eficientemente al centro estelar (es decir a mayores temperaturas) y debido a que el litio (Li)

es un elemento muy volátil, su tiempo de vida en la fotosfera es relativamente corto. De esa forma la presencia de líneas de Li en el espectro estelar (particularmente la línea localizada a 6707\AA), indica que estamos en presencia de una estrella muy joven. La absorción del litio puede ser usada como un trazador de la estructura interna de las estrellas, también es un valor que ayuda a acceder a la edad de las estrellas de un cúmulo. Estudios basados en el análisis del litio, proporcionan una herramienta muy poderosa para el estudio de estrellas jóvenes de un cúmulo y objetos de campo, siendo un procedimiento independiente de la distancia y el enrojecimiento [28]. Estrellas más pequeñas que el Sol requieren solo alrededor de 10-15 Maños para agotar este elemento por un orden de magnitud, y todas las estrellas tipo M que se han observado destruyeron su litio en edades alrededor de 20-40 Maños [28].

Otros rasgos presentes son las líneas del hidrógeno en emisión. Las estrellas jóvenes tienen una alta actividad en la cromosfera mucho más fuerte que la observada en nuestro Sol. Esta actividad genera líneas en emisión, principalmente en las líneas producidas por el elemento más abundante, el hidrógeno. Otro fenómeno que puede originar líneas de emisión es la acreción de material del disco hacia la estrella. En presencia de discos activos (estrellas con discos de acreción), continuamente se transporta material del disco hacia la estrella en donde este material circunestelar choca con la estrella produciendo regiones de gas de alta temperatura que produce las líneas en emisión. Las líneas en emisión producidas por efectos de acreción son mucho más intensas que las producidas por actividad cromosférica. Otras líneas observadas en acretores fuertes son el triplete de Calcio en el infrarrojo (Ca II) (8498\AA , 8542\AA y 8662\AA). En resumen, con estos datos se le obtuvo el tipo espectral y confirmación de membresía por medio

de:

- Presencia de Li (6707Å), el cual es un indicador de juventud [4].
- Presencia de líneas en emisión de H_{α} .

Bajo este conocimiento, se toma el litio como un indicador de juventud para la muestra de estrellas que tiene tipo espectral, consiguiendo que 97 estrellas presentan litio, 53 estrellas podrían tener litio y 181 estrellas no tiene litio. En mayor detalle se puede observar la tabla 3.3, donde se representan los tipos espectrales obtenidos, la presencia o no de litio, el ancho equivalente y la longitud de onda central de ajuste gaussiano usado para medir el ancho equivalente en las líneas de Li y H_{α} .

3.4. Espectros de Alta Resolución: Obtención de Velocidad Radial

Las estrellas que se forman juntas se mueven grupalmente en el espacio y comparten sus propiedades cinemáticas, tales como la velocidad de alejamiento o acercamiento respecto al sol (RV), y el movimiento sobre la esfera celeste (movimiento propio). El análisis de membresía cinemática de las estrellas observadas con HECTOHELLE (sección 2.3) se realizó midiendo sus velocidades radiales. Para ellos utilizamos el paquete RVSAO, que es un paquete de IRAF que fue desarrollado en el *Smithsonian Astrophysical Observatory Telescope Data Center* [27]. Este programa utiliza la técnica de correlación cruzada de la estrella problema con una secuencia de plantillas estelares, para obtener el mejor ajuste y así el desplazamiento en longitud de onda de la estrella problema debido al Efecto Doppler. La calidad del ajuste viene dada por el parámetro R, que se define como:

Tabla 3.3: Tipos espectrales obtenidos. Se representan los tipos espectrales de 331 estrellas, sus coordenadas en las tres primeras columnas, el tipo espectral y su error obtenido con el programa SPTCLASS, el instrumento usado para obtener el espectro, presencia de Li y la medida del ancho equivalente y la longitud de onda de las líneas de Li y H α .

ID	RA	DEC	SPT	Err-SPT	REF	WLi	EW Li	FLi	WH α	EW H α
05371350-0215591	84.306272	-2.266432	K1.5	1.5	CCDS	0.0	0.0	0	6564.4	0.7
05371395-0249380	84.308132	-2.827245	G0.5	2.0	HSP	0	0	0	6562.5	2.5
05371762-0251108	84.323427	-2.853020	G2.0	2.0	HSP	0	0	0	6562.2	2.8
05371793-0244227	84.324735	-2.739648	K2.0	1.0	HSP	0	0	0	6560.3	-0.1
05371809-0238467	84.325378	-2.646306	F4.5	1.5	HSP	0	0	0	6563.2	-0.3
05371869-0240218	84.327892	-2.672748	M1.5	1.0	HSP	0	0	0	6563.0	-0.8
05371907-0254005	84.329494	-2.900139	G0.5	2.5	HSP	0	0	0	6563.1	2.4
05372043-0243088	84.335138	-2.719128	G1.5	3.0	HSP	0	0	0	6563.0	1.6
05372286-0234336	84.345261	-2.576020	F6.0	2.0	HSP	0	0	0	6563.0	4.9
05372306-0232465	84.346086	-2.546276	M3.0	1.0	HSP	0	0	0	6563.0	-4.4
05372317-0246184	84.346581	-2.771784	K6.0	1.5	HSP	0	0	0	6562.7	-0.4
05372330-0229133	84.347099	-2.487048	G9.5	2.0	HSP	0	0	0	6563.1	1.8
05372355-0244279	84.348165	-2.741100	M3.0	2.0	HSP	0	0	0	6562.7	-10.7
05372384-0248532	84.349364	-2.814798	M0.0	1.5	HSP	0	0	0	6563.5	2.4
05372426-0219075	84.351124	-2.318768	M1.0	1.0	FAST	6707.6	0.1	1	6563.1	0.1
05372495-0228371	84.353969	-2.476976	K5.0	1.0	HSP	0	0	0	6561.7	0.6
05372498-0252023	84.354097	-2.867311	G0.5	2.5	HSP	0	0	0	6563.0	1.8
05372557-0253468	84.356546	-2.896361	G8.0	4.0	HSP	0	0	0	6562.7	1.5
05372583-0236363	84.357629	-2.610084	G2.5	3.0	HSP	0	0	0	6563.6	0.9
05372602-0220473	84.358443	-2.346487	K0.0	2.0	HSP	0	0	0	6563.3	2.2
05372692-0221541	84.362205	-2.365031	K5.0	1.0	HSP	0	0	0	6562.9	0.6
05372715-0240382	84.363130	-2.677287	F7.5	2.0	HSP	0	0	0	6561.0	1.5
05372786-0230430	84.366122	-2.511948	M2.0	1.0	HSP	0	0	0	6563.5	-0.2
05372806-0236065	84.366955	-2.601820	M2.0	0.5	HSP	0	0	0	6562.8	-3.6
05372831-0224182	84.367989	-2.405060	M3.0	1.0	HSP	6706.4	0.4	1	6563.6	-3.5
05373094-0223427	84.378949	-2.395214	M2.0	0.5	HSP	6708.2	0.3	2	6562.9	-112.3
05373105-0231436	84.379406	-2.528789	M2.5	0.5	FAST	0.00	0.00	0	6563.72	0.15
05373153-0224269	84.381401	-2.407489	M2.5	0.5	HSP - FAST	6707.4	0.2	2	6563.0	-3.9
05373249-0245153	84.385406	-2.754250	K7.0	2.5	HSP	0	0	0	6563.0	-3.9
05373265-0239159	84.386059	-2.654417	M0.5	0.5	HSP	0	0	0	6562.8	-0.7

Esta tabla es sólo una muestra de los tipos espectrales obtenidos para los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

$$R = \frac{h}{\sqrt{2}\sigma_a} \quad (3.1)$$

donde h es la altura del pico en la función de correlación, y σ_a es el error estimado de la raíz cuadrática media o *root means square* (rms) por sus siglas en inglés de la parte anti-simétrica de la función de correlación. El error en la medición de la velocidad es dependiente de R y es de la forma:

$$\sigma_v \sim \frac{C}{1 + R} \quad (3.2)$$

donde el valor de C es de 14 km/s para HECTOHELLE basado en la adición de ruido aleatorio a los espectros [29].

En comunicación interna con J. Tobin y siguiendo los pasos que propone en su artículo *Kinematics of the Orion Nebula Cluster: Velocity substructure and Spectroscopic binaries* del 2009 [29], se logró obtener la velocidad radial para las estrellas del cúmulo. Este procedimiento se fundamentó en el uso de bibliotecas de espectros estelares sintéticos en lugar de estrellas patrones observadas, permitiendo así explorar una amplia gama de parámetros estelares. Se utilizó la biblioteca de Coelho *et al.* 2005 [29], la cual es más apropiada para la alta resolución de los espectros obtenidos con HECTOHELLE [29], tienen una temperatura efectiva (T_{eff}) que va desde 3500 hasta 7000 K en pasos de 250 K, metalicidad solar y superficies gravitacionales ($(g) = 4,0$). Al procesar los datos de HECTOHELLE se inició con el cálculo del día Juliano (utilizando la tarea *astutils.setjd* de IRAF [27]) de los objetos y las plantillas estelares, la corrección de la velocidad radial con respecto al sistema solar bariocéntrico o la corrección de la velocidad heliocéntrica.

RVSAO posee una tarea llamada XCSAO, la cual proporciona una herramienta interactiva para determinar desplazamientos en longitud de onda y dispersiones de velocidades [27]. Con la corrida de XCSAO se obtiene un archivo de salida que dará la RV, el error y un valor representativo del ajuste (R). Para nuestros datos, se asumió un R mayor o igual a 3, con el que se aseguró que las velocidades medidas posean un error menor a 3,5 Km/s .

Para este procedimiento se realizó un manual llamado **RVSAO-XCSAO.help**

donde se detalla paso a paso lo que se debe hacer al correr las tareas RVSAO y XCSAO de IRAF para el cálculo de velocidades radiales.

Realizamos una correlación corrida de los resultados obtenidos en este trabajo y las velocidades radiales obtenidas otros autores. Entre los que se destacan:

- (1) Brightest stars of sigma Orionis cluster. Caballero *et al.* 2007.
- (2) Low-mass stars in Sigma Ori and Lamda Ori. Sacco *et al.* 2008.
- (3) RV of Sigma Ori low-mass candidate members. Burningham *et al.* 2005.
- (4) Sigma Ori low-mass stars. Kenyon *et al.* 2005.
- (5) Spectroscopy around λ ori and σ ori. Maxted *et al.* 2008.
- (6) 2nd. Cat. Of Radial Velocities with Astrometric Data. Kharchenko *et al.* 2007.

Así logramos un catálogo más completo de las estrellas en el Cúmulo Sigma Orionis que tenga velocidades radiales reportadas. De igual forma los objetos comunes de nuestro catálogo con otros catálogos poseen velocidades radiales consistentes dentro de las incertidumbres reportadas.

CAPÍTULO IV

RESULTADOS Y DISCUSIÓN

Este trabajo se orientó en el estudio del cúmulo Sigma Ori mediante técnicas espectroscópicas y fotométricas. Primero con espectros de baja resolución se obtuvieron los tipos espectrales, y evaluación espectroscópica de membresía para la muestra que cubre la región central del cúmulo. Además con imágenes tomadas en las bandas U,B,V,R e I se logró obtener las magnitudes aparentes y combinando estos resultados con catálogos ópticos e infrarrojos se armó un catálogo general de las magnitudes de las estrellas del cúmulo. Combinando estas técnicas, se realizó el cálculo de la extinción visual (A_v) para cada estrella que tenga reportado algún tipo espectral, magnitud V y al menos algún color (preferiblemente $V - J$, $V - R$ o $V - I$). Con este valor para cada estrella se calculan las características físicas como la temperatura efectiva y asumiendo una distancia, se calculó la luminosidad y con estas dos características se construyó un diagrama HR para ubicarlas espacialmente y asumir su edad en función de las trazas evolutivas. También con espectros de alta resolución, se estimó la velocidad radial para realizar una confirmación cinemática de las candidatas a miembros del cúmulo. Además, mediante el análisis infrarrojo de datos del instrumento MIPS del Telescopio Espacial Spitzer y datos de WISE junto con los datos fotométricos, se exploró el tipo de disco que puedan tener alguna de las estrellas.

