

UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA  
FACULTAD DE CIENCIAS



**UN ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO DE  
ESTRELLAS T-TAURI EN LA ASOCIACIÓN  
ESTELAR ORIÓN OB1b CON LAMOST**

TESIS PROFESIONAL

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

**FÍSICO**

PRESENTA:

**LUISA FERNANDA ZAMUDIO RUVALCABA**

Ensenada, B.C.

Agosto de 2021

UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE BAJA CALIFORNIA

FACULTAD DE CIENCIAS

UN ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO DE ESTRELLAS  
T-TAURI EN LA ASOCIACIÓN ESTELAR ORIÓN OB1b  
CON LAMOST

TESIS PROFESIONAL

QUE PRESENTA

LUISA FERNANDA ZAMUDIO RUVALCABA

APROBADO POR:



---

DR. JESÚS OMAR HERNÁNDEZ ALARCÓN  
DIRECTOR DE TESIS



---

DR. ROBERTO VÁZQUEZ MEZA  
SINODAL



---

DR. CLAUDIO ISMAEL VALENCIA YAVES  
SINODAL



---

DR. JOSÉ MANUEL LÓPEZ RODRÍGUEZ  
SINODAL

*«The cosmos is within us. We're made of star-stuff. We are a way for the universe to know itself.»*

Carl Sagan

# Agradecimientos

Después de cuatro años de esfuerzo, llenos de horas de desvelo, sesiones de estudio, tareas y exámenes, que pusieron tanto nuestros conocimientos como nuestra perseverancia en prueba; finalmente me encuentro al final de mi carrera. Sin embargo, la llegada de este momento no habría sido posible de no ser por todas las personas que a lo largo de estos años me han ayudado y han influido en la persona que soy hoy en día. Es cierto que de poder mencionar a todas las personas que impactaron en mi vida de alguna u otra forma, esta tesis se extendería mas de lo necesario, por lo que a costa de ello tendré que limitarme, sin embargo esto no quiere decir que la gente no incluida no halla fungido un papel importante en mi formación.

A mis padres, a quienes nunca encontrare la manera de compensarles todo lo que han hecho por mi. Por siempre creer en mi y alentar esa flama de curiosidad, por su amor incondicional y por su completa disposición a apoyar mis sueños y aspiraciones. Mi inmensa gratitud es incapaz de expresarse en palabras pero aspiro mis acciones se aproximen a algo equiparable.

A mi director de tesis, el Dr. Jesús Hernández, a quien le estoy, y seguiré estando, profundamente agradecida por su tiempo, sabiduría, e inmensa paciencia en lo que fueron aproximadamente 2 años y medio de trabajo. Al Dr. Joaquín Bohigas, quien me introdujo al Dr. Hernández, dando inicio a esta travesía que finalmente se ha transformado en mi tesis. Al Instituto de Astronomía de la UNAM, Ensenada, que en muchas ocasiones sirvió como mi segundo hogar, así como a todo el personal e investigadores, especialmente aquellos del grupo de Formación estelar, entre ellos el Dr. Mauricio Tapia y el Dr. Carlos Román.

A todo el profesorado de la Facultad de Ciencias de la UABC, como el Dr. Roberto Vázquez, el Dr. Hector Ortiz Kerbertt, el Dr. Roberto Romo, la Dra. Aida Nava, el Dr. Manuel López, el Dr. Claudio Valencia, y muchos otros que me ayudaron a reafirmar mi convicción a dedicar el resto de mi vida a la física.

A mis amigos y compañeros de universidad, Leslie Frausto, Brandon Ruvalcaba y Luis Parra; mi segunda familia en Ensenada, a quienes les estaré eternamente agradecida por su amor y cariño. Aun me perpleja el que personas tan maravillosas formen parte de mi vida, y aun mas que sean mis amigos.

A la UNAM y a la beca del Programa de Apoyo a Proyectos de Investigación e Innovación Tecnológica (PAPIIT) que apoyo al proyecto IA102921.

A todos, muchísimas gracias.

# Resumen

Resumen de la tesis de Luisa Fernanda Zamudio Ruvalcaba presentada como requisito parcial para la obtención de la Licenciatura en Física. Ensenada, Baja California, México. Agosto de 2021.

## UN ESTUDIO ESPECTROSCÓPICO DE ESTRELLAS T-TAURI EN LA ASOCIACIÓN ESTELAR ORIÓN OB1b CON LAMOST

Se presenta un análisis espectroscópico de estrellas T-Tauri observadas con el espectrógrafo multi-fibra de campo amplio LAMOST (Liu et al., 2020) en la asociación estelar Orión OB1, centrándose específicamente en dos campos localizados en la sub asociación Orión OB1b. Tras un análisis de coherencia en movimientos propios y paralajes de GAIA-EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021) y la detección de la línea de Litio I 6708 Å, se obtuvo como resultado una muestra de 363 candidatas cinemáticas y 620 candidatas espectroscópicas, dando una muestra total de 983 estrellas analizadas. De esta muestra se determinaron tres parámetros principales: cinemáticos, obtenidos con el catalogo GAIA-EDR3; espectroscópicos, obtenidos con datos LAMOST y el programa SPTCLASS (Hernandez et al., 2017); y fotométricos infrarrojos, obtenidos con los catálogos 2MASS (Skrutskie et al., 2006) y WISE (Wright et al., 2010). Basado en el ancho equivalente de H $\alpha$  (EWH $\alpha$ ) y los tipos espectrales, se aplicaron los criterios establecidos por Briceño et al. (2019a) para la categorización de acuerdo a su clase de acretor (CTTS, WTTS, CWTTTS). Combinando 2MASS y WISE, se identificaron aquellas estrellas que en base a su exceso infrarrojo pudieran estar rodeadas por un disco protoplanetario. Para ello se realizó un análisis de las estrellas en las bandas W3 (12  $\mu$ m) y W4 (22  $\mu$ m). Con diagramas Hertzsprung-Russell se realizó una estimación de la edad y masa usando el programa MassAge (Hernandez et al. in prep) con los modelos evolutivos de MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017). Particularmente, las candidatas cinemáticas fueron detectadas basado en los valores característicos de movimiento propio y paralajes obtenidos por GAIA-EDR3 para una muestra de estrellas confirmadas como T-Tauri por Briceño et al. (2019a). De las 363 candidatas cinemáticas, 244 muestran la línea de Li I 6708 Å en absorción, el cual es un rasgo que confirma la juventud estelar. A esta muestra de estrellas T-Tauri la denominamos **BONA FIDE**. Finalmente se reportan 22 estrellas T-Tauri que no fueron identificadas previamente en el

catalogo en linea VizieR del Censo de Variabilidad de Orión OB1 II CIDA ([Briceño et al., 2019b](#)) y que no se encuentran categorizadas como estrellas jóvenes en la base de datos astronómicos SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)), dando como resultado de este trabajo la caracterización de 22 nuevas WTTS.

Resumen aprobado:



---

Dr. Jesús Omar Hernández Alarcón  
Director de tesis

# Abstract

Abstract of the thesis of Luisa Fernanda Zamudio Ruvalcaba presented as a partial requirement to obtain the bachelor degree in Physics.  
Ensenada, Baja California, Mexico. August 2021.

## A SPECTROSCOPIC STUDY OF T-TAURI STARS IN THE ORION OB1b STAR ASSOCIATION WITH LAMOST

A spectroscopic analysis of T-Tauri stars observed with the wide-field multi-fiber spectrograph LAMOST (Liu et al., 2020) in the Orion OB1 stellar association is presented, focusing on two fields located in the Orion OB1b subassociation. After a coherence analysis in proper motions and parallaxes of GAIA-EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021) and the detection of the Lithium I 6708 Å line, a sample of 363 kinematic candidates and 620 spectroscopic candidates was obtained as a result, giving a total sample of 983 analyzed stars. Three main parameters were determined from this sample: kinematic, obtained with the GAIA-EDR3 catalog; spectroscopic, obtained with LAMOST data and the SPTCLASS program (Hernandez et al., 2017); and infrared photometric, obtained with the 2MASS (Skrutskie et al., 2006) and WISE (Wright et al., 2010) catalogs. Based on the equivalent width of H $\alpha$  (EWH $\alpha$ ) and spectral types, the criteria established by Briceño et al. (2019a) for categorization according to their accretor class (CTTS, WTTS, CWTTS) were applied. Combining 2MASS and WISE, we identified those stars that on the basis of their infrared excess could be surrounded by a protoplanetary disk. For this purpose, an analysis of stars in the W3 (12  $\mu$ m) and W4 (22  $\mu$ m) bands was performed. With Hertzsprung-Russell diagrams, age and mass estimation was performed using the MassAge program (Hernandez et al. in prep) with the evolutionary models of MIST (Dotter, 2016) and PARSEC (Marigo et al., 2017). Particularly, kinematic candidates were detected based on the characteristic values of proper motion and parallaxes obtained by GAIA-EDR3 for a sample of stars confirmed as T-Tauri by Briceño et al. (2019a). Of the 363 kinematic candidates, 244 show the Li I 6708 Å line in absorption, which is a feature that confirms stellar youth. We denote this sample of T-Tauri stars as **BONA FIDE**. Finally, 22 T-Tauri stars that weren't previously identified in the VizieR Online Data Catalog: The CIDA Variability Survey of Orion OB1 II (Briceño et al., 2019b) and that aren't classified as young stars

in the SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)) astronomical database are reported, resulting in the characterization of 22 new WTTS as an outcome of this work.

Abstract approved:



---

Dr. Jesus Omar Hernández Alarcón  
Thesis director

# Índice general

Agradecimientos	II
Resumen	III
Abstract	v
Índice de figuras	XI
Índice de tablas	XVII
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Formación estelar . . . . .	1
1.1.1. Regiones de formación estelar . . . . .	2
1.1.2. Inicios de la formación estelar . . . . .	3
1.1.3. Protoestrellas . . . . .	4
1.1.4. Discos circunestelares . . . . .	4
1.1.5. Estrellas T-Tauri . . . . .	6
1.1.5.1. Estrellas T-Tauri clásicas . . . . .	7
1.1.5.2. Estrellas T-Tauri de líneas débiles . . . . .	9
1.1.5.3. Clasificación de estrellas CTTS y WTTS . . . . .	10
1.2. Observaciones y conceptos básicos aplicados a estrellas T-Tauri . . . .	11

1.2.1. Paralaje . . . . .	12
1.2.2. Magnitud . . . . .	14
1.2.3. Espectros . . . . .	17
1.2.4. Clasificación espectral . . . . .	19
1.2.5. Luminosidad y Temperatura efectiva . . . . .	22
1.2.6. Diagrama Hertzsprung-Russell . . . . .	26
1.2.7. Modelos teóricos . . . . .	28
1.2.8. Isócronas y Trazas evolutivas . . . . .	30
1.2.9. Velocidad radial y Movimiento propio . . . . .	31
<b>2. Antecedentes</b>	<b>36</b>
2.1. Asociación de formación estelar Orión OB1 . . . . .	36
2.1.1. Subregiones de la asociación OB1 . . . . .	37
<b>3. Observaciones</b>	<b>40</b>
3.1. LAMOST . . . . .	40
3.1.1. Estructura y distribución . . . . .	41
3.1.2. Datos de LAMOST . . . . .	44
3.2. Datos de GAIA-EDR3 . . . . .	46
3.2.1. Fotometría GAIA . . . . .	47
3.2.2. Datos cinemáticos: posición, movimientos propios y paralaje . . . . .	48
3.3. Datos fotométricos infrarrojos . . . . .	48
3.3.1. 2MASS (Two Micron All-Sky Survey) . . . . .	49
3.3.2. WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer) . . . . .	50
<b>4. Metodología</b>	<b>51</b>
4.1. Selección de la muestra . . . . .	51

4.1.1. Candidatas cinemáticas . . . . .	51
4.1.2. Candidatas espectroscópicas . . . . .	56
4.2. Análisis espectral . . . . .	56
4.2.1. SPTCLASS (SpT, Li I, H $\alpha$ ) . . . . .	56
4.2.2. Miembros espectroscópicos . . . . .	57
4.2.3. Tipos de acretores . . . . .	59
4.2.3.1. Criterios para CTTS . . . . .	60
4.2.3.2. Criterios para WTTS . . . . .	61
4.2.3.3. Criterios para CWTTTS . . . . .	61
4.3. Estimación de la extinción visual, masa y edad con MESSAGE . . . . .	62
4.4. Análisis infrarrojo . . . . .	65
<b>5. Resultados</b>	<b>70</b>
5.1. Análisis cinemático . . . . .	71
5.1.1. Distribución de distancia . . . . .	72
5.1.2. Distribución de movimiento propio . . . . .	74
5.2. Análisis espectroscópico . . . . .	76
5.2.1. Clases de acretores . . . . .	78
5.3. Diagrama Hertzsprung–Russell de la muestra . . . . .	80
5.3.1. Muestra BONA FIDE . . . . .	82
5.3.2. Muestra Nuevas TTS . . . . .	85
5.4. Obtención de extinción visual, masa y edad estelar . . . . .	87
5.4.1. Extinción visual . . . . .	87
5.4.1.1. Miembros cinemáticos ( <b>KMEM</b> ) . . . . .	87
5.4.1.2. Muestra <b>BONA FIDE</b> . . . . .	88
5.4.2. Estimación de la masa con MESSAGE . . . . .	89

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	x
5.4.2.1. Miembros cinemáticos ( <b>KMEM</b> ) . . . . .	90
5.4.2.2. Muestra <b>BONA FIDE</b> . . . . .	92
5.4.3. Estimación de la edad con <b>MESSAGE</b> . . . . .	94
5.4.3.1. Miembros cinemáticos ( <b>KMEM</b> ) . . . . .	94
5.4.3.2. Muestra <b>BONA FIDE</b> . . . . .	96
5.5. Análisis infrarrojo . . . . .	98
5.5.1. Exceso de infrarrojo . . . . .	98
<b>6. Discusión</b>	<b>101</b>
<b>7. Conclusión</b>	<b>107</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>110</b>
<b>Apéndices</b>	<b>128</b>
<b>A. Tabla de datos de la muestra total</b>	<b>129</b>
<b>B. Tabla de datos de las nuevas estrellas T-Tauri</b>	<b>131</b>

# Índice de figuras

1.1. Diagrama de estrella T-Tauri clásica (CTTS) y estrella T-Tauri de línea débil (WTTS). . . . .	7
1.2. Relación de velocidad de acreción en estrellas pre-secuencia principal en función de la masa estelar. × denotan enanas cafés y TTS en Tauro; ○ y objetos de la región superior representan enanas cafés y TTS en Ofiuco (Natta, A. et al., 2006); + y ■ indican estrellas de clase G-F y estrellas Herbig Ae (Calvet et al., 2004; García López et al., 2006). De Garcia (2011). . . . .	9
1.3. Paralaje . . . . .	13
1.4. Tipos de espectros de acuerdo con las tres leyes de Kirchhoff. . . . .	18
1.5. Clases espectrales en función de su temperatura superficial. . . . .	20
1.6. Relación de la intensidad relativa de líneas en función del tipo espectral. . . . .	21
1.7. Fuente luminosa isotrópica a una distancia $r$ de un detector de potencia por unidad de área. De Chromey (2016). . . . .	23
1.8. Espectro de radiación de cuerpo negro en función de su temperatura. . . . .	25
1.9. Diagrama temperatura-luminosidad Hertzsprung-Rusell. . . . .	27
1.10. Trazas evolutivas en el diagrama HR para masas estelares de $0.5 M_{\odot}$ a $15 M_{\odot}$ . De Schulz (2012). . . . .	29

1.11. Propiedades y componentes de la cinemática de una estrella. . . . .	32
1.12. Espectros estelares de una estrella estacionaria, en movimiento torno al observador, y en movimiento en contra al observador, y el efecto de corrimiento que esto tiene en las líneas del espectro. . . . .	33
2.1. Regiones y sub asociaciones de formación estelar dentro de Orión OB1. Segunda figura de Briceño et al. (2019a) . . . . .	37
3.1. Diagrama general de LAMOST. . . . .	41
3.2. Espejos $M_a$ y $M_b$ de LAMOST. . . . .	43
3.3. Campos observados por LAMOST en la asociación estelar de Orión OB1. . . . .	46
4.1. Distribución espacial de miembros TTS confirmados y con buena astrometría de Briceño et al. (2019a) (barra de color) y la muestra LAMOST (puntos grises). La barra de colores define diferentes distancias (en parsec). . . . .	53
4.2. Histograma de distancias de los miembros TTS confirmados y con buena astrometría de Briceño et al. (2019a) pertenecientes a la región de membresía. . . . .	54
4.3. Región de membresía de Orion OB1b definida en el espacio paralaje contra módulo de movimiento propio. . . . .	55
4.4. Diagrama Color infrarrojo (W3) vs Color infrarrojo (W4) para miembros de Sco Superior basado en datos de WISE. Se indican aquellos candidatos a discos en transición con cruces (+), a discos evolucionados con estrellas ( $\star$ ), y a discos de escombros con círculos ( $\circ$ ). De Luhman and Mamajek (2012). . . . .	67

4.5. Diagrama color-color ( $K_{\text{mag}}-W3_{\text{mag}}$  vs  $K_{\text{mag}}-W4_{\text{mag}}$ ) donde se definen las regiones de diferentes tipos de discos en el espacio (Thanathibodee et al., enviado a la revista). . . . . 69

5.1. Distribución espacial en 2D de las estrellas confirmadas como miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). La barra de color representa la distancia en unidades de parsec. . . . . 72

5.2. Distribución de la distancia para aquellas estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**) . . . . . 73

5.3. Distribución espacial en 3D de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. CLOSE**, representa las estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. FAR**, representa las estrellas con distancias mayores a 380 pc. . . . . 74

5.4. Distribución del movimiento propio en 3D de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. CLOSE**, representa las estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. FAR**, representa las estrellas con distancias mayores a 380 pc . . . . . 75

5.5. Distribución de los tipos espectrales. Se representan todos aquellos miembros de la muestra a los cuales se les calculó un tipo espectral usando SPTCLASS. La distribución espectral azul denota la muestra completa, mientras que la distribución espectral roja denota la muestra de aquellas estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b. Finalmente, el histograma verde denota estrellas con detección de litio en absorción. Esto implica que existe alta probabilidad de contaminación por estrellas con detección dudosa de litio o sin detección de la línea de litio ( $f_{\text{Li}} < 2$ ). . . . . 77