4.1. Tipos Espectrales

El procedimiento seguido para estimar los tipos espectrales descrito en la sección 3.3 del capítulo III, nos arroja que basado en Li y H_α hemos estudiado 331 es-

trellas miembros espectroscópicos al cúmulo, número que corresponde a la combinación de los datos provenientes de HECTOSPECT, FAST, CCDS, San Pedro Mártir y Cananea. Hasta ahora, esto representa la más grande y homogénea caracterización espectroscópica de estrellas pertenecientes al Cúmulo σ Orionis (Ver Tabla 3.3).

La figura 4.1 muestra un histograma de la distribución de los tipos espectrales. En el histograma abierto tenemos todas las estrellas a las cuales se le calculó el tipo espectral, y en el histograma cerrado, tenemos las estrellas confirmadas como miembros espectroscópicos. Es importante resaltar, que el pico que se muestra alrededor del tipo espectral G, resulta ser una fuente de contaminación de estrellas de la rama de las gigantes que no son miembros del cúmulo. Esto se observa en el diagrama color magnitud (figura 3.2) donde se cruza la rama de la gigantes con la secuencia definida para las estrellas PMS de σ Ori.

4.2. Cálculo de la Extinción Visual

El Cúmulo Sigma Orionis se encuentra relativamente cerca y presenta una extinción visual baja ($E(B-V) = 0.05\text{mag}$) [6]. Calculamos la extinción visual (A_V) de cada estrella en la tabla 4.1 comparando los colores $V - R$ o $V - I$ y $V - J$ con los colores esperados en la tabla de estrellas estándares proporcionada por Kenyon y Hartman (1995) dado un tipo espectral. Variamos los valores de la extinción entre 0 y 10 magnitudes en pasos de 0.1 magnitudes. Estimando la extinción para la estrella problema como el valor donde se obtiene la mínima diferencia entre los valores estándares y los observados. Para esto se usó un test estadístico de la raíz cuadrática media o *root means square* (rms) por sus siglas en inglés,

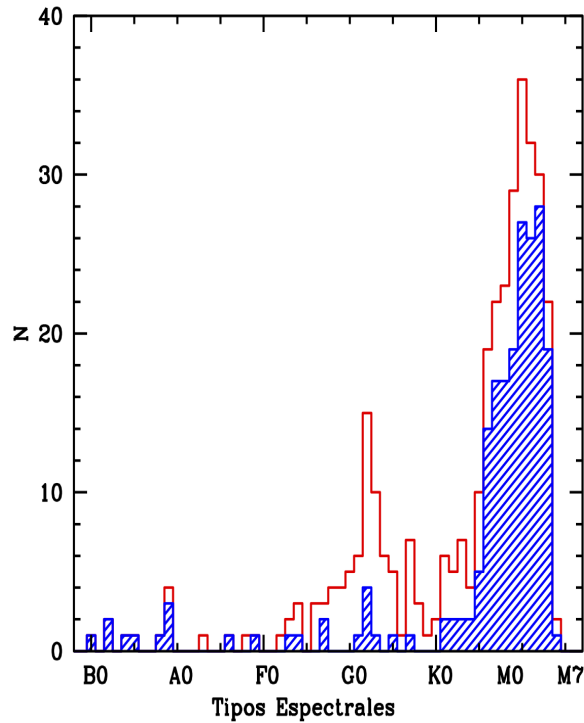


Figura 4.1: Distribución de los Tipos Espectrales.

Se representa todas las estrellas de la muestra a las cuales se le calculó un tipo espectral utilizando SPTCLASS. La distribución roja muestra el todas las estrellas con tipo espectral y la distribución azul se muestra las estrellas con tipo espectral que se confirmaron como miembros del cúmulo.

entre los colores observados y los colores estándares dada un tipo espectral.

Esto da como resultado que la mayoría de las estrellas presentan un A_v bajo, el cual es el esperado para la zona σ Ori. En la figura 4.2 se muestra un histograma de distribuciones del A_v , el histograma abierto representa a las estrellas que no fueron catalogadas como miembros del cúmulo y el histograma cerrado ilustra a las estrellas confirmadas como miembros del cúmulo. Además la tabla 4.1 muestra el valor del A_v para una pequeña muestra de las estrellas con tipo espectral conocido.

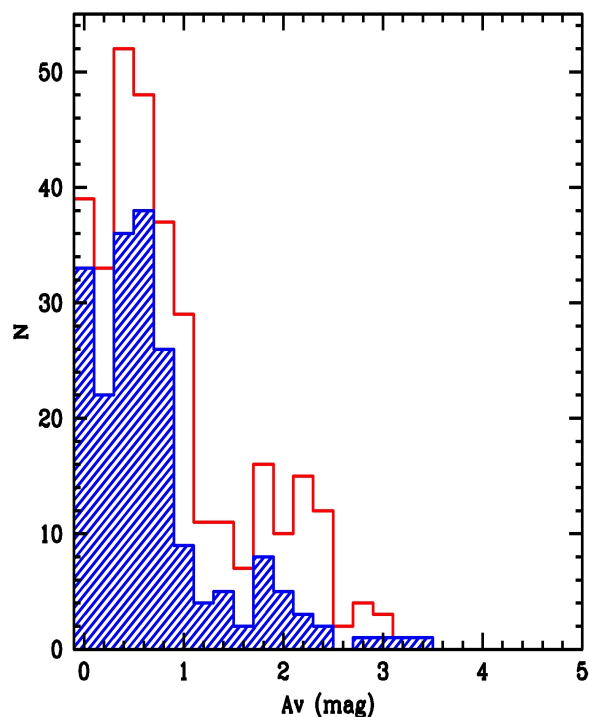


Figura 4.2: Distribución de la Extinción Visual.

Se representa todas las estrellas de la muestra a las cuales se le calculó la extinción visual en base al tipo espectral y las magnitudes conocidas. La distribución roja muestra todas las estrellas con un A_v calculado similar al que se tiene en la zona de σ Ori y la distribución azul se muestra las estrellas con tipo espectral que se confirmaron como miembros del cúmulo que son las que presentan un A_v esperado para la región.

4.3. Cálculo de la Temperatura Efectiva (T_{eff}) y la Luminosidad (L)

Luego de realizar el cálculo del A_v , esto dió pie a calcular dos de las propiedades física más relevantes como lo son la temperatura efectiva (T_{eff}) y la luminosidad (L). Con estas propiedades podemos obtener el diagrama HR y se pueden caracterizar las estrellas estimando otras propiedades fundamentales.

La T_{eff} y la corrección bolométrica se obtuvieron al comparar los valores estándares de la tabla de Kenyon y Hartmann (1995) con los tipos espectrales calcu-

Tabla 4.1: Extinción Visual.

Se representan las estrellas del cúmulo a las cuales se le calculó el tipo espectral y a través de este se estimó el A_V para cada una y el nA_V que es el número de magnitudes usadas para calcular el A_V .

ID	RA	DEC	V	Ve	R	Re	I	Ie	J	Je	SPT	Err-SPR	nSPT	AV	AVe	nAV
05371350-0215591	84.306272	-2.266432	12.8	0.01	12.326	0.018	11.48	0	10.535	0.027	K1.5	1.5	61.5	0.90	0.12	3
05371395-0249380	84.308132	-2.827245	14.347	0.015	13.860	0.016	99.999	99.999	12.811	0.026	G0.5	2.0	50.5	0.67	0.01	2
05371762-0251108	84.323427	-2.853020	16.660	0.028	16.088	0.016	99.999	99.999	14.912	0.064	G2.0	2.0	52.0	0.94	0.03	2
05371793-0244227	84.324735	-2.739648	16.045	0.020	15.374	0.016	99.999	99.999	14.000	0.036	K2.0	1.0	62.0	0.59	0.02	2
05371809-0238467	84.325378	-2.646306	15.930	0.019	15.506	0.016	99.999	99.999	14.598	0.058	F4.5	1.5	44.5	0.76	0.02	2
05371869-0240218	84.327892	-2.672748	15.376	0.017	14.355	0.015	99.999	99.999	12.135	0.030	M1.5	1.0	69.5	0.18	0.02	2
05371907-0254005	84.329494	-2.900139	16.295	0.023	15.793	0.016	99.999	99.999	14.651	0.056	G0.5	2.5	50.5	0.82	0.01	2
05372043-0243088	84.335138	-2.719128	16.404	0.024	15.817	0.016	99.999	99.999	14.513	0.043	G1.5	3.0	51.5	1.14	0.02	2
05372286-0234336	84.345261	-2.576020	13.700	0.015	13.281	0.018	99.999	99.999	12.349	0.026	F6.0	2.0	46.0	0.68	0.01	2
05372306-0232465	84.346086	-2.546276	18.43	0.01	17.2	0.02	15.70	0.01	14.179	0.039	M3.0	1.0	71.0	0.67	0.01	3
05372317-0246184	84.346581	-2.771784	17.043	0.036	16.029	0.016	99.999	99.999	14.121	0.030	K6.0	1.5	66.0	0.97	0.05	2
05372330-0229133	84.347099	-2.487048	15.508	0.017	14.956	0.017	99.999	99.999	13.720	0.031	G9.5	2.0	59.5	0.59	0.00	2
05372355-0244279	84.348165	-2.741100	19.74	0.01	18.53	0.02	17.22	0.01	15.544	0.067	M3.0	2.0	71.0	0.49	0.09	3
05372384-0248532	84.349364	-2.814798	18.616	0.094	17.525	0.032	99.999	99.999	15.222	0.064	M0.0	1.5	68.0	0.86	0.03	2
05372426-0219075	84.351124	-2.318768	14.787	0.016	13.850	0.018	99.999	99.999	11.722	0.024	M1.0	1.0	69.0	0.09	0.01	2
05372495-0228371	84.353969	-2.476976	15.041	0.016	14.279	0.018	99.999	99.999	12.746	0.027	K5.0	1.0	65.0	0.23	0.00	2
05372498-0252023	84.354097	-2.867311	13.28	0.01	12.74	0.03	11.65	0.01	11.047	0.023	G0.5	2.5	50.5	1.78	0.16	3
05372557-0253468	84.356546	-2.896361	17.410	0.048	16.723	0.020	99.999	99.999	15.276	0.085	G8.0	4.0	58.0	1.22	0.05	2
05372583-0236363	84.357629	-2.610084	15.412	0.017	14.698	0.016	99.999	99.999	13.104	0.026	G2.5	3.0	52.5	1.71	0.04	2
05372602-0220473	84.358443	-2.346487	16.47	0.0	15.837	0.019	15.28	-0.01	14.437	0.047	K0.0	2.0	60.0	0.86	0.02	3
05372692-0221541	84.362205	-2.365031	13.84	0.01	13.01	0.03	12.43	0.01	11.413	0.024	K5.0	1.0	65.0	0.36	0.06	3
05372715-0240382	84.363130	-2.677287	15.703	0.018	15.231	0.016	99.999	99.999	14.147	0.048	F7.5	2.0	47.5	0.80	0.01	2
05372786-0230430	84.366122	-2.511948	18.106	0.076	17.065	0.024	99.999	99.999	14.618	0.044	M2.0	1.0	70.0	0.35	0.00	2
05372806-0236065	84.366955	-2.601820	17.570	0.054	16.465	0.018	99.999	99.999	13.743	0.029	M2.0	0.5	70.0	0.82	0.01	2
05372831-0224182	84.367989	-2.405060	18.08	0.01	16.88	0.03	15.44	0.01	14.004	0.030	M3.0	1.0	71.0	0.43	0.02	3

Esta tabla es sólo una muestra del A_V obtenidos para los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

lados previamente. Asumiendo distancias típicas del cúmulo, particularmente la de Caballero *et al.* (2008) de 385pc [19] y la de Sherry *et al.* (2008) de 420pc [20] se calculó la magnitud visual absoluta (M_V) corregida por A_V . La magnitud bolométrica (M_{bol}) se calculó usando las correcciones bolométricas de Kenyon y Hartmann (1995), y finalmente L utilizando las ecuaciones descritas en la sección 1.3 del capítulo I. Estos datos se reflejan en las tablas 4.2 y 4.3.

4.4. Diagrama HR

Anteriormente se ha descrito que el estudio del diagrama HR permite, entre otras cosas, conocer la historia de la evolución estelar, edades de las estrellas y distancias a los cúmulos estelares. Apoyándonos en esta descripción, tenemos la figura 4.3 donde se representa un diagrama HR con la muestra de las estrellas a las cuales se le estimó la temperatura efectiva y la luminosidad (cruces negras).