5.6. Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de  $H\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra de estrellas candidatas a miembros cinemáticos (**KMEM**) y miembros espectroscópicos (**SPT**) de OB1b. . . . . 79

5.7. Diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra de estrellas candidatas a miembros cinemáticos (**KMEM**) y miembros espectroscópicos (**SPT**) de OB1b. Los miembros espectroscópicos se distinguen de acuerdo con su bandera de Li:  $f_{\text{Li}}=2$  (+);  $f_{\text{Li}}=0$  (x);  $f_{\text{Li}}=1$  (o). Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. . . . . 80

5.8. Diagrama Hertzsprung-Russell para estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. Close**, estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. Far**, estrellas con distancias mayores a 380 pc. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. . . . . 81

5.9. Diagrama Hertzsprung-Russell para estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**) con presencia de Li I 6707Å en absorción, **BONA FIDE**. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. . . . . 82

5.10. Diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra **BONA FIDE**. Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. Close**, estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. Far**, estrellas con distancias mayores a 380 pc. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. . . . . 83

5.11. **1)** Diagrama Hertzsprung-Russell de los tipos de acretores de la muestra **BONA FIDE**. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. **2)** Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de H $\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra **BONA FIDE**. . . . . 84

5.12. **1)** Diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra NEW\_Luisa\_TTS. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. **2)** Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de H $\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra NEW\_Luisa\_TTS.datos. . . . . 86

5.13. Distribución de la extinción visual de la muestra de candidatos a miembros cinemáticos (**KMEM**) de OB1b. . . . . 88

5.14. Distribución de la extinción visual de la muestra **BONA FIDE**. . . . . 89

5.15. Distribución de masas estimadas para: **1)** la muestra **KMEM**, **2)** la muestra **KMEM** distinguida en función de su distancia por dos grupos, **CLOSE** y **FAR**. . . . . 91

5.16. Distribución de masas estimadas para: **1)** la muestra **BONA FIDE**,  
**2)** la muestra **BONA FIDE** distinguida en función de su distancia  
por dos grupos, **CLOSE** y **FAR**. . . . . 93

5.17. Distribución de edades estimadas para: **1)** la muestra **KMEM**, **2)**  
la muestra **KMEM** distinguida en función de su distancia por dos  
grupos, **CLOSE** y **FAR**. . . . . 95

5.18. Distribución de edades estimadas para: **1)** la muestra **BONA FIDE**,  
**2)** la muestra **BONA FIDE** distinguida en función de su distancia  
por dos grupos, **CLOSE** y **FAR**. . . . . 97

5.19. Diagramas color-color usado para caracterizar el tipo de disco presente  
en la muestra estudiada. Se muestran las regiones aproximadas para  
cada tipo de disco (Thanathibodee et al., enviado a la revista). . . . . 99

5.20. Diagrama de ancho equivalente de  $H\alpha$  versus  $K_{mag}-W3_{mag}$ . Se evi-  
dencia que algunas WTTS muestran niveles de excesos infrarrojos  
similares a las CTTS. Esto sugiere que el disco puede estar presente  
pero en un estado relativamente pasivo en términos de acreción. . . . 100

# Índice de tablas

I.	Detalles sobre los campos observados por LAMOST en la sub asociación Orión OB1b. . . . .	45
II.	Longitudes de onda de las bandas $G$ , $G_{BP}$ , $G_{RP}$ de GAIA EDR3. . .	47
III.	Parámetros de selección de paralaje y módulo de movimiento propio para miembros de la sub asociación Orion OB1b. . . . .	54
IV.	Criterios de selección para diferentes tipos de acretores: CTTS, WTTS, CWTTS. Usando los parámetros de tipo espectral y $H\alpha$ como se hace mención en Briceño et al. (2019a). . . . .	60
V.	Selección de miembros cinemáticos de la sub asociación OB1b. . . . .	71
VI.	Cantidades de los tipos de acretores para la muestra de candidatas cinemáticas y candidatas espectroscópicas de OB1b. . . . .	79
VII.	Cantidades de estrellas de la muestra completa ( <b>ALL</b> ), de candidatos a miembros cinemáticos de OB1b ( <b>KMEM</b> ), de candidatas espectroscópicas ( $f_{Li}=2$ ) y de la muestra <b>BONA FIDE</b> , con buena fotometría y nula contaminación en las bandas infrarrojas $K$ , $W3$ y $W4$ . . . . .	99
VIII.	22 nuevas estrellas T-Tauri identificadas . . . . .	133

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Formación estelar

Observadas desde la Tierra, las estrellas apreciables en el firmamento celeste no parecen más que diminutos puntos brillantes, apariencia que justifica en parte las percepciones que poseían los antiguos pensadores sobre ellas. Con los años, el entendimiento sobre estos objetos ha evolucionado y hemos llegado a aprender que, contrario a tratarse de objetos fijos, las estrellas son en términos muy básicos: esferas de gas a altísimas temperaturas, ubicadas a cientos o miles de años luz de distancia de nosotros, y que fundamentalmente nacen, evolucionan y mueren. Esta capacidad de evolución en las estrellas es lo que primordialmente las vuelve tan importantes en el amplio esquema del Universo. Las estrellas pueden ser descritas como plantas recicladoras, que toman elementos y materiales presentes en el medio interestelar, los convierten en elementos más pesados en el interior de sus núcleos, (regiones con altos niveles de presión y temperatura), y llegada su muerte, los devuelven al medio, enriqueciéndolo. Sin embargo, esta capacidad no se formaliza sin haber primero cruzado las etapas primigenias de la vida de una estrella.

Precisamente durante el proceso de nacimiento de estos objetos es que sus características y su línea evolutiva son establecidas, dictando así su futura evolución a lo largo de la secuencia principal y consecuentemente terminando en una muerte vinculada directamente con sus condiciones iniciales. El estudio de la formación estelar se distingue como un área que se vincula con muchas otras, abarcando desde la formación galáctica hasta el origen del sistema solar. Así mismo, el entendimiento de la evolución estelar en sus primeras etapas ha avanzado sustancialmente en las últimas décadas, resultado parcial de las mejoras en las técnicas de observación, particularmente en la región del infrarrojo y el radio. Mucho se ha aprendido acerca de la formación estelar, la formación de un disco protoplanetario y los procesos de acreción en la pre-secuencia principal como para resultar en un bosquejo claro que va desde la formación de la estrella hasta el surgimiento de un nuevo sistema planetario. Sin embargo, aún tenemos varios problemas fundamentales pendientes por resolver para conocer a detalle el vínculo entre la formación estelar y planetaria.

### **1.1.1. Regiones de formación estelar**

De acuerdo con las observaciones, se sabe que las estrellas jóvenes no se encuentran distribuidas aleatoriamente en nuestra galaxia, la Vía Láctea. Se les puede encontrar cerca o dentro de nubes de gas molecular relativamente denso. Esto debido a que el proceso de formación estelar solo puede comenzar dentro de un espacio con las condiciones ideales. De hecho, la formación de una estrella se trata del punto culminante de un proceso más largo que comienza en regiones de baja densidad y concluye en regiones densas y frías.

Las regiones de formación estelar se encuentran embebidas en el medio interestelar, que es el espacio intermedio entre las estrellas de una galaxia, y donde el gas

interestelar es la materia prima de la que parten las estrellas. Esta conversión de gas a estrella es un proceso que conlleva una serie de condensaciones sucesivas que van compactando la masa de un fluido que anteriormente era tenue. En la Vía Láctea, así como en otras galaxias espirales, las regiones de formación estelar generalmente se encuentran cerca del plano de la galaxia.

### 1.1.2. Inicios de la formación estelar

Se comienza con la formación de grandes estructuras conformadas por enormes masas de gas tenue, de las cuales se generan nubes opacas y muy frías. Estas regiones están formadas por diferentes elementos, principalmente hidrógeno, helio, oxígeno, nitrógeno y carbono; dando lugar así a la formación de moléculas dentro de las que son conocidas como nubes moleculares.

Las nubes moleculares se hallan dentro de las galaxias, esparcidas en las secciones de mayor densidad y menor temperatura. También pueden variar en tamaño. Las nubes moleculares gigantes (*Giant Molecular Clouds*, GMC por sus siglas en inglés) poseen la combinación perfecta para activar la formación estelar. Con una composición de 1% de polvo y 99% de gas, bajas temperaturas y alta densidad, se les puede encontrar en los brazos de las galaxias espirales. En particular, se ha observado que la Vía Láctea es hogar de algunas de estas regiones, tales como las regiones de formación estelar de Orión, Tauro, Cygnus y entre otras.

En general, la formación estelar requiere de un aspecto principal, y ese es que la gravedad supere las fuerzas resistivas producidas por la presión térmica del gas, el movimiento turbulento, y los campos magnéticos. Esto explica cómo este proceso se lleva a cabo en regiones de nubes moleculares frías que presentan un bajo índice de movimientos, ya que la energía cinética (o de movimiento) es mayor al tener mayor

temperatura un sistema.

Estas nubes se segmentan en una serie de condensaciones más densas que continúan contrayéndose bajo la influencia gravitatoria, proceso conocido como fragmentación. La fragmentación implica el colapso continuo y la división dentro de la nube molecular en regiones más pequeñas, densas y calientes llamadas *burbujas*. Debido principalmente a la interrelación entre la energía gravitatoria y la energía térmica, las GMC entran a un proceso de fragmentación jerárquica en donde se crean pocas burbujas de alta masa y muchas burbujas de baja masa.

### 1.1.3. Protoestrellas

Las burbujas de alta densidad y temperatura antes mencionadas son las llamadas protoestrellas y se tratan de la etapa anterior a una estrella formal. Son objetos autogravitantes que no poseen aún suficiente temperatura en su centro para comenzar el proceso de fusión nuclear.

Sin embargo, el colapso gravitacional aún continúa y cuanto más cae la protoestrella sobre sí misma, la presión y la temperatura aumentan proporcionalmente en el centro alcanzando las temperaturas adecuadas para convertir hidrógeno a helio en la etapa de la secuencia principal, cuando la estrella formalmente nace. Tanto en el proceso de colapso, como en la etapa estelar, existe un equilibrio entre la fuerza de gravedad y la presión térmica. Este equilibrio generalmente perdura a lo largo de la vida estelar, y cuando se rompe completamente marca el fin de la vida de la estrella.

### 1.1.4. Discos circunestelares

En el colapso de la protoestrella, y debido a la conservación del momento angular, se forma un disco de acreción en el ecuador de la protoestrella rotatoria. El disco

transfiere materia a la estrella mediante el proceso conocido como acreción, mientras que una parte de este material se desplaza hacia las partes externas del disco para conservar el momento angular del sistema. Este disco, por medio de crecimiento de polvo y aglomeración de material, da lugar a la formación de planetas en futuras etapas evolutivas lo que explica porque también se le da el nombre de disco protoplanetario. Debido a este proceso de formación de planetas y a la fotoevaporación del disco, el disco protoplanetario se disipa, quedando un nuevo sistema planetario.

En el proceso de evolución de polvo los discos protoplanetarios se pueden distinguir en ([Luhman and Mamajek, 2012](#)):

- **Discos completos (full-disks):** Son discos primordiales (99 % gas y 1 % polvo), ópticamente gruesos, acampanados y en donde la distribución espectral de energía no evidencia estructuras producidas por mecanismos de disipación del disco.
- **Discos en pre-transición y discos en transición:** En estos discos se aprecia disminuciones locales de material en forma de zanjas (en pre-transición) o huecos internos (transición) que reflejan disminución de flujo en el cercano y mediano infrarrojo al compararlos a los discos completos. Uno de los escenarios que se infieren para el origen de estas zanjas o huecos en el disco, es la presencia de planetas gigantes.
- **Discos evolucionados.** Son discos que evidencian un decrecimiento general en la distribución espectral de energía, casi independiente de la longitud de onda. Se cree que este tipo de discos se genera por una mayor concentración del material del disco en su plano medio, produciendo menor emisión infrarroja del disco en todas las longitudes de ondas.

- **Discos de escombros.** A diferencia de los discos anteriores, los discos de escombros están compuestos por polvo de segunda generación. Es decir, primero el disco genera suficientes sólidos (asteroides, planetesimos) los cuales chocan entre sí produciendo el polvo observado en estos discos. Aproximadamente se compone por 99 % polvo y 1 % gas.

Generalmente, las estrellas jóvenes con disco protoplanetario se dividen en estrellas Clásicas T-Tauri ( $M_* < 2M_\odot$ ) y las estrellas Herbig Ae/Be ( $M_* > 2M_\odot$ ). En este trabajo nos enfocaremos en las estrellas T-Tauri, las cuales se esperan a que sean más numerosas debido al proceso de fragmentación mencionado previamente.

### 1.1.5. Estrellas T-Tauri

Las estrellas tipo T-Tauri (TTS, del inglés *T-Tauri Stars*) son estrellas pre-secuencia principal de baja masa ( $M \leq 2M_\odot$ ) y de tipo espectral K y M, que se identifican como jóvenes debido a la presencia de Li I 6707 Å en absorción (ancho equivalente  $EW_{Li} \geq 0.1$  Å). El litio es un elemento volátil que se destruye al alcanzar temperaturas de  $2.5 \times 10^6$  K (e.g. [Arancibia-Silva, J. et al., 2020](#)). Las estrellas T-Tauri transportan su energía desde el centro a la superficie de forma convectiva. Esto implica que el material que observamos en la fotosfera con temperaturas menores a 5000 K, es transportado hacia adentro de la estrella donde alcanzan las temperaturas necesarias para destruir el litio. De igual forma por la convección, el material pobre en litio es transportado de vuelta a la fotosfera. Esto implica que el material que originalmente estaba enriquecido con litio primigenio, al pasar unos 10-20 millones de años se ve sustancialmente reducido. De esta forma, la principal línea de litio observada en el óptico a 6707 Å es un excelente indicador de juventud estelar ([Soderblom et al., 2014](#)). Además del rasgo espectroscópico del litio, las estrellas T-Tauri

pueden presentar líneas Balmer del hidrógeno en emisión, producidas por actividad cromosférica o por el fenómeno de acreción estelar.

Las TTS se distinguen en dos subtipos principales: las TTS clásicas (CTTS, del inglés *Classic T-Tauri Stars*), estrellas con un disco protoplanetario que se encuentra activamente acretando material del disco hacia la estrella; y las TTS de líneas débiles (WTTS, del inglés *Weak-line T-Tauri Stars*), que no poseen disco de acreción. La Figura 1.1 muestra la distinción entre ambas clases de estrellas T-Tauri:

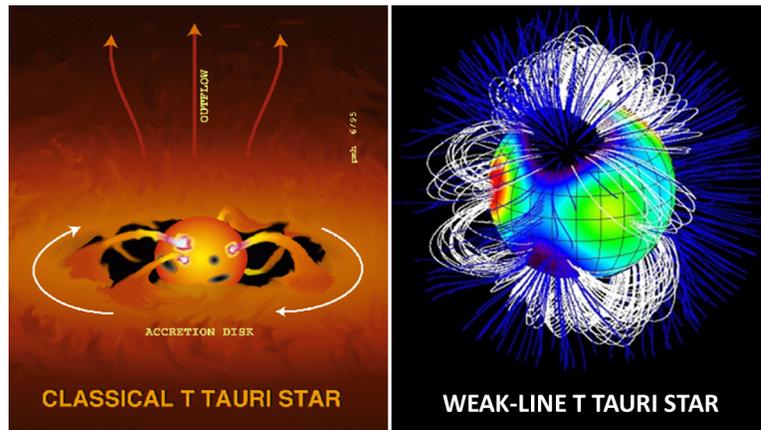


Figura 1.1. Diagrama de estrella T-Tauri clásica (CTTS) y estrella T-Tauri de línea débil (WTTS).

#### 1.1.5.1. Estrellas T-Tauri clásicas

Las estrellas tipo CTTS son modeladas con un disco circunestelar que se encuentra acretando gas hacia la estrella. El polvo se destruye generalmente a temperaturas superiores a 1000-2000 K, creando una pared interna en el disco que es calentada directamente por la estrella (disco interno). La parte interna del disco emite en el infrarrojo cercano y medio debido a la emisión térmica del polvo (Karl E. Haisch et al., 2001; Braga-Ribas et al., 2014). Sin embargo, debido a la generación de estructuras (brechas y huecos internos) en el disco, algunos objetos presentan excesos

muy tenues, incluso en ocasiones ausentes en el infrarrojo cercano y medio (Williams and Cieza, 2011; Alexander et al., 2014).

Inicialmente el disco protoplanetario de acreción esta constituido por 1 % de polvo y 99 % de gas. Con el actual desarrollo de la astronomía infrarroja y milimétrica se ha vuelto posible la observación directa de las formas y estructuras presentes en la componente de polvo del disco, detectado por re-emisión térmica. Particularmente, instrumentos como el ALMA (*Atacama Large Millimetric Array* por sus siglas en ingles) permiten no solo resolver espacialmente la distribución de polvo del disco en estrellas jóvenes cercanas, sino que además permite inferir la distribución del gas detectado por rasgos espectroscópicos y moléculas. En observaciones espacialmente no resueltas, la re-emisión de la componente de polvo se detecta como excesos de flujos infrarrojos en adición al flujo esperado desde la fotosfera estelar.

Las columnas magnéticas de acreción y las regiones de choque en la estrella, generan rasgos detectables como excesos de flujos ultravioleta y líneas en emisión. Estos rasgos están relacionados a la componente de gas del disco. Principalmente, la velocidad con que el disco transfiere gas a la estrella, denominado tasa de acreción, la cual se mide en masas solares por año. El exceso de flujo ultravioleta en radiación corresponde a la energía potencial liberada y está directamente relacionada a la tasa de acreción. Además, a mayor tasa de acreción se espera mayor emisión en líneas espectrales, particularmente en el óptico, siendo la línea trazadora de acreción la línea  $H\alpha$  a 6563 Å.