Tabla 4.2: Temperatura Efectiva y Luminosidad para la distancia de 385pc. Se representan las estrellas del cúmulo a las cuales se le calculó la temperatura efectiva, luminosidad, magnitud absoluta y magnitud bolométrica.

RA	DEC	Teff	Teff _c	Mv	Mbol	L
84.306272	-2.266432	4991.430914	667.119661	3.972696	3.580031	2.910635e+00
84.308132	-2.827245	5988.721569	317.198269	5.749696	5.565057	4.677105e-01
84.323427	-2.853020	5860.000000	230.000000	7.792696	7.592696	7.226391e-02
84.324735	-2.739648	4900.000000	660.000000	7.527696	7.107696	1.129592e-01
84.325378	-2.646306	6509.358117	492.003528	7.242696	7.107634	1.129656e-01
84.327892	-2.672748	3650.751119	531.228919	7.268696	5.752593	3.935165e-01
84.329494	-2.900139	5988.721569	317.198269	7.547696	7.363057	8.928471e-02
84.335138	-2.719128	5898.066021	256.796111	7.336696	7.140599	1.095873e-01
84.345261	-2.576020	6360.000000	390.000000	5.092696	4.942696	8.297007e-01
84.346086	-2.546276	3470.000000	480.000000	9.832696	7.802696	5.955544e-02
84.346581	-2.771784	4205.000000	740.000000	8.145696	7.325696	9.241053e-02
84.347099	-2.487048	5334.826226	585.955336	6.990696	6.698407	1.646786e-01
84.348165	-2.741100	3470.000000	480.000000	11.322696	9.292696	1.509807e-02
84.349364	-2.814798	3850.000000	625.000000	9.828696	8.578696	2.914214e-02
84.351124	-2.318768	3720.000000	590.000000	6.769696	5.339696	5.756009e-01
84.353969	-2.476976	4350.000000	670.000000	6.883696	6.163696	2.694768e-01
84.354097	-2.867311	5988.721569	317.198269	3.572696	3.388057	3.473578e+00
84.356546	-2.896361	5520.000000	450.000000	8.262696	8.012696	4.908191e-02
84.357629	-2.610084	5840.889347	200.617285	5.774696	5.574973	4.634582e-01
84.358443	-2.346487	5250.000000	620.000000	7.682696	7.372696	8.849556e-02
84.362205	-2.365031	4350.000000	670.000000	5.552696	4.832696	9.181665e-01
84.363130	-2.677287	6239.976833	322.455254	6.975696	6.815691	1.478168e-01
84.366122	-2.511948	3580.000000	480.000000	9.828696	8.188696	4.173702e-02
84.366955	-2.601820	3580.000000	480.000000	8.822696	7.182696	1.054196e-01
84.367989	-2.405060	3470.000000	480.000000	9.722696	7.692696	6.590547e-02
84.378949	-2.395214	3580.000000	480.000000	8.224696	6.584696	1.828612e-01

Esta tabla es sólo una muestra de T_{eff} y L a 385pc obtenidos para los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

Además se graficarón las candidatas a miembro del cúmulo por velocidad radial para la muestra de Sacco *et al.* (2008) [4] (hexágonos azules), la muestra de Maxted *et al.* (2008) [5] (hexágonos amarillo) y la muestra de HECTOCHELLE (hexágonos magenta) estimada en la sección 3.4 del capítulo III. También se ilustran los miembros espectroscópicos confirmados por la presencia de litio (estrellas cyan) y rayos X (pentágonos verde). Como referencia se muestran las trazas evolutivas de metalicidad solar de Siess y Forestini para la ZAMS e isocronas de 1 Maños, 3 Maños, 5 Maños y 10 Maños.

Como primera aproximación se tiene que la mayoría de las estrellas se encuentran en un rango de edades entre 1-3 Maños. Esto concuerda con las edades

Tabla 4.3: Temperatura Efectiva y Luminosidad para la distancia de 420pc. Se representan las estrellas del cúmulo a las cuales se le calculó la temperatura efectiva, luminosidad, magnitud absoluta y magnitud bolométrica.

RA	DEC	Teff	Teff _c	Mv	Mbol	L
84.306272	-2.266432	4991.430914	667.119661	3.783754	3.391088	3.463897e+00
84.308132	-2.827245	5988.721569	317.198269	5.560754	5.376114	5.566141e-01
84.323427	-2.853020	5860.000000	230.000000	7.603754	7.403754	8.600003e-02
84.324735	-2.739648	4900.000000	660.000000	7.338754	6.918754	1.344307e-01
84.325378	-2.646306	6509.358117	492.003528	7.053754	6.918691	1.344384e-01
84.327892	-2.672748	3650.751119	531.228919	7.079754	5.563650	4.683171e-01
84.329494	-2.900139	5988.721569	317.198269	7.358754	7.174114	1.062562e-01
84.335138	-2.719128	5898.066021	256.796111	7.147754	6.951657	1.304180e-01
84.345261	-2.576020	6360.000000	390.000000	4.903754	4.753754	9.874124e-01
84.346086	-2.546276	3470.000000	480.000000	9.643754	7.613754	7.087590e-02
84.346581	-2.771784	4205.000000	740.000000	7.956754	7.136754	1.099762e-01
84.347099	-2.487048	5334.826226	585.955336	6.801754	6.509464	1.959811e-01
84.348165	-2.741100	3470.000000	480.000000	11.133754	9.103754	1.796795e-02
84.349364	-2.814798	3850.000000	625.000000	9.639754	8.389754	3.468156e-02
84.351124	-2.318768	3720.000000	590.000000	6.580754	5.150754	6.850126e-01
84.353969	-2.476976	4350.000000	670.000000	6.694754	5.974754	3.206997e-01
84.354097	-2.867311	5988.721569	317.198269	3.383754	3.199114	4.133845e+00
84.356546	-2.896361	5520.000000	450.000000	8.073754	7.823754	5.841153e-02
84.357629	-2.610084	5840.889347	200.617285	5.585754	5.386031	5.515536e-01
84.358443	-2.346487	5250.000000	620.000000	7.493754	7.183754	1.053170e-01
84.362205	-2.365031	4350.000000	670.000000	5.363754	4.643754	1.092694e+00
84.363130	-2.677287	6239.976833	322.455254	6.786754	6.626748	1.759142e-01
84.366122	-2.511948	3580.000000	480.000000	9.639754	7.999754	4.967051e-02
84.366955	-2.601820	3580.000000	480.000000	8.633754	6.993754	1.254581e-01
84.367989	-2.405060	3470.000000	480.000000	9.533754	7.503754	7.843296e-02

Esta tabla es sólo una muestra de T_{eff} y L a 420pc obtenidos para los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

reportadas para el cúmulo en trabajos previos. Es importante resaltar que para estimar la luminosidad se escogieron dos distancias obtenidas por diferentes métodos.

En la parte superior de la figura 4.3 se tiene la primera distancia que fue la calculada por Caballero *et al.* (2008) [19] donde computarizó la distancia más probable de las estrellas calientes que conforman el centro del cúmulo, σ Ori A y B (de tipo espectral O9.5V y B0.5V respectivamente) para varias edades usando el método dinámico del paralaje. La determinación del paralaje dinámico para un sistema binario, depende de conocer el periodo orbital y el semieje mayor angular de la elipse; usar la Tercera Ley Kepler para estimar la masa del siste-

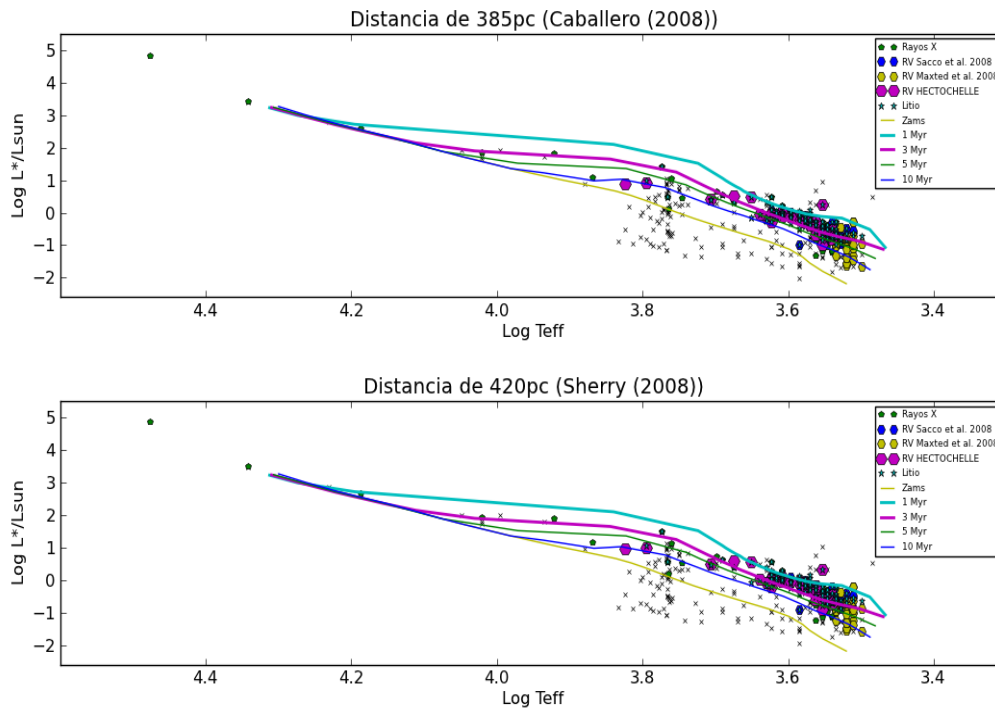


Figura 4.3: Diagrama HR del Cúmulo Sigma Orionis.

Se representan todas las estrellas de la muestra en la parte superior asumiendo la distancia de 385pc propuesta por Caballero *et al.* (2008) y en la inferior, la propuesta por Sherry *et al.* (2008) de 420pc.

ma, y una ley de potencia que relaciona la masa y luminosidad. Caballero *et al.* (2008) [19] utilizó la malla de los modelos teóricos del grupo Geneva, a diferencia de los de Lyon y el grupo de Padova que son ampliamente utilizados. La malla del grupo de Geneva presenta magnitudes absolutas tabuladas de un gran número de bandas y edades por debajo de un 1 Maños, la cuales son válidos para muy altas masas ($M > 10M_{\odot}$), Caballero *et al.* (2008) [19] compara las magnitudes absolutas obteniendo de los modelos teóricos dada las masas estimadas del objeto central y las magnitudes aparentes conocidas de las bandas BVRIH de ambas componentes, obtuvo como resultado un intervalo de distancia entre 325pc y 346pc. Caballero *et al.* (2008) [19] también se plantea la hipótesis de que si existiera una tercera componente en una orbita cercana a σ Ori A, el sistema

podría tener una distancia heliocéntrica alrededor 385pc para una edad de 3 ± 2 Maños [19]. Efectivamente el sistema central de σ Ori se confirmó con una tercera componente por el trabajo de Simón Diaz *et al.* (2011) [30]. Esto implica que para el método aplicado por Caballero *et al.* (2008) [19] la distancia de σ Ori es de 385pc.

En la parte inferior de la figura 4.3 se tiene la segunda distancia tomada por Sherry *et al.* (2008) [20] para estudiar el cúmulo. Ellos usaron aproximadamente 20 estrellas de las cuales 9 son miembros del cúmulo, para estimar la distancia utilizando diagramas color-magnitud y asumiendo una metalicidad subsolar de -0.16 ± 0.11 . Encontraron que la distancia para el cúmulo es de 420 ± 30 pc. El mejor ajuste encontrado por Sherry *et al.* (2008) [20] fue el resultado de usar una baja metalicidad (metalicidad subsolar) para el cúmulo, considerando que la metalicidad cambia la posición de las estrellas en los diagramas color-magnitud. Es por ello, que a medida que se conozca mejor la metalicidad de los cúmulos, mejor se podrá estimar el módulo de la distancia y se reducirá la incertidumbre. Este resultado se ajusta perfectamente a la edad esperada para el cúmulo que esta entre 2-3 Maños. Efectivamente la metalicidad usada por Sherry *et al.* (2008) concuerda con valores reportados para la asociación OB de Orion reportados por Cunha *et al.* (1998) [20] .