Algo de particular interés es la relación entre la velocidad de acreción del disco y su evolución en función de la masa que se acreta hacia la estrella central. Es decir que a mayor masa en la estrella central se espera una incremento en la velocidad con la que la materia es acretada desde el disco, dando como resultado una vida mas

corta para el disco de acreción en aquellas estrellas masivas, tal y como se muestra en la Figura 1.2.

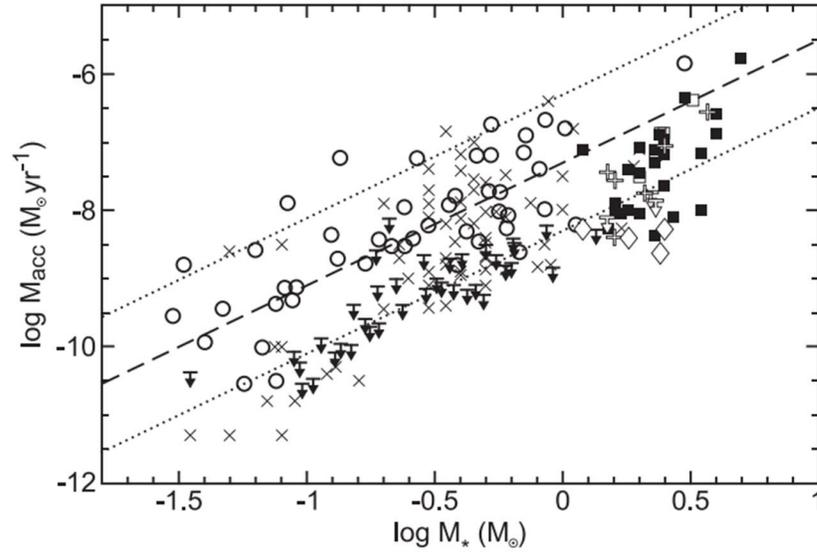


Figura 1.2. Relación de velocidad de acreción en estrellas pre-secuencia principal en función de la masa estelar.  $\times$  denotan enanas café y TTS en Tauro;  $\circ$  y objetos de la región superior representan enanas café y TTS en Ofioco (Natta, A. et al., 2006);  $+$  y  $\blacksquare$  indican estrellas de clase G-F y estrellas Herbig Ae (Calvet et al., 2004; García López et al., 2006). De Garcia (2011).

Además de la tendencia de menor tasa de acreción con estrellas de menor masa, también existe la tendencia en donde la tasa de acreción disminuye al ser la estrella más vieja. Esto se debe a la evolución del disco protoplanetario de acreción, llegando a la fase de estrellas T-Tauri de línea débil donde la acreción no es detectable y el disco protoplanetario esta mayormente disipado.

#### 1.1.5.2. Estrellas T-Tauri de líneas débiles

Las estrellas WTTS son estrellas que ya finalizaron su proceso de acreción estelar. Así, no se espera observar excesos de flujo ultravioleta y líneas de emisión relativamente fuertes. Estas estrellas presentan una emisión en  $H\alpha$  más débil que la

apreciable en CTTS, de ahí el nombre de estrellas T-Tauri de línea débil o emisión débil. La emisión de gas caliente observable en las WTTS se debe principalmente a actividad coronal y magnética cromosférica. Similar a la observada en el Sol, pero a mayores órdenes de magnitud.

En general, las WTTS no muestran exceso de flujo infrarrojo, parámetro importante para la detección de la componente de polvo del disco. Sin embargo, existen estrellas que pueden clasificarse como WTTS y aun poseer discos protoplanetarios. Estos objetos, se denominan acretores lentos y marcan el final de la fase de acreción (Thanathibodee et al., 2018).

Las edades de poblaciones de WTTS son similares a aquellas de CTTS (Kenyon and Hartmann, 1995). Por lo que, aun cuando las CTTS eventualmente dejan de acretar desde sus discos y pasan a transformarse en WTTS, la edad no representa un factor clave para determinar la presencia o no de un disco de acreción. Es decir, en un cúmulo estelar joven pueden coexistir las CTTS y las WTTS. Sin embargo, la fracción de CTTS sobre la población total disminuye con la edad del cúmulo (Briceño et al., 2019a).

### 1.1.5.3. Clasificación de estrellas CTTS y WTTS

Uno de los rasgos más usados para diferenciar CTTS de las WTSS es la línea  $H\alpha$  en emisión. Aunque se espera que la contribución más importante provenga de las columnas y regiones de choques de acreción (Figura 1.1), aún se pueden tener contribuciones significativas de actividad cromosférica, así como de vientos y eyecciones estelares (Duchêne et al., 2017).

Originalmente se usaba un valor de 10 Å de ancho equivalente para separar estrellas CTTS y WTTS (Herbig and Bell, 1988). Debido a que las estrellas TTS son

muy activas, [White and Basri \(2003\)](#) propone variar el límite entre CTTS y WTTS dependiendo del tipo espectral de la estrella. Particularmente, para estrellas de tipo espectral K, un valor de ancho equivalente de  $5 \text{ \AA}$  es suficiente, debido a que tanto estrellas cromosféricamente activas y binarias no presentan anchos mayores ([Strassmeier et al., 1990](#); [Montes et al., 1995](#)). El límite correspondiente para estrellas M tempranas y tardías es de 10 y  $20 \text{ \AA}$ , respectivamente. Basado en estos estimados, [Briceño et al. \(2019a\)](#) propuso las siguientes ecuaciones para separar CTTS y WTTS:

$$\log EWH\alpha = 0.09 \times SpT - 5.100 \quad (1.1)$$

$$\log EWH\alpha = 0.09 \times SpT - 5.345 \quad (1.2)$$

Estrellas con emisiones mayores a lo propuesto por la ecuación [1.1](#) son consideradas como CTTS, mientras que estrellas con emisiones menores a la ecuación [1.2](#) son consideradas WTTS. [Briceño et al. \(2019a\)](#) también definió la clase CWTTS entre esos dos límites y definen el tipo de objetos que probablemente se encuentren al final de su etapa de acreción (acretores lentos).

## 1.2. Observaciones y conceptos básicos aplicados a estrellas T-Tauri

El conocimiento actual de las estrellas, incluyendo la fase T-Tauri, tiene su fundamento en el análisis de parámetros observables que discutiremos a continuación.

### 1.2.1. Paralaje

El estudio de las estrellas es una actividad que requiere del conocimiento de ciertas características esenciales, entre ellas, y de las más importantes viene siendo la distancia. El problema del cálculo de las distancias estelares es uno de particular interés en la historia de la astronomía. Para el año 1619 el astrónomo alemán Johannes Kepler había conseguido estimar las distancias relativas de la mayoría de los planetas del Sistema Solar con respecto al Sol con trigonometría. Sin embargo, la medición de las distancias estelares se trata de una hazaña completamente diferente que necesita ser afrontada desde un enfoque diferente.

Muchos métodos han sido desarrollados para el cálculo de las distancias estelares: ya sea haciendo uso de estrellas variables, del color, o de la naturaleza expansiva del Universo; sin embargo, el método único de medición directo es el de *paralaje estelar*, también conocido como paralaje trigonométrico.

Se sabe que la distancia promedio del Sol a la Tierra es de 1 AU (del inglés *Astronomical Unit*, donde la unidad astronómica es una unidad de distancia utilizada primordialmente en mediciones dentro del Sistema Solar), que es alrededor de 149.5 millones de kilómetros, así como, que la Tierra gira alrededor del Sol una vez cada año en una órbita casi circular. Por ende, dos veces al año la Tierra se encontrará en posiciones diametralmente opuestas de su órbita, con un intervalo de seis meses entre sí, dando como resultado una distancia entre ambos puntos de 299 millones de kilómetros de longitud, tal como muestra la Figura 1.3. De acuerdo con este cambio en la posición de la Tierra a lo largo del año, es razonable asumir que las estrellas que se encuentran más cercanas aparecerán ligeramente desplazadas, algo que efectivamente se observa.

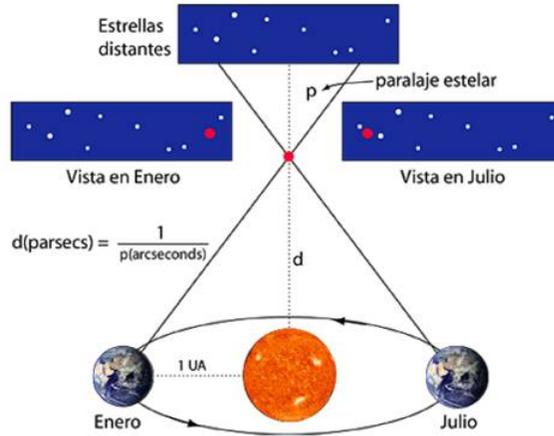


Figura 1.3. Paralaje

Esta variación es medida en unidades angulares, y el valor angular de este cambio aparente en la posición de una estrella puede ser medido con precisión. Por su parte, el desplazamiento máximo de una estrella con respecto a su posición media (que viene siendo la mitad del desplazamiento total), es igual al ángulo formado en el centro de la estrellas por dos líneas trazadas desde los extremos de un radio de la órbita de la Tierra. El paralaje de una estrella es entonces el ángulo bajo el cual se vería desde la estrella el semidiámetro de la órbita terrestre. Mientras más cerca se encuentre la estrella, mayor será el paralaje y viceversa. La siguiente expresión relaciona el cambio angular en posición de una estrella observada desde la Tierra y la distancia a la cual se encuentra dicha estrella:

$$d = \frac{1}{p} \quad (1.3)$$

donde  $p$  denota el ángulo de paralaje en unidades de arco segundo y  $d$  denota la distancia en unidades de parsecs. El parsec se trata de la unidad fundamental de distancia en astronomía.

Proveniente de la unión de las palabras *Parallax* *Second* = parsec (pc), se en-

cuentra definido de la siguiente manera: una estrella con paralaje de 1 arco segundo se encuentra a una distancia de 1 parsec. Donde 1 parsec (pc) es equivalente en otras unidades de distancia a:  $1 \text{ pc} = 206,265 \text{ AU} = 3.26 \text{ ly} = 3.086 \times 10^{13} \text{ km}$ .

### 1.2.2. Magnitud

En términos generales, la *magnitud* es la cantidad medida de brillo observado de una estrella u otro cuerpo celeste. Particularmente se manejan dos tipos de magnitudes: la magnitud aparente y la magnitud absoluta.

La *magnitud aparente* es tal como lo indica el nombre, la medida de que tan brillante aparenta ser una estrella vista desde la Tierra. Depende no solo de la magnitud absoluta o real de la estrella si no también de la distancia a la que se encuentre la estrella del observador. Asimismo, la magnitud aparente se ve afectada por nubes de material interestelar absorbente que opacan la luz de las estrellas más distantes, o que se encuentran en nubes moleculares, resultando en magnitudes aparentes mucho más débiles de lo que serían en el caso estándar.

El concepto de la magnitud aparente surge por primera vez en la astronomía antigua, cuando los astrónomos de ese entonces agrupaban las estrellas del firmamento celeste de acorde a que tan brillantes eran. Llamaron de primera magnitud a las estrellas más brillantes del cielo, de segunda magnitud al grupo más débil que les seguía, y así sucesivamente, hasta llegar a las estrellas que a duras penas lograban distinguirse y que denotaron como de sexta magnitud. Tras ello, se asumió que el promedio de estrellas de primera magnitud serían de un brillo cien veces mayor que el promedio de estrellas de sexta magnitud, tal y como aún se maneja hoy en día.

Esta relación de proporcionalidad concuerda con la manera en la que el ojo humano responde al incremento en brillo de las estrellas. Lo que el ojo aprecia como un

incremento lineal en el brillo, no es más que el incremento logarítmico de la energía que emite la estrella, donde el factor de incremento está denotado por la raíz quinta de 100, es decir 2.512 veces más brillante.

Por cuestiones históricas los objetos más brillantes están identificados por valores de magnitud aparente más negativos, mientras que aquellos objetos más tenues tendrán magnitudes de valores positivos. Matemáticamente, la magnitud  $m$  de una estrella se determina por medio del siguiente cálculo:

$$m = -2.5 \log \frac{F_{obs}}{F_o} \quad (1.4)$$

donde  $F_{obs}$  denota la densidad de flujo observada al usar el filtro espectral correspondiente a la banda espectral de observación, y  $F_o$  representa el flujo de referencia de una estrella de magnitud 0 con un filtro fotométrico. Para este segundo parámetro usualmente se usa el flujo observado de la estrella Vega.

Si por el contrario se desea determinar la diferencia de magnitudes entre dos estrellas  $m_1$  y  $m_2$ , de acuerdo con sus flujos observados  $F_1$  y  $F_2$  respectivamente, entonces se utiliza la siguiente expresión:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{F_1}{F_2} \quad (1.5)$$

La *magnitud absoluta* de una estrella es una medida de luminosidad o cuánta luz realmente está irradiando hacia el espacio. Ya que la magnitud aparente es dependiente de la distancia y la luminosidad que posee una estrella, es necesaria corregirla para que refleje condiciones físicas reales. Por ello es necesario una medida que nos estipule las luminosidades reales de las estrellas de forma individual, independiente de la distancia.

Si imaginamos que tenemos un arreglo de varias estrellas, de distintos grados de brillo, colocadas a la misma distancia del observador y sin material contaminante en el medio interestelar, podríamos hacer uso de sus magnitudes aparentes para determinar sus respectivas luminosidades, ya que las estrellas intrínsecamente brillantes se verían brillantes y las intrínsecamente débiles se verían débiles. Sin embargo, sabemos que el brillo de una fuente es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia, con lo que, conocida la distancia es relativamente sencillo calcular el brillo aparente correspondiente a una estrella que se encuentra a una distancia diferente.

La magnitud absoluta entonces se define como la magnitud aparente que tendría una estrella de encontrarse a una distancia de 10 pc. Con lo que, combinando la ley que estipula la relación inversamente proporcional al cuadrado de la distancia con el brillo, y la fórmula de la luminosidad relativa, es posible obtener dos expresiones que relacionan la magnitud absoluta de una estrella con su distancia en términos de parsecs y su equivalente en paralaje:

$$\begin{aligned} M &= m + 5 + 5 \log p - A \\ M &= m + 5 - 5 \log d - A \end{aligned} \tag{1.6}$$

donde  $m$  denota la magnitud aparente de la estrella,  $p$  el paralaje en arco segundo, y  $d$  la distancia en parsec. El valor de  $A$  toma en cuenta las magnitudes absorbidas por el medio interestelar. Esta expresión es usada comúnmente en el cálculo de la distancia a una estrella, teniendo a la mano los valores conocidos de la magnitud absoluta y aparente de esta. Particularmente, aquellas estrellas que se encuentran a distancias mayores de 10 pc tienen una magnitud aparente numéricamente mayor que su magnitud absoluta, tal es el caso de la estrella Polaris a 130 pc con una magnitud aparente de +2.0 y una magnitud absoluta de -4.1. Caso contrario es para

las estrellas a menos de 10 pc, donde su magnitud aparente es más pequeña que su magnitud absoluta, tal como Sirius a 2.6 pc con una magnitud aparente de -1.4 y magnitud absoluta de +1.5.

### 1.2.3. Espectros

En la astronomía la manera en la que se identifican las características de una estrella no es solo por medio de su luminosidad, si no también por medio de su espectro. El *espectro* de un objeto no es más que la forma en la que se encuentra distribuida la luz en función de su longitud de onda. Por medio del espectro de una estrella es posible determinar aspectos tales como su: composición química, presión, densidad, temperatura, velocidad de rotación y velocidad radial.

La espectroscopia es la disciplina involucrada con el estudio y análisis de espectros. Existen tres tipos principales de espectros, cada uno producido bajo diferentes circunstancias físicas que se denotan en la Figura 1.4, y que fueron identificadas por primera ocasión por el físico Gustav Kirchhoff y el químico Robert Bunsen, tras un experimento realizado en 1859. De acuerdo con los resultados obtenidos, Kirchhoff desarrollo lo que hoy en día conocemos como sus tres leyes de la espectroscopia:

1. **Espectro continuo:** Se trata de la distribución continua del espectro electromagnético en todo el intervalo de longitudes de onda, y es apreciable en fuentes calientes y densas. Esta distribución se halla en función de la temperatura y sigue la emisión de un cuerpo negro o función de Planck.
2. **Espectro de emisión:** Es el espectro apreciable cuando se observa una fuente emisora tal como un gas caliente. Describiendo esto desde un enfoque atómico, las líneas brillantes del espectro de emisión se producen cuando un electrón salta desde un nivel de energía superior a uno inferior. Esto resulta en la emisión

de energía en la forma de luz con una longitud de onda que es inversamente proporcional a la diferencia de energía de ambos niveles; y debido a que cada átomo posee un arreglo característico de niveles energéticos, cada elemento tendrá un conjunto de líneas brillantes específicas. Las líneas brillantes del espectro de emisión denotan entonces la composición química de la fuente.

3. **Espectro de absorción:** Es el espectro producido tras la observación de una fuente caliente y densa detrás de un gas frío. Las líneas oscuras corresponden en este caso a la composición química del gas frío, el cual, al estar compuesto por átomos, tiene la capacidad de absorber y re-emitir fotones provenientes de la fuente caliente y densa que emite un espectro continuo. La re-emisión de estos fotones es isotrópica, lo que resulta en las líneas oscuras en el espectro continuo, correspondientes a una deficiencia de fotones en esas longitudes de onda debido a que se redirigen a direcciones diferentes al observador. Las líneas oscuras en el espectro son equivalentes a los espectros de emisión del elemento o molécula presente en el gas caliente.

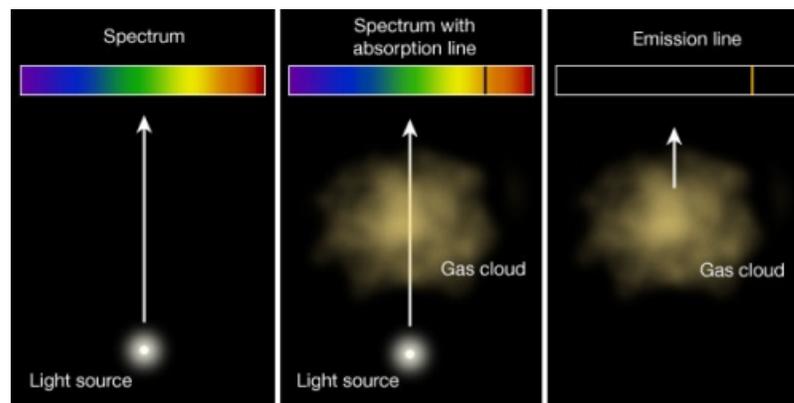


Figura 1.4. Tipos de espectros de acuerdo con las tres leyes de Kirchhoff.