Es de notar que las dos distancias obtenidas con los métodos descritos previamente concuerdan dentro de los errores calculados.

4.5. Membresía Cinemática: Velocidad Radial

De la bibliografía citada se describe que se distinguen dos grupos de velocidades, unas comprendidas entre $20 - 27\text{Km/s}$ la cual corresponde al grupo I (OB1a) y otras comprendidas entre $27 - 35\text{Km/s}$ que corresponde al grupo 2 (σ Ori), fácilmente visibles en un histograma [5] [4]. Esta división de grupos se da porque σ Ori tiene otro grupo o asociación por delante que está en la misma línea de visión y contamina levemente los estudios de membresía se hagan de este cúmulo.

Se logra calcular la velocidad radial de 107 estrellas del cúmulo con el procedimiento descrito en la sección 3.4 del capítulo III, la cual se expresan en la tabla 4.4, donde RV es la velocidad radial para cada una de las estrellas y Err-RV es el error estimado.

Por otra parte, se tiene que la distribución de las RVs encontrada coinciden con valores reportados por otros autores como Sacco *et al.* 2008 [4] y Maxted *et al.* 2008 [5]. Está se refleja en el histograma de velocidades mostrado en la figura 4.4.

Aquí logramos observar lo descrito previamente en el capítulo II, donde Maxted *et al.* 2008 [5] nos muestran una doble distribución en la RV en el cúmulo (como se ve en la figura 1.7). Seleccionamos como miembros cinemáticos aquellas estrellas con RV calculados entre $27 - 35\text{Km/s}$.

Otra característica importante que se puede destacar es la relación entre las estrellas jóvenes que presentan litio y su RV. Con esta relación tenemos alrededor de 92 estrellas que tienen espectroscopia de baja resolución y RV. En la figura

Tabla 4.4: Velocidad Radial para la muestra de HECTOHELLE.
Se representan la muestra de estrellas a las cuales se le calculó usando IRAF.

RA	DEC	RV	Err-RV
84.5415	-2.86048	30.0	0.6
84.5785	-2.86079	31.5	0.6
84.5549	-2.76417	29.7	0.7
84.4908	-2.91671	76.8	0.2
84.4988	-2.85093	56.1	0.2
84.4082	-2.8058	44.3	0.6
84.3542	-2.86731	16.5	0.2
84.3882	-2.89335	94.1	0.2
84.4752	-2.74465	30.3	0.9
84.4077	-2.83598	71.6	0.2
84.4769	-2.72717	63.8	0.2
84.5236	-2.67206	6.2	0.7
84.4077	-2.76229	32.1	0.4
84.3279	-2.67275	18.7	0.4
84.4767	-2.65829	15.8	0.4
84.3669	-2.60182	29.8	0.9
84.4567	-2.60507	25.6	0.2
84.5345	-2.59897	39.4	0.6
84.465	-2.59048	24.8	2.5
84.471	-2.55956	23.9	2.2
84.5797	-2.59109	122.4	0.2
84.4241	-2.48561	21.7	0.5
84.4371	-2.49925	53.3	0.3
84.3662	-2.51195	33.1	1.0
84.5662	-2.57812	-30.0	0.2

Esta tabla es sólo una muestra de las velocidades radiales obtenidos para los miembros del cúmulo, si desea conocer más sobre la misma se puede poner en contacto con el autor (correo electrónico: aperez@cida.ve.)

4.5 se muestran dos histogramas con estas características, la línea a trazos azul representa toda la muestra que tiene velocidad radial y la línea sólida magenta muestra las estrellas que son miembros confirmados por la presencia litio en absorción, las cuales son aproximadamente 45 estrellas.

Al calcular el Li con el programa SPTCLASS, éste nos arroja el valor del ancho equivalente de la línea en 6707\AA (EW-Li). Como lo muestra la figura 4.6, en la parte inferior podemos ver la relación entre la RV y el EW-Li. Se aprecia en las figuras 4.5 y 4.6 que las estrellas con Li muestran un rango bien definido en RV. Como referencia en la figura 4.6 marcamos los límites descritos por Maxted *et al.* 2008 [5] para la población de σ Ori y la posible población joven contaminante

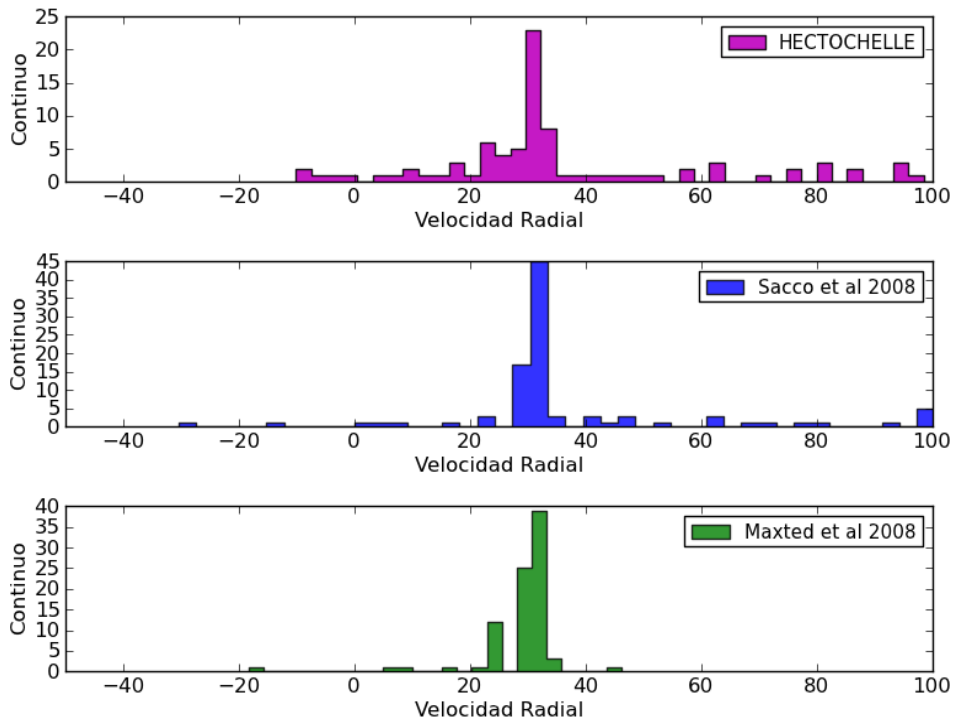


Figura 4.4: Comparación de la distribución de la Velocidad Radial. Se compara la velocidad obtenida para las estrellas en σ Orionis; los datos de HECTOCHELLE en la parte superior, los datos de Sacco *et al.* 2008 en la parte central y de Maxted *et al.* 2008 en la parte inferior.

del cúmulo.

4.6. Discos en el Cúmulo Sigma Orinis

El Cúmulo Sigma Orionis presenta un interés particular porque está razonablemente cerca y relativamente poblado, haciendo posible una estadística significativa para el estudio de las propiedades de los discos. Además, tiene la edad en donde empieza a ser evidente la evolución de los discos [6]. El cúmulo σ Ori es uno de los grupos jóvenes donde podemos encontrar diferentes tipos de discos, de los cuales se pueden identificar: discos primordiales, en transición, evolucionados y discos de escombros. Resaltando que los discos circunestelares son de considerable interés, ya que es el medio donde finalmente se forman planetas

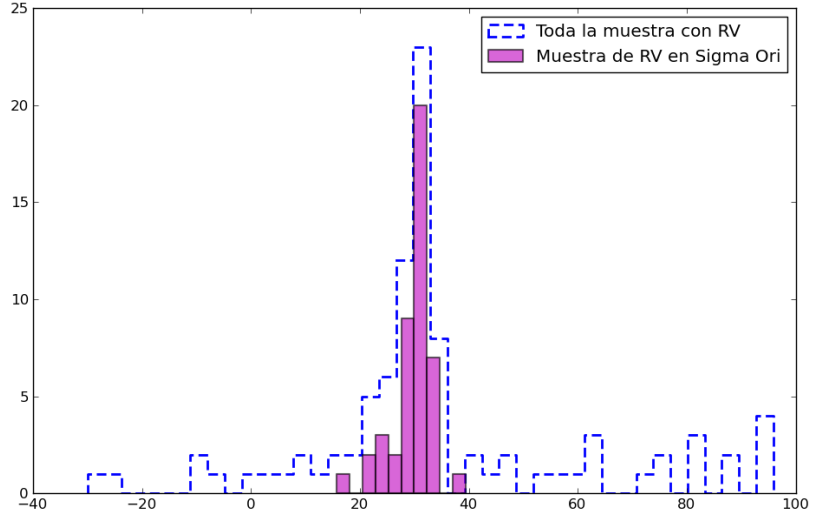


Figura 4.5: Velocidad Radial de estrellas con Li.

Se representan las estrellas a las cuales se le calculó la RV y a su vez la misma presentan Li.

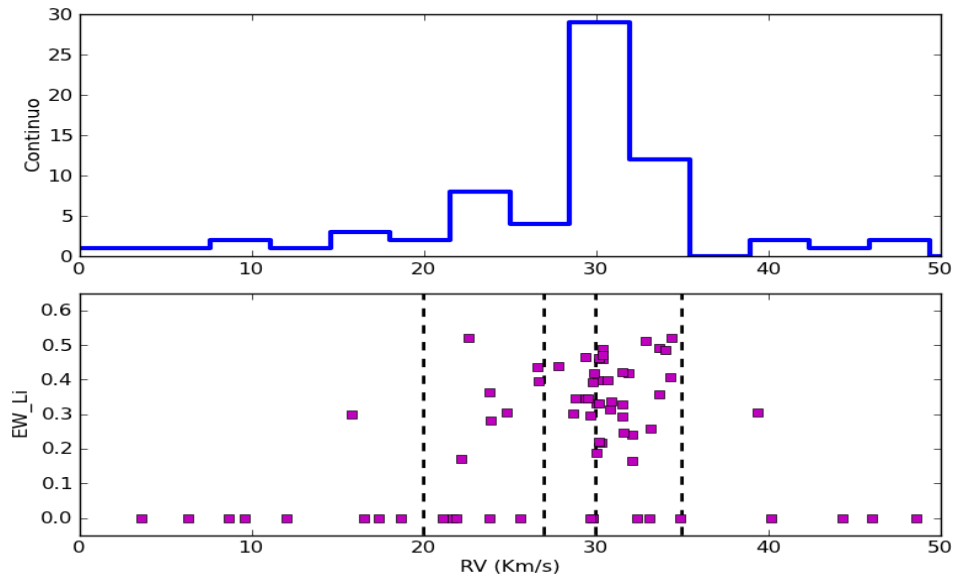


Figura 4.6: Relación entre la RV y el EW-Li.

Se compara la velocidad obtenida y el EW-Li para las estrellas del cúmulo.

[16] y porque el tiempo de vida de un disco circunestelares de gas y polvo marca la línea de base para la formación de planetas gigantes [9].

Es por ello que se hizo una búsqueda de los nuevos candidatos fotométricos con discos, utilizando los datos provenientes de los instrumentos MIPS y IRAC del Telescopio Espacial Spitzer y datos del sondeo infrarrojo de todo el cielo WISE. Esta nueva selección se hizo por medio de un diagrama color-color usando los colores J-H vs K-[24] para las estrellas con datos de MIPS y los colores J-H vs K-W4 para las estrellas con datos de WISE. Estos diagramas color-color nos ayudan a separar los diferentes tipos de disco que puedan presentar las estrellas, como podemos apreciar en la figura 4.7. En la parte superior, se tienen las estrellas con disco (círculos abiertos negros) y las nuevas candidatas fotométricas con discos (diamantes azules) seleccionados a partir de su color $K - [24]$. En la parte inferior del mismo gráfico, tenemos las estrellas que presentan información en las bandas de WISE e IRAC (H07) (cuadrados magenta) y las candidatas fotométricas que puedan tener algún exceso infrarrojo en las bandas de WISE. Tomando esta consideración se buscan los objetos en una región donde el exceso infrarrojo que presente sea superior a un valor de $K - [24] > 0,5$ [6], que describe el límite de la fotosfera estelar, para las estrellas que tengan datos en MIPS y un límite similar para las estrellas con datos de WISE.

En base a la figura 4.7 seleccionamos las posibles candidatas fotométricas con discos y en las figuras 4.8, 4.9 y 4.10 mostramos las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de las nuevas candidatas a estrellas con disco con la fotometría óptica disponible de las bandas U,B,V,R e I, datos de 2MASS (bandas J,H y K), MIPS (banda de $24 \mu\text{m}$), WISE (bandas W1 = $3.4 \mu\text{m}$, W2 = $4.6 \mu\text{m}$, W3 = $12 \mu\text{m}$ y W4 = $22 \mu\text{m}$) e IRAC (bandas $3.6 \mu\text{m}$, $4.5 \mu\text{m}$, $5.8 \mu\text{m}$ y $8.0 \mu\text{m}$). Todos los valores se encuentran normalizados a la banda J, la línea negra a trazos representa la me-

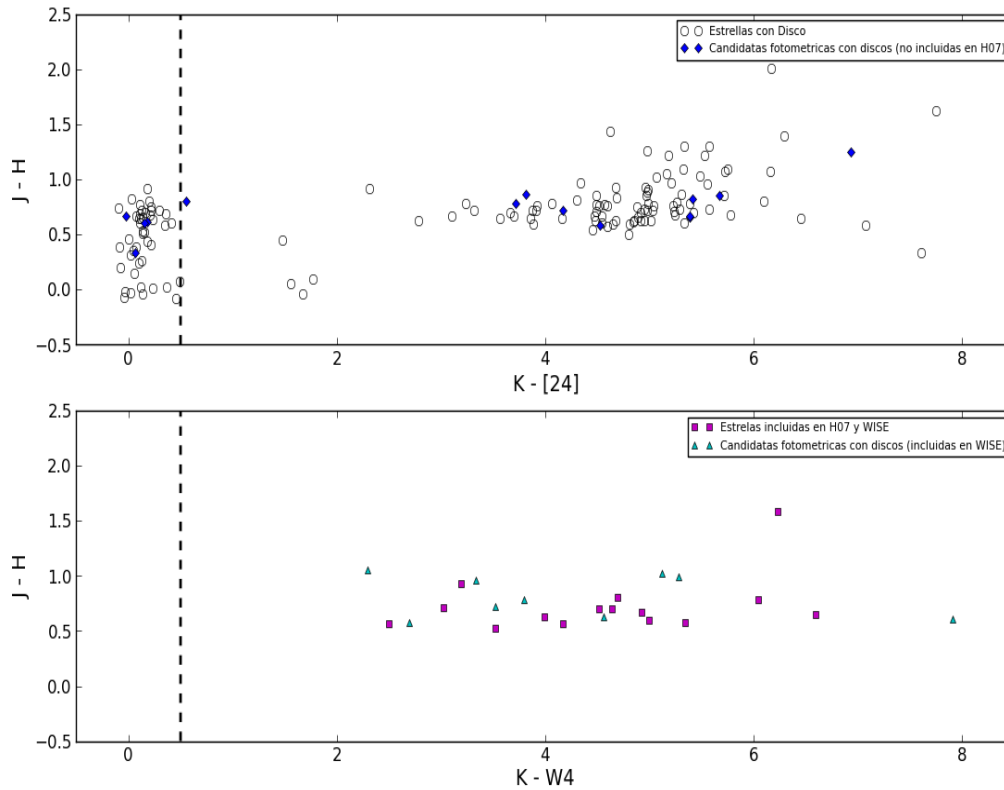


Figura 4.7: Diagrama Color-Color.

Se representa todas las estrellas de la muestra que son candidatas fotométricas con discos. En la parte superior se tienen las candidatas fotométricas según MIPS, y en la inferior se tiene las candidatas fotométricas según WISE. La línea punteada representa el límite de la fotosférico.

dia de las estrellas con discos ópticamente gruesos en el rango de masas de las estrellas T Tauri, este disco de emisión es típico en el Cúmulo σ Ori y es menor que la media de discos en Tauro (línea puntuada azul) que tiene una edad aproximada de 1-2 Maños. Lo que indica diferencias entre σ Ori (3 Maños) y Tauro (1-2 Maños) debido a los efectos evolutivos como el crecimiento del grano y/o sedimentación en el plano medio del disco. La línea discontinua roja representa la media de las estrellas sin disco en el cúmulo [6].

4.6.1. Discos según MIPS

En la figura 4.8 se representan 9 estrellas que tiene algún exceso en $24 \mu\text{m}$. Los puntos magenta representan las bandas ópticas (U,B,V,R,e I) si la estrella presenta alguna información de la misma, así como también se representan las bandas de J,H y K; el pentágono azul representa la banda en $24 \mu\text{m}$. Estos datos se reflejan en la tabla 4.5.

Tabla 4.5: Magnitudes para las candidatas con discos en MIPS.

Se representan las magnitudes de las estrellas candidatas a discos con algún exceso en la banda de MIPS.

Nº	ID	RA	DEC	U	B	V	R	I	J	H	K	[24]
1	05373456-0255588	84.394028	-2.933026	999.99	23.95	22.7	20.564	18.42	15.707	14.858	14.393	8.728
2	05381279-0212266	84.553321	-2.207405	999.99	21.97	20.28	18.33	16.92	14.818	14.164	13.648	8.266
3	05382503-0213162	84.604302	-2.221167	999.99	999.99	17.287	16.139	14.581	13.241	12.455	12.112	8.393
4	05383981-0256462	84.665901	-2.946179	999.99	15.89	14.52	13.34	12.78	11.413	10.744	10.439	5.051
5	05384714-0257557	84.696456	-2.965479	999.99	19.5	21.15	19.19	17.05	14.515	13.935	13.461	8.937
6	05392639-0215034	84.859992	-2.250968	999.99	999.99	14.509	13.798	999.99	11.844	11.106	10.591	4.179
7	05394097-0216243	84.920745	-2.273438	999.99	999.99	17.963	16.739	14.657	12.871	12.152	11.736	7.568
8	05394278-0258539	84.928287	-2.981647	999.99	5.01	14.70	999.99	13.05	11.016	10.196	9.841	4.434
9	05382656-0212174	84.610699	-2.204834	999.99	999.99	16.677	15.917	13.990	11.851	10.984	10.583	6.770

En general el exceso observado a $24 \mu\text{m}$ es comparable a los discos ópticamente gruesos observados en Tauro y σ Ori. Existe la posibilidad que estos discos sean discos en transición, sin embargo, se necesitan datos adicionales entre 2 y $24 \mu\text{m}$ para verificar el tipo de disco.

4.6.2. Discos según WISE

En la figura 4.9 se representan 9 estrellas que tiene algún tipo de exceso en las bandas WISE. Los puntos magenta representan las bandas ópticas (U,B,V,R,e I) si la estrella presenta alguna información de la misma, así como también se representan las bandas J, H y K; los diamantes verdes representan las bandas W1, W2, W3 y W4. Estas magnitudes se pueden observar en la tabla 4.6.

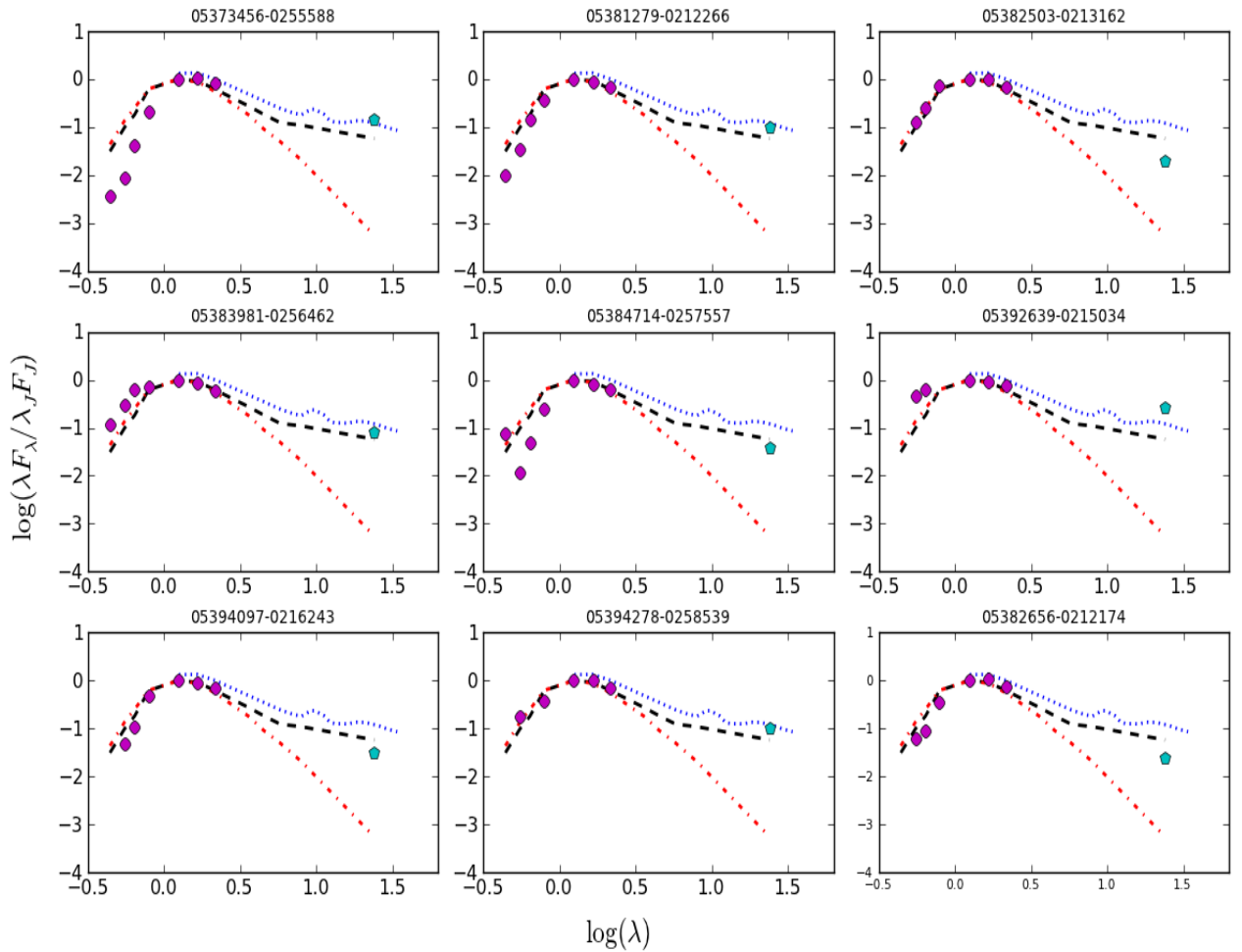


Figura 4.8: SED's según MIPS.