El espectro de absorción, es de vital importancia en la observación y estudio de estrellas. Un claro ejemplo de ello es el Sol que consiste de una fuente densa y

caliente (en la forma de plasma en su núcleo) que emite un espectro continuo, y está cubierta por una atmósfera gaseosa de baja densidad y más fría, su fotosfera. Al pasar la luz de la fuente continua a través de la fotosfera, esta segunda absorbe las longitudes de onda características de su composición química. La comparación de estas líneas oscuras con espectros de emisión obtenidos en laboratorio dio lugar al descubrimiento que hicieron Kirchhoff y Bunsen, con el cual confirmaron la presencia de elementos como el potasio, hierro y calcio en la atmósfera solar.

Esta forma de caracterización persiste en la actualidad y su metodología ha evolucionado a la par con el desarrollo tecnológico de la disciplina, volviendo el análisis espectral de las estrellas una tarea mucho más sencilla y detallada, con resultados relevantes para conocer mejor los objetos celestes.

#### 1.2.4. Clasificación espectral

Cuando se observan y comparan espectros de absorción de diferentes estrellas se vuelven claras las diferencias entre estos, así como las similitudes que dan lugar a agrupaciones entre estrellas de características parecidas. La distinción de estos grupos espectrales fue una tarea que llevó a cabo la astrónoma estadounidense Annie Jump Cannon (1863-1941), quien tras examinar y clasificar los espectros de 225,300 estrellas modificó el sistema de clasificación de ese entonces a la forma usada hoy en día: O, B, A, F, G, K, M, (memorizado por estudiantes de astronomía con la frase: *Oh Be A Fine Girl/Guy Kiss Me*). Su esquema estaba basado en la prominencia de las líneas de absorción del hidrógeno de la serie de Balmer.

Años después, la astrónoma británica Cecilia Payne-Gaposhkin (1900-1979), tras demostrar que todas las estrellas visibles están en su mayoría compuestas por dos elementos principales: el hidrógeno y el helio (Payne, 1925), llegó a la conclusión que

las diferencias en las líneas oscuras de los espectros de absorción se debían principalmente a sus diferencias en temperatura superficial. Transformado así a la secuencia de clases espectrales en una secuencia de temperatura, tal y como se aprecia en la Figura 1.5.

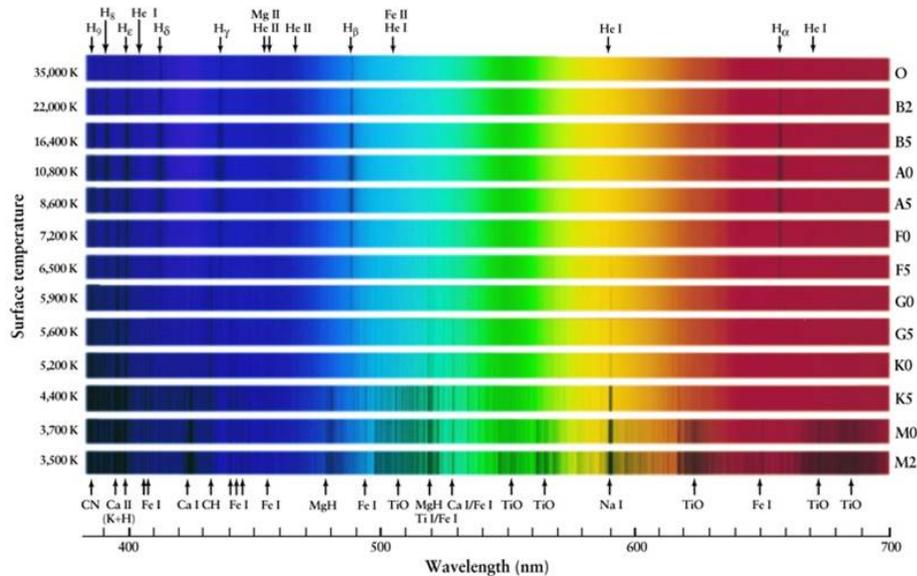


Figura 1.5. Clases espectrales en función de su temperatura superficial.

Cada uno de estos grupos se divide en otros diez subgrupos denotados por los números del 0 al 9 (...A0...G2...M8...). La apariencia de los espectros estelares se encuentra dominada por una cuantas líneas fuertes de absorción que van cambiando levemente a lo largo de las distintas clases espectrales, sin embargo, existen líneas características para cada clase:

- **Clase O:** Mayormente líneas de silicio, nitrógeno, etc, altamente ionizado, además de helio ionizado (siendo este último la característica principal).
- **Clase B:** Líneas de helio neutro (su característica principal), helio no ionizado, silicio y nitrógeno en etapas bajas de ionización, intensificación en las líneas de la serie de Balmer.

- **Clase A:** Las líneas de la serie de Balmer alcanzan su máximo en la clase A0, así como aparecen líneas de calcio y metales ionizados.
- **Clase F:** Las líneas de la serie de Balmer y de metales ionizados se debilitan, líneas de metales neutros se intensifican.
- **Clase G:** Las líneas de la serie de Balmer continúan debilitándose, las líneas de calcio ionizado alcanzan su máxima intensidad, mientras las líneas de metales neutros se continúan intensificando.
- **Clase K:** Varias líneas de metales neutros y bandas moleculares (TiO, óxido de titanio) empiezan a aparecer.
- **Clase M:** Las bandas moleculares de TiO dominan.

Las distintas características prominentes en los espectros y que van de acuerdo con la temperatura superficial se deben al balance que existe entre la ionización y la excitación de los átomos que componen las capas exteriores de las estrellas. La relación entre el tipo espectral de una estrella y la intensidad relativa de sus líneas características se aprecia en la Figura 1.6.

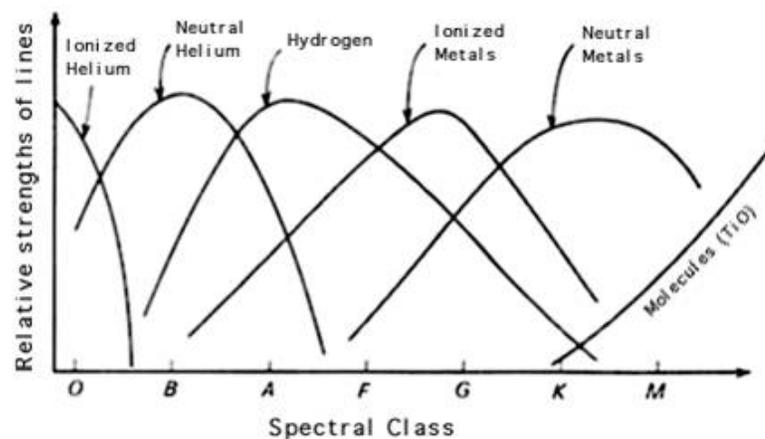


Figura 1.6. Relación de la intensidad relativa de líneas en función del tipo espectral.

### 1.2.5. Luminosidad y Temperatura efectiva

La *luminosidad*, contrario al brillo aparente que denota la manera en que se aprecia una estrella en el cielo nocturno, indica la cantidad real de luz que una estrella emite hacia el espacio por segundo. Más detalladamente, la luminosidad es la cantidad total de energía en forma de fotones que emite una fuente luminosa desde su superficie por unidad de tiempo. La energía por unidades de tiempo es denotada en la física como potencia, con lo que la luminosidad  $L$  se mide en términos de potencia: Joules por segundo o Watts. Es común que en la astronomía se mida la luminosidad en términos de la luminosidad solar  $L_{\odot}$ , dada como:

$$L_{\odot} = 3.825 \times 10^{26} \text{ W} \quad (1.7)$$

El método utilizado para la medición directa de la luminosidad de una fuente es experimental y consiste en cubrir la fuente con una caja de un material que absorbe perfectamente la energía y que incluye un medidor de energía, el cual mantiene un registro de la cantidad total de energía interceptada en un intervalo de tiempo determinado. La luminosidad es entonces la cantidad de energía absorbida por el intervalo de tiempo durante el cual se acumula la energía. Sin embargo, no hace falta explicar cómo esto se vuelve imposible de realizar con una estrella, por lo que los astrónomos optan por partir de un parámetro mucho más sencillo de determinar: el brillo aparente.

El brillo aparente de una estrella  $f$ , se define como la energía total  $E$  que se registra en un detector de área  $A$  en un tiempo  $t$  que llega de una fuente estelar:

$$f = \frac{E}{tA} \quad (1.8)$$

donde la cantidad  $f$  también se le conoce como flujo o densidad de flujo incidente. En física, este mismo parámetro se maneja como la irradiancia de una fuente. El flujo tendrá unidades de potencia sobre unidad de área ( $W/m^2$ ). La relación existente entre el flujo incidente o brillo aparente de una estrella y su luminosidad se estipula asumiendo que la fuente es isotrópica y que no hay pérdida ni ganancia de fotones entre la fuentes y el observador (ver Figura 1.7). En otras palabras la energía que emite una fuente por unidad de tiempo (e.g. la luminosidad estelar) es la misma energía que pasa por la concha esférica de radio igual a la distancia  $r$  entre la fuente y el detector.