Se representa todas las estrellas de la muestra que presentan algún exceso en $24 \mu\text{m}$

A pesar de que se realizó una selección rigurosa de las estrellas en WISE, como una señal a ruido mayor a 10 y escogiendo las mejores banderas de calidad ofrecida por el catálogo, las emisiones en W3 y W4, no ofrece valores confiables. Al realizar una inspección visual de las imágenes de WISE se revela que en las imágenes de las estrellas: 05381104 - 0256018, 05382265 - 0257421, 05385855 - 0215278, 05402032 - 0254083 y 05401566 - 0212359, no se logran distinguir algún tipo de emisión puntual sino una nube difusa. Por ende el tipo de disco

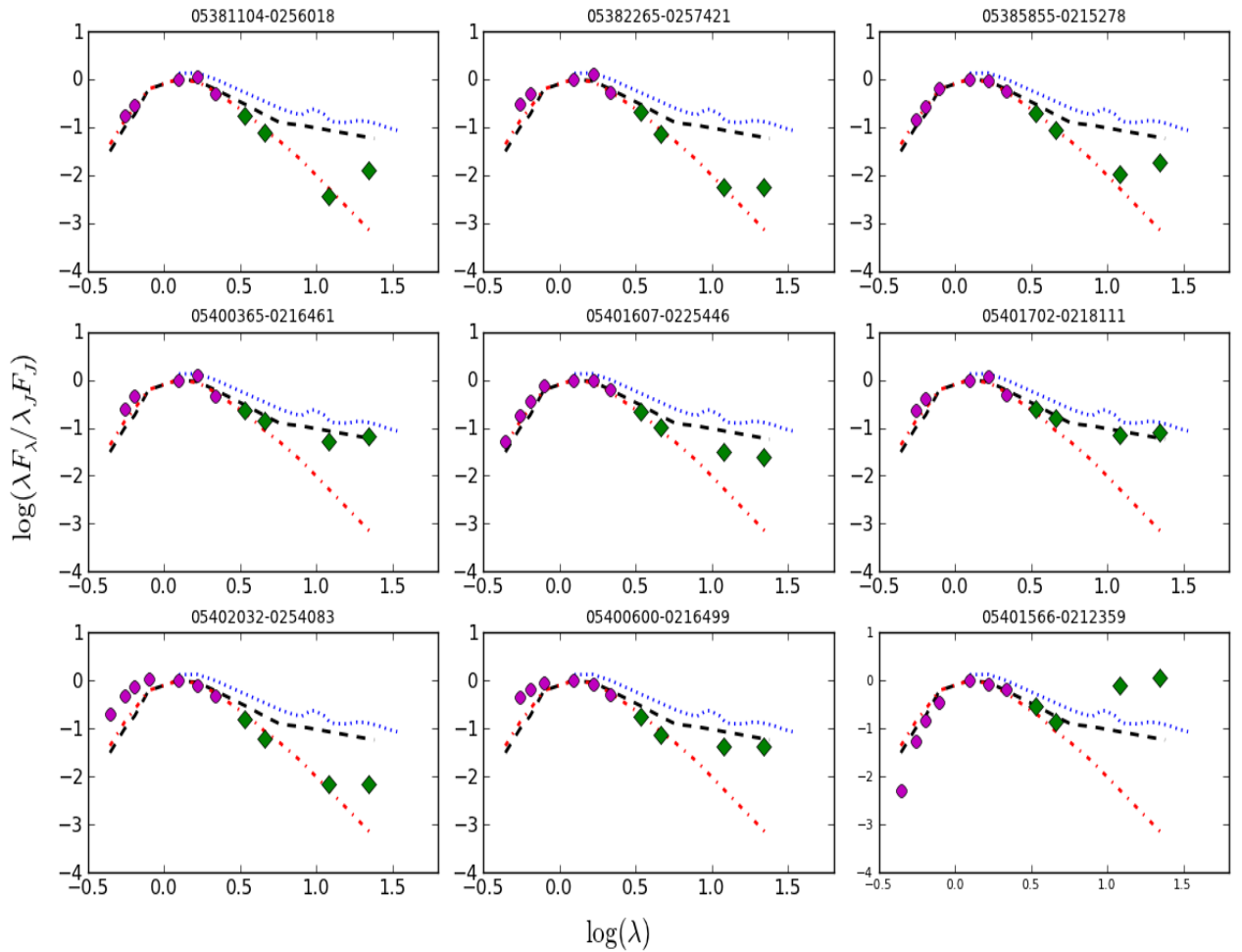


Figura 4.9: SED's según WISE.

Se representa todas las estrellas de la muestra que presentan algún exceso en las bandas de WISE.

que se obtiene puede ser un falso positivo y la emisión detectada puede ser el fondo del cielo. Por lo tanto, estas candidatas a estrellas con discos son inciertas.

Por otra parte, la figura 4.10 ilustra 15 estrellas que tiene algún tipo de exceso en las bandas WISE e IRAC. Los puntos magenta representan las bandas U,B,V,R, e I si la estrella presenta alguna información de la misma, así como también se representan las bandas J, H y K; los diamantes verdes representan

Tabla 4.6: Magnitudes para las candidatas con discos en WISE. Se representan las magnitudes de las estrellas candidatas a discos con algún exceso en la banda de WISE.

Nº	ID	RA	DEC	U	B	V	R	I	J	H	K	W1	W2	W3	W4
1	05381104-0256018	84.546011	-2.933843	999.99	999.99	15.779	14.829	999.99	12.066	11.105	11.291	11.056	11.003	11.460	7.959
2	05382265-0257421	84.594380	-2.961721	999.99	999.99	14.229	13.311	999.99	11.147	10.090	10.272	9.986	10.127	10.066	7.977
3	05385855-0215278	84.743960	-2.257729	999.99	999.99	16.436	15.371	13.980	12.514	11.790	11.551	11.423	11.318	10.771	8.032
4	05400365-0216461	85.015228	-2.279474	999.99	999.99	14.946	13.874	999.99	11.611	10.585	10.863	10.284	9.866	8.092	5.746
5	05401607-0225446	85.066970	-2.429063	999.99	17.33	15.66	14.51	13.27	11.975	11.193	10.944	10.753	10.566	9.022	7.152
6	05401702-0218111	85.070920	-2.303111	999.99	999.99	15.259	14.270	999.99	11.892	10.895	11.113	10.527	10.050	8.054	5.831
7	05402032-0254083	85.084690	-2.902307	999.99	14.97	13.68	12.82	11.98	11.088	10.516	10.324	10.210	10.248	9.739	7.629
8	05400600-0216499	85.025005	-2.280528	999.99	999.99	15.574	14.788	13.997	12.908	12.280	12.101	11.894	11.915	9.603	7.545
9	05401566-0212359	85.065254	-2.209980	999.99	24.2	21.27	19.808	18.42	16.293	15.681	15.212	14.756	14.600	9.795	7.305

las bandas W1, W2, W3 y W4 y los triángulos amarillos representan las bandas de IRAC, que se tomaron para complementar la información de las estrellas y de alguna forma resolver el problema que hay con las bandas W3 y W4 de WISE, así como también caracterizar discos que no se lograron clasificar en Hernandez *et al.* (2007). Estas magnitudes se pueden observar en la tabla 4.7.

Siguiendo el mismo criterio de selección que se hizo para WISE, se verificaron visualmente las imágenes de las bandas de W3 y W4. Para las estrellas: 05381064 - 0232574, 05383160 - 0251268, 05383378 - 0220417, 05383745 - 0250236, 05383972 - 0240197, 05384766 - 0230373, 05390524 - 0233005, 05390828 - 0249462, 05394770 - 0236230, 05374310 - 0225131, 05381263 - 0220348 y 05382775 - 0219101, la inspección visual indica que W3 y W4 no son valores confiables que ayuden a identificar el exceso de la estrella. Esto debido a la alta nubosidad e indistinguible fuente puntual en las imágenes. En este sentido tenemos solo 3 estrellas (05400525 - 0230522, 05400889 - 0233336 y 05401286 - 0222020) las cuales tienen un exceso infrarrojo confiable.

El exceso mostrado en las SEDs por las candidatas fotométricas a estrellas con discos arroja que se encontraron discos *ópticamente grueso*, lo cual concuerda con la mediana de las estrellas con discos en el Cúmulo σ Ori. Por otro lado, las fuentes que no podemos clasificar es debido a la mala detección del flujo en la

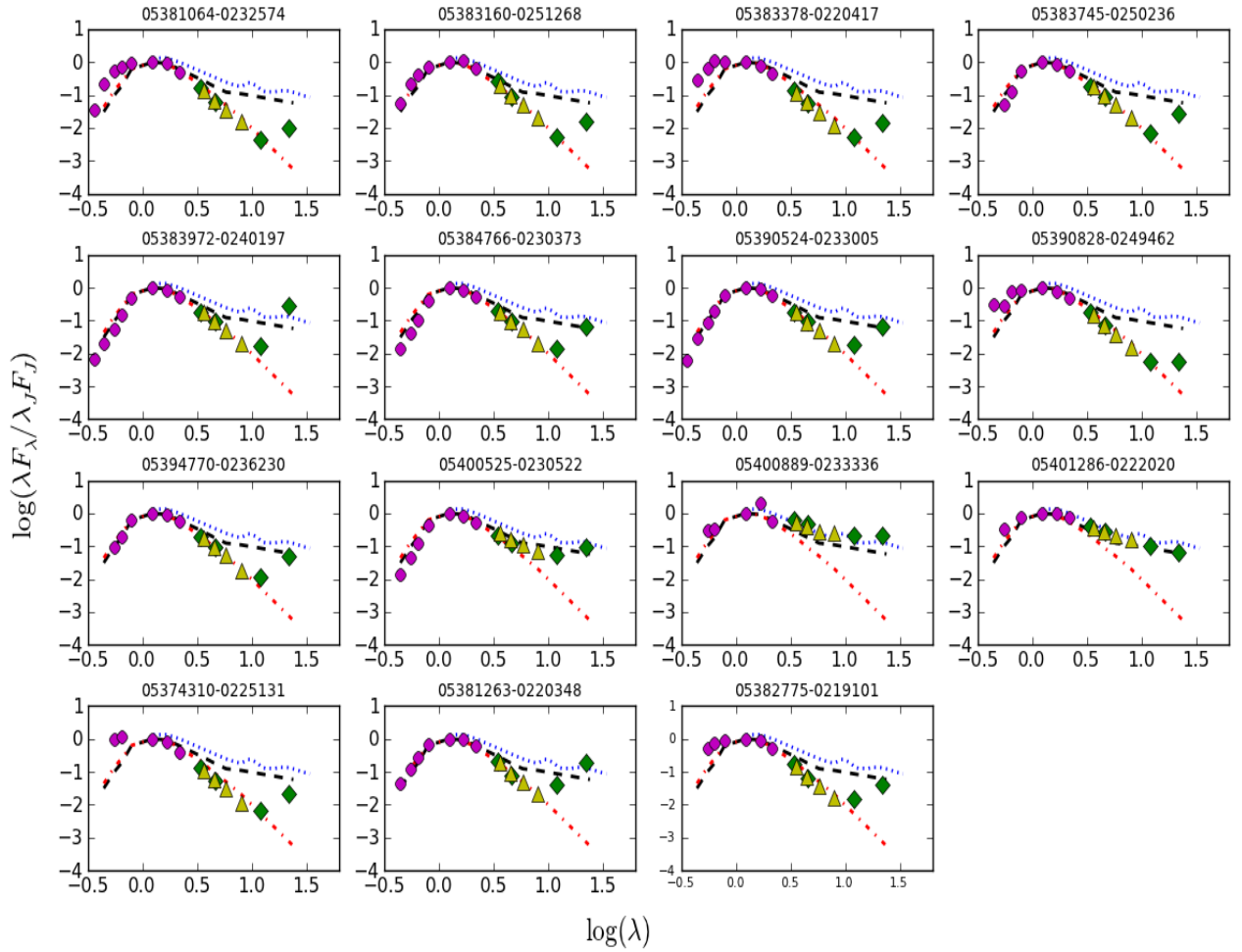


Figura 4.10: SED's según WISE e IRAC.

Se representa todas las estrellas de la muestra que presentan algún exceso en WISE e IRAC.

Tabla 4.7: Magnitudes para las candidatas con discos en WISE e IRAC.

Se representan las magnitudes de las estrellas candidatas a discos con algún exceso en la banda de WISE e IRAC.

Nº	ID	RA	DEC	U	B	V	R	I	J	H	K	W1	W2	W3	W4	[3.6]	[4.5]	[5.8]	[8.0]
1	05381064-0232574	84.544373	-2.549279	16.511	15.261	13.914	13.179	12.5	11.431	10.717	10.605	10.496	10.599	10.587	7.579	10.51	10.56	10.49	10.45
2	05383160-0251268	84.631678	-2.857470	999.99	17.38	15.54	14.501	13.5	12.110	11.184	10.976	10.676	10.850	11.074	7.784	10.81	10.91	10.80	10.79
3	05383378-0220417	84.640760	-2.344938	999.99	15.38	14.18	13.18	12.87	11.868	11.340	11.194	11.085	11.146	10.787	7.676	11.128	11.116	11.144	11.098
4	05383745-0250236	84.656056	-2.839900	999.99	999.99	17.803	16.493	14.479	12.809	12.176	11.923	11.794	11.564	11.437	7.932	11.62	11.55	11.55	11.51
5	05383972-0240197	84.665537	-2.672142	20.691	20.165	18.697	17.279	15.484	13.746	13.099	12.883	12.693	12.473	11.428	6.290	12.55	12.48	12.48	12.49
6	05384766-0230373	84.698585	-2.510387	999.99	20.254	18.753	17.303	15.375	13.449	12.847	12.585	12.374	12.118	11.386	7.592	12.22	12.26	12.11	12.15
7	05390524-0233005	84.771849	-2.550160	20.409	19.365	17.890	16.583	14.974	13.394	12.720	12.462	12.343	12.141	11.011	7.541	12.21	12.25	12.12	12.14
8	05390828-0249462	84.784534	-2.829523	999.99	14.660	14.460	13.010	12.450	11.258	10.694	10.507	10.237	10.266	10.193	8.012	10.25	10.29	10.24	10.24
9	05394770-0236230	84.948761	-2.606390	999.99	999.99	17.844	16.654	14.950	13.473	12.772	12.528	12.424	12.219	11.560	7.886	12.29	12.23	12.17	12.25
10	05400525-0230522	85.021900	-2.514527	999.99	20.75	19.08	17.65	15.83	13.945	13.371	13.071	12.769	12.336	10.395	7.730	12.41	12.13	11.77	11.24
11	05400889-0233336	85.037043	-2.559357	999.99	999.99	14.628	14.090	999.99	11.501	10.546	9.911	9.091	8.483	6.430	4.320	9.10	8.72	8.33	7.50
12	05401286-0222020	85.053605	-2.367234	999.99	5.3	13.61	999.99	11.95	10.642	9.835	9.437	8.716	8.202	6.441	4.744	8.71	8.29	7.83	7.14
13	05374310-0225131	84.429615	-2.420310	999.99	999.99	14.411	13.790	999.99	12.537	11.973	12.026	11.832	11.890	11.264	7.855	11.842	11.893	11.849	11.859
14	05381263-0220348	84.552638	-2.343022	999.99	20.54	19.07	17.86	16.40	14.975	14.195	13.983	13.849	13.895	11.745	7.939	13.773	13.793	13.76	13.595
15	05382775-0219101	84.615659	-2.319493	999.99	999.99	15.757	14.991	14.307	13.206	12.506	12.413	12.234	12.312	11.079	7.903	12.251	12.277	12.242	12.184

bandas de W3 y W4 de WISE.

CONCLUSIONES

Realizamos un estudio del Cúmulo Estelar Sigma Orionis utilizando técnicas espectroscópicas y fotométricas, donde se unieron dos tipos de datos. En primer lugar, realizamos una combinación de los datos fotométricos de las observaciones óptica provenientes del instrumento OSMOS, del catálogo del Sondeo de Variabilidad del CIDA [21], del catálogo de Cluster Collaboration y del catálogo de Kharchenko, con observaciones infrarrojas del catálogo 2MASS; y para las estrellas seleccionadas con discos obtuvimos fotometría infrarroja de Spitzer (MIPS e IRAC) y WISE.

En segundo lugar, realizamos una combinación de los datos espectroscópicos provenientes de los instrumentos: HECTOHELLE, HECTOSPEC, FAST, SPM-BCS, OSU-CCDS y CANANEA-BCS. Esta fusión de datos nos ayudó a realizar una caracterización homogénea para las candidatas a miembros del Cúmulo Estelar Sigma Orionis, teniendo como resultado lo siguiente:

- Catálogo general de magnitudes, contiene la fotometría óptica e infrarroja de 4412 estrellas del Cúmulo σ Ori.
- Con datos espectroscópicos se logró obtener 331 estrellas con tipo espectral, donde aproximadamente 200 estrellas fueron clasificadas como miembros espectroscópicos del cúmulo, predominan los tipos espectrales K y M (como se observa en la figura 4.1). Demostrando que se tiene en su mayoría estrellas tardías y además, son objetos jóvenes que tienen presencia de litio.
- Con datos fotométricos y tipos espectrales, se logró estimar el A_v de las estrellas confirmadas como miembro, obteniendo un valor similar al

encontrado para estrellas en la Cúmulo de Sigma Orionis. La distribución de estos valores se puede observar en la figura 4.2.

- Se logró estimar la temperatura efectiva y luminosidad asumiendo las distancias propuestas por Caballero *et al.* 2008 de 385pc [19] y por Sherry *et al.* 2008 de 420pc [20]. Estos valores son los esperados para el cúmulo. Además, la diferencia que existe entre las distancias es de aproximadamente 30pc, lo cual arroja resultados básicamente similares.
- Con los valores obtenidos anteriormente se realizó un diagrama HR con los miembros confirmados por velocidad radial, litio y rayos X, confirmando que el cúmulo tiene una edad comprendida entre 1-3 Maños.
- Siguiendo los parámetros de J. Tobin [29] logramos obtener la velocidad radial para 107 estrellas, confirmando 42 estrellas como miembros cinemáticos del cúmulo. En general, las estrellas con Li presentan RV dentro de lo esperado para el Cúmulo σ Ori.
- Comparando el catálogo general fotométrico con datos infrarrojos de los instrumentos MIPS e IRAC del Telescopio Espacial Spitzer y con los datos de WISE, se obtuvo una descripción general de los nuevos discos hallados en el Cúmulo Sigma Orionis. Todos los discos fueron clasificados como ópticamente gruesos, porque se encuentran entre la media esperada para las estrellas con disco en el cúmulo y la media de Tauro. Aún así no se logró clasificar un grupo de estrellas con disco, específicamente las que tienen información de WISE en las bandas W3 y W4, porque existen falsos positivos por la mala detección de alguna fuente puntual en estas bandas.

Este trabajo representa la más grande y homogénea caracterización espectroscópica de miembros al Cúmulo σ Orionis, el cual es un laboratorio natural am-

pliamente usado en el estudio de la formación de estrellas y planetas.

BIBLIOGRAFÍA

1. R.F. Garrison. 1967. The σ Orionis Clustering. *The Astronomical Society of the Pacific, Vol. 79, No. 470*, p.433.
2. F. M. Walter, S. J. Wolk, M. Freyberg and J. H. M. M. Schmitt. 1997. Discovery of the σ Orionis Cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System, Memorie della Società Astronomia Italiana, Vol. 68*, p.1081.
3. J. A. Caballero. 2007. The brightest stars of the Sigma Orionis Cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System, A&A 466*, 917-930.
4. G. G. Sacco, S. Randich, E. Franciosini, R. Pallavicini y F. Palla. 2008. Lithium depleted stars in the young sigma Ori cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System*, arXiv: astro-ph/0611880v1.
5. P.F.L Maxted, R.D. Jeffries, J.M. Oliveira, T. Naylor y R.J. Jackson. 2008. A survey for low-mass spectroscopic binary stars in the young clusters around σ Orionis and λ Orionis. *SAO/NASA Astrophysics Data System, Mon. Not. R. Astron. Soc. 385*, 2210–2224 (2008).
6. J. Hernández, L. Hartmann, T. Megeath, R. Gutermuth, J. Muzerolle, N. Calvet, A.K. Vivas, C. Briceño, L. Allen, J. Stauffer, E. Young y G. Fazio. 2007. A Spitzer space telescope study of disks in the young Sigma Orionis Cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System, The Astrophysical Journal, 662*: 1067-1081.
7. SPITZER Space Telescope. <http://www.spitzer.caltech.edu>. Consultada el 10/01/2012

8. Prialnik, Dina. 2000. *The Theory of Stellar Structure and Evolution*. Cambridge University Press.
9. J.P. Williams and L.A. Cieza. 2011. Protoplanetary disks and their evolution. *SAO/NASA Astrophysics Data System*, arXiv: 1103.0556v2 [astro-ph.GA].
10. Carroll, B. W.; Ostlie, D. A. 2007. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Addison-Wesley, San Francisco, 2th. edition.
11. Ocando A, María de los A. 2012. *Caracterización de la Población Estelar en el Cúmulo NGC 2169 y sus Sistemas Planetarios en Formación*. Trabajo de pregrado. Facultad Experimental de Ciencias, División de Estudios Básicos Sectoriales, Universidad del Zulia, Maracaibo.
12. K. H. Kim, Dan M. Watson, P. Manoj, W. J. Forrest, Joan Najita, Elise Furlan, Benjamin Sargent, Catherine Espaillat, James Muzerolle, Tom Megeath, Nuria Calvet, Joel D. Green, Laura Arnold. 2013. Transitional disks and their origins: an infrared spectroscopic survey of Orion A. *SAO/NASA Astrophysics Data System*, arXiv:1303.6313 [astro-ph.SR]
13. Karttunen, H; Kröger, P; Oja, H; Poutane, M and Donner, K.J. 2007. *Fundamental Astronomy*. Springer.
14. HERNÁNDEZ, J. <http://www.cida.gob.ve/hernandj/>; Consultado el 16/01/2012.
15. Gray, Richard O. and Corbally, Christopher J. 2008. *Stellar Spectral Classification*. Princeton series in astrophysics.
16. Stahler, Steven W. y Palla, Francesco. 2004. *The Formation of Stars*. WILEY-VCH.

17. Zeilik, Michael. 1982. *ASTRONOMY: The Evolving Universe*. Harper & Row Publishers.
18. Real Academia Española, Diccionario de la Lengua Española. <http://www.rae.es>. Consultada el 15/11/2012.
19. J. A. Caballero. 2008. Dynamical parallax of σ Ori AB: mass, distance and age. *SAO/NASA Astrophysics Data System, Mon. Not. R. Astron. Soc.* **383**, 750-754.
20. W. H. Sherry, F. M. Walter, S. J. Wolk, and N. R. Adams. 2008. Main-sequence fitting distance to the σ Ori Cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System, The Astrophysical Journal*, **135**: 1616-1623.
21. C. Mateu, A.K. Vivas, J.J. Downes, C. Briceno, R. Zinn, G. Cruz-Diaz. 2012. The QUEST RR Lyrae Survey: III. The Low Galactic Latitude Catalogue. *SAO/NASA Astrophysics Data System, MNRAS*, **427**, 3374
22. E. Franciosini, R. Pallavicini, J. Sanz-Forcada. 2006. XMM observations of sigma Ori cluster. *SAO/NASA Astrophysics Data System, A&A* **446**, 501.
23. J. A. Caballero, J. F. Albacete-Colombo and J. López-Santiago. 2010. HRC-I/Chandra X-ray observations towards σ Orionis. *SAO/NASA Astrophysics Data System, A&A* **521**, A45.
24. Xmm-Newton Survey Science Centre, Consortium. 2010. XMM-Newton Serendipitous Source Catalogue 2XMMi-DR3 (XMM-SSC, 2010). *SAO/NASA Astrophysics Data System, Vizier On-line Data Catalog*: IX/41.
25. WISE: The Wide-field Infrared Survey Explorer.

<http://wise.ssl.berkeley.edu/science.html> y <http://www.nasa.gov>. Consultada el 10/06/2013

26. Birney, D. Scott, Gonzalez, Guillermo and Oesper, David. 2006. *Observational Astronomy*. Cambridge, 2th edition.
27. IRAF, <http://iraf.noao.edu/>; Consultada el 27/02/2012.
28. M. R. Zapatero Osorio, V. J. S. Béjar, Ya. Pavlenko, R. Rebolo, C. Allende Prieto, E. L. Martín, and R. J. García López. 2002. Lithium and H in stars and brown dwarfs of Orionis. *SAO/NASA Astrophysics Data System, A&A* 384, 937-953.
29. J. J. Tobin, L. Hartmann, G. Furesz, M. Mateo y S.T. Megeath. 2009. Kinematics of the Orion Nebula Cluster: Velocity substructure and spectroscopic binaries. *SAO/NASA Astrophysics Data System, The Astrophysical Journal*, 697:1103-1118.
30. S. Simón Díaz, J. A. Caballero and J. Lorenzo. 2011. A THIRD MASSIVE STAR COMPONENT IN THE σ ORIONIS AB SYSTEM. *SAO/NASA Astrophysics Data System, The Astrophysical Journal*, 742: 55(4pp).
31. Paradis, Emmanuel. 2002. *R para principiantes*. Institut des Sciences de l'Évolution, Universit Montpellier II, France.
32. Python Programming Language – Official Website, <http://www.python.org/>; Consultada el 02/03/2012.

APÉNDICE

Apéndice A

Fotometría

Se verificó el tiempo de exposición de cada una de las imágenes de los filtros correspondientes (UBVRI) y se dividieron en grupos por el número de cuentas, altas y bajas, de cada filtro. Las cuentas altas se refieren a corto tiempo de exposición (5,10,15 y 20 segundos) y las cuentas altas a largo tiempo de exposición (100,15 y 200 segundos).

Primero se corrobora que las imágenes no estuviesen corridas desplegándolas con el software SAOImage DS9, verificando si existe alguna variación en las mismas. SAOImage DS9 fue desarrollado por el *Smithsonian Astrophysical Observatory*, es una aplicación de visualización de imágenes y data astronómica.

Luego, se hace una lista para cada uno de los filtros con las imágenes que se desee combinar y se introducen en la tarea de IRAF para la combinación de imágenes usando varios algoritmos o *combine images using various algorithms* (IMCOMBINE) por sus siglas en inglés, consiguiendo una imagen que va a ser la composición de tres o más imágenes, empleando la media como algoritmo de combinación de imágenes. Primero combinando las imágenes de cada filtro con cuentas altas y luego el mismo procedimiento para las imágenes de cada filtro con cuentas bajas. También se corren las siguientes tareas: 1) Editar los parámetros de detección de la estrella o *edit the star detection parameters* (FINDPARS) por sus siglas en inglés, y 2) Editar los parámetros de la data o *edit the data de-*

pendent parameters (DATAPARS) por sus siglas en inglés, que ayuden a mejorar la precisión con las que seleccionan las coordenadas de las imágenes.

Como es necesario conocer las coordenadas de las imágenes, se corre la tarea de IRAF para la detección automática de objetos en una imagen o *automatically detect objects in an image* (DAOFIND) por sus siglas en inglés, para cada imagen. El resultado es un archivo *.coo* que contiene las coordenadas X, Y que corresponde a la posición de las estrellas en la imagen de cada filtro. Al introducir la lista que se obtiene de las coordenadas en la tarea TVMARK (*mark objects on the image display* por sus siglas en inglés), se logra observar los puntos en la imagen que nos interesa. La astrometría fue calibrada usando la tareas de WCS (*World Coordinates System*, por sus siglas en inglés).

Por otro lado, en el Cúmulo Sigma Orionis las estrellas se encuentran muy juntas y al medir el flujo que ellas emiten con aperturas grandes se obtiene un valor muy alto y puede ser que la medida no corresponda sólo a una estrella sino que sus vecinas o su binaria la estén contaminando. Es por ello que se varían las aperturas y mientras más pequeñas y centrada se encuentre la estrella, más preciso es el flujo que se mide. La idea de que se corrijan las aperturas es para tener una mejor caracterización de las magnitudes. La corrección de apertura se refiere al factor de corrección para llevar una apertura relativamente pequeña a una apertura lo suficientemente grande que garantice la no pérdida del flujo estelar.

Esta corrección de apertura se realiza para las imágenes de largo tiempo de exposición porque en ellas logramos distinguir mejor las estrellas, pero

también para las de corto tiempo de exposición para tener un mejor muestreo y extracción de las magnitudes. La corrección de apertura se realiza mediante la tarea MKAPFILE (*prepare an aperture corrections file from a list of APPHOT photometry files using the daogrow algorithm* por sus siglas en inglés) de IRAF, la cual abre una ventana para cada imagen donde se puede ir comprobando que se este realizando la mejor corrección de apertura, resultando ser el valor más pequeño el mejor.

A.1 Creación de Magnitudes Instrumentales

El paquete MKOBSFILE (*prepare a single observations file form a list of APPHOT/DAOPHOT files containing observations of objects in a single field* por sus siglas en inglés) procesa las imágenes a las cuales se les desea calcular una magnitud, haciendo uso de las coordenadas X,Y estimadas previamente. Como resultado se tienen dos archivos de salida, uno que contiene información sobre el campo, el filtro, masa de aire, el centro de las posiciones X e Y, la magnitud y su error, y otro archivo donde están reflejados los parámetros de la corrida realizada.

A.2 Creación de Magnitudes Estándar

Se ejecuta la tarea INVERTFIT (*evaluate the fit by inverting the system of equations defined in the configuration file* por sus siglas en inglés) para los datos de corto y largo tiempo de exposición (o imágenes de altas y bajas cuentas) y así poder obtener las magnitudes estándar para cada filtro. Con estos resultados se realizó un diagramas color-magnitud donde se representa la distribución de nuestra muestra.

A.3 Software

En principio se utilizaron programas astronómicos ya establecidos para el procesamiento de imágenes y para realizar algunas gráficas. De igual forma, se desarrollaron una serie de programas con la ayuda de lenguajes de programación como R [31] y Python [32], los cuales fueron cruciales a la hora de obtener los resultados.

Para procesar los espectros utilizamos el software IRAF, el cual fue desarrollado a mediados de los años 80 por el Observatorio Nacional de Astronomía Óptica o *National Optical Astronomy Observatories* por sus siglas en inglés (NOAO) en Tucson, Arizona - Estados Unidos; cuyo propósito general es la reducción y análisis de datos astronómicos. Desde entonces muchos han contribuido a expandir las capacidades de IRAF a través de paquetes desarrollados individualmente para realizar tareas específicas [27].

HOJA DE METADATOS

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 1/6

Título	ESTUDIO ESPECTRO-FOTOMETRICO EN REGIONES DE FORMACION ESTELAR: EL CUMULO SIGMA ORIONIS
Subtítulo	

Autor(es)

Apellidos y Nombres	Código CVLAC / e-mail	
Pérez Blanco, Alice Gabriela Yumiry	CVLAC	18.114.356
	e-mail	yumiry@gmail.com
	e-mail	aperez@cida.ve
	CVLAC	
	e-mail	
	e-mail	
	CVLAC	
	e-mail	
	e-mail	

Palabras o frases claves:

Espectroscopia, Fotometría, Estrellas jóvenes, Discos protoplanetarios,
Formación estelar, Cúmulos estelares

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 2/6

Líneas y sublíneas de investigación:

Área	Subárea
Ciencias	Física

Resumen (abstract):

Realizamos un estudio espectro-fotométrico en el cúmulo estelar joven Sigma Orionis con el fin de caracterizar mejor la población estelar de este cúmulo. El estudio presenta una gran relevancia debido que este cúmulo es considerado uno de los laboratorios naturales más usados en el estudio de formación y evolución temprana de estrellas y sus discos protoplanetarios, esto se debe a: 1) el gran número de candidatas a miembros reportados que nos brinda resultados estadísticamente confiables, 2) su cercanía relativa ($\sim 400\text{pc}$) y su baja extinción visual ($A_v \sim 0.2\text{mag}$) que permite estudiar desde las estrellas más masivas hasta objetos con masas menores al límite sub-estelar (como por ejemplo, las enanas marrones y los planetas flotantes) y 3) su juventud (de $\sim 3\text{Maños}$) que permite realizar estudios de discos protoplanetarios alrededor de estrellas con diferentes masas y otros fenómenos presentes en estrellas muy jóvenes (ejemplo: variabilidad, emisión de rayos X, etc). Analizando una gran variedad de datos procedentes de diferentes observatorios e instrumentos, tenemos la capacidad de realizar la mayor y más homogénea caracterización de posibles miembros del cúmulo. Con este fin, hemos obtenido fotometría óptica proviene del instrumento OSMOS instalado en el telescopio de 2.4 metros del Observatorio MDM. Datos espectroscópicos provienen de diferentes espectrógrafos: a) los espectrógrafos multiobjetos HECTOSPEC (espectros de baja resolución) y HECTOECHELLE (espectros de alta resolución) instalados en el telescopio de 6.5 metros del Observatorio MMT (Mount Hopkins, US); el espectrógrafo FAST acoplado al telescopio de 1.5 metros del Observatorio Fred Lawrance Whipple (Mount Hopkins, US); el espectrógrafo OSU-CCDS acoplado al telescopio de 1.3 metro del Observatorio MDM (Kitt Peak, Arizona); el espectrógrafo Boller and Chivens acoplado al telescopio de 2.1 metros del Observatorio San Pedro Mártir (Sierra

San Pedro Mártir, México); y el espectrógrafo Boller and Chivens acoplado al telescopio de 2.1 metros del Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (Cananea, México). Estos datos fueron procesados con programas especializados como IRAF y el código SpTClass (SPecTral CLASSificator). Con estos resultados se confirmó la membresía de las candidatas a miembros y se obtuvieron parámetros estelares tales como: temperatura efectiva, luminosidad, extinción visual, velocidad radial, entre otros parámetros.

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 3/6

Contribuidores:

Apellidos y Nombres	ROL / Código CVLAC / e-mail	
Hernández A., Jesús O.	ROL	CA <input type="checkbox"/> AS <input checked="" type="checkbox"/> TU <input type="checkbox"/> JU <input type="checkbox"/>
	CVLAC	10.715.412
	e-mail	hernandj@cida.ve
	e-mail	
Castillo Brito, Luis	ROL	CA <input type="checkbox"/> AS <input type="checkbox"/> TU <input type="checkbox"/> JU <input checked="" type="checkbox"/>
	CVLAC	8.647.592
	e-mail	lucasti@ula.ve
	e-mail	
Fuenmayor, Francisco	ROL	CA <input type="checkbox"/> AS <input type="checkbox"/> TU <input type="checkbox"/> JU <input checked="" type="checkbox"/>
	CVLAC	2.884.145
	e-mail	franfuen@ula.ve
	e-mail	
	ROL	CA <input type="checkbox"/> AS <input type="checkbox"/> TU <input type="checkbox"/> JU <input type="checkbox"/>
	CVLAC	
	e-mail	
	e-mail	

Fecha de discusión y aprobación:

Año Mes Día

2013	11	22
------	----	----

Lenguaje: **SPA**

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 4/6

Archivo(s):

Nombre de archivo	Tipo MIME
tesis–perezalice.pdf	Application/pdf

Alcance:

Espacial: Nacional

Temporal: Temporal

Título o Grado asociado con el trabajo: Licenciado en Física

Nivel Asociado con el Trabajo: Licenciado

Área de Estudio: Física

Institución(es) que garantiza(n) el Título o grado:

UNIVERSIDAD DE ORIENTE

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 5/6



UNIVERSIDAD DE ORIENTE
CONSEJO UNIVERSITARIO
RECTORADO

CU N° 0975

Cumaná, 04 AGO 2009

Ciudadano
Prof. JESÚS MARTÍNEZ YÉPEZ
Vicerrector Académico
Universidad de Oriente
Su Despacho

Estimado Profesor Martínez:

Cumplo en notificarle que el Consejo Universitario, en Reunión Ordinaria celebrada en Centro de Convenciones de Cantaura, los días 28 y 29 de julio de 2009, conoció el punto de agenda **"SOLICITUD DE AUTORIZACIÓN PARA PUBLICAR TODA LA PRODUCCIÓN INTELECTUAL DE LA UNIVERSIDAD DE ORIENTE EN EL REPOSITORIO INSTITUCIONAL DE LA UDO, SEGÚN VRAC N° 696/2009"**.

Leído el oficio SIBI – 139/2009 de fecha 09-07-2009, suscrita por el Dr. Abul K. Bashirullah, Director de Bibliotecas, este Cuerpo Colegiado decidió, por unanimidad, autorizar la publicación de toda la producción intelectual de la Universidad de Oriente en el Repositorio en cuestión.

UNIVERSIDAD DE ORIENTE
SISTEMA DE BIBLIOTECA
RECIBIDO POR [Firma]
FECHA 5/8/09 HORA 5:30
UNIVERSIDAD DE ORIENTE que hago a usted a los fines consiguientes.

Cordialmente,

[Firma]
JUAN A. BOLANOS CUNVELO
Secretario



C.C: Rectora, Vicerrectora Administrativa, Decanos de los Núcleos, Coordinador General de Administración, Director de Personal, Dirección de Finanzas, Dirección de Presupuesto, Contraloría Interna, Consultoría Jurídica, Director de Bibliotecas, Dirección de Publicaciones, Dirección de Computación, Coordinación de Teleinformática, Coordinación General de Postgrado.

JABC/YGC/manuja

Apartado Correos 094 / Telfs: 4008042 - 4008044 / 8008045 Telefax: 4008043 / Cumaná - Venezuela

Hoja de Metadatos para Tesis y Trabajos de Ascenso – 6/6

Artículo 41 del REGLAMENTO DE TRABAJO DE PREGRADO (vigente a partir del II Semestre 2009, según comunicación CU-034-2009):

“Los Trabajos de Grado son de la exclusiva propiedad de la Universidad de Oriente, y sólo podrán ser utilizados para otros fines con el consentimiento del Consejo del Núcleo respectivo, quien deberá participarlo previamente al Consejo Universitario, para su autorización.”



Br. Alice G. Y. Pérez B.
Autor



Dr. Jesús Hernández
Asesor Externo



M. Sc. María Valera
Asesor Académico