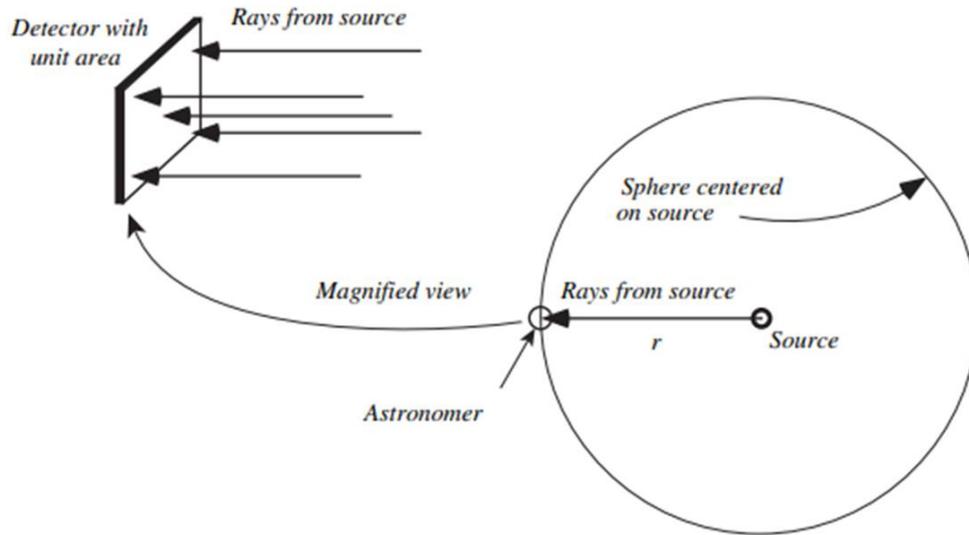


Figura 1.7. Fuente luminosa isotrópica a una distancia  $r$  de un detector de potencia por unidad de área. De [Chromey \(2016\)](#).

La expresión matemática que ilustra esta relación es la siguiente:

$$L = f \cdot A_{esfera} = f \cdot 4\pi r^2 \quad (1.9)$$

donde se aproxima la geometría de la estrella a aquella de una esfera ( $A_{esfera}$ ).

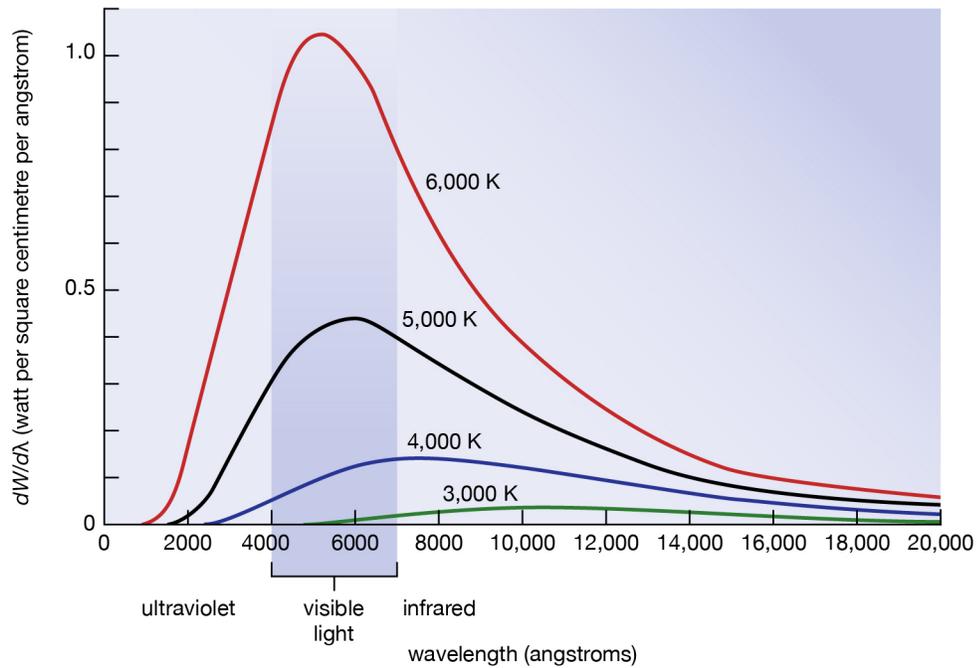
De esta forma midiendo el flujo incidente y conociendo la distancia, se puede estimar la luminosidad. Sin embargo, a pesar que la aproximación isotrópica para las estrellas es generalmente buena, la aproximación que no hay perdida ni ganancia de fotones entre la fuente y el observador es más difícil de establecer en la realidad. Esto debido principalmente al polvo interestelar que extingue la señal de la fuente (ver Sección 1.2.2).

Asimismo, podemos apreciar en la expresión (1.9) que la luminosidad depende de un parámetro importante, la distancia a la fuente, que de no ser conocida, vuelve el cálculo de la luminosidad una tarea difícil. Sin embargo, para ello se puede avanzar con otro parámetro fundamental: la temperatura efectiva.

La *temperatura efectiva* ( $T_{eff}$ , donde *eff* denota la palabra “effective” en inglés) de una estrella se trata de la temperatura a la que se debería encontrar un cuerpo negro del mismo tamaño de la estrella para irradiar la misma cantidad de potencia electromagnética que esta emite (Rouan, 2011b). Sin embargo, antes de ahondar más en lo que es la temperatura efectiva debemos definir lo que es un cuerpo negro.

El concepto de *cuerpo negro* fue introducido por primera ocasión por Gustav Kirchhoff en 1860, al cual define como un cuerpo hipotético que funciona como un emisor perfecto, absorbiendo todas las longitudes de onda del espectro electromagnético y por ende con una reflexión nula, de ahí su nombre de cuerpo negro (Rouan, 2011a). La potencia y distribución espectral de un cuerpo negro estará en función de su temperatura tal y como se puede apreciar en la Figura 1.8.

El espectro de cuerpo negro funciona como una buena aproximación del espectro emitido por un cuerpo a una temperatura determinada, sea sólido, líquido o un gas denso (donde los gases de baja densidad producen espectros de líneas de emisión, como se detallo en la sección 1.2.3).



© Encyclopædia Britannica, Inc.

Figura 1.8. Espectro de radiación de cuerpo negro en función de su temperatura.

Josef Stefan concluye experimentalmente en el año 1878 que el brillo superficial de un cuerpo negro, es decir, su flujo integrado en longitud de onda, depende de la cuarta potencia de la temperatura del cuerpo, mientras que en 1884 Ludwig Boltzmann determino la relación matemática con la que ahora conocemos como la ley de Stefan Boltzmann:

$$F = \sigma T^4 \quad (1.10)$$

donde  $\sigma = 5.6696 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$  y denota la constante de Stefan-Boltzmann. Juntando la expresión (1.10) con la (1.9) para el caso de una estrella esférica de radio  $R$  se llega a la siguiente relación entre la luminosidad (desde la superficie de la estrella) y la temperatura:

$$L = 4\pi R^2 \cdot F = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.11)$$

donde la luminosidad se trata de la luminosidad bolométrica  $L_{bol}$  (es decir, si pudiese medirse en todas las longitudes de onda). Al despejar la temperatura se tiene:

$$T_{eff} = \left( \frac{L_{bol}}{4\pi R^2 \sigma} \right)^{1/4} \quad (1.12)$$

De esta forma midiendo la temperatura y estimando el radio estelar, podemos inferir la luminosidad estelar. la temperatura efectiva es equivalente a la clase espectral de la estrella, como se mencionó en la Sección 1.2.4.

### 1.2.6. Diagrama Hertzsprung-Russell

En el año 1910 y de manera independiente, Henry N. Russell (1877-1957), astrónomo estadounidense, y Ejnar Hertzsprung (1893-1967), astrónomo danés, descubrieron una relación básica en las luminosidades y temperaturas de las estrellas. Para ello delinearon la luminosidad de un gran número de estrellas en un diagrama donde tomaban la clase espectral como abscisa. El diagrama resultante mostraba la clara relación presente entre ambas características, así mismo demostraba como la mayoría de las estrellas se acomodan a lo largo de una sola franja que corre diagonalmente a través del diagrama espectro-luminosidad, comenzando en la sección superior izquierda y terminando en la inferior derecha. A esta franja característica se le asignó con el nombre de secuencia principal (*Main sequence* en inglés).

Además de la relación presente entre la luminosidad de una estrella y su clase espectral, sabemos de lo discutido en la sección 1.2.5 que existe una relación directa entre la temperatura efectiva de la estrella y su clase espectral, así como una relación entre la masa/tamaño de una estrella con su luminosidad. De acuerdo con estas relaciones proporcionales entre los parámetros fundamentales de las estrellas (luminosidad, temperatura efectiva, clase espectral, masa) es posible obtener el siguiente

diagrama temperatura-luminosidad ilustrado en la Figura 1.9, conocido formalmente como *diagrama Hertzsprung-Russell* (también denotado como diagrama HR).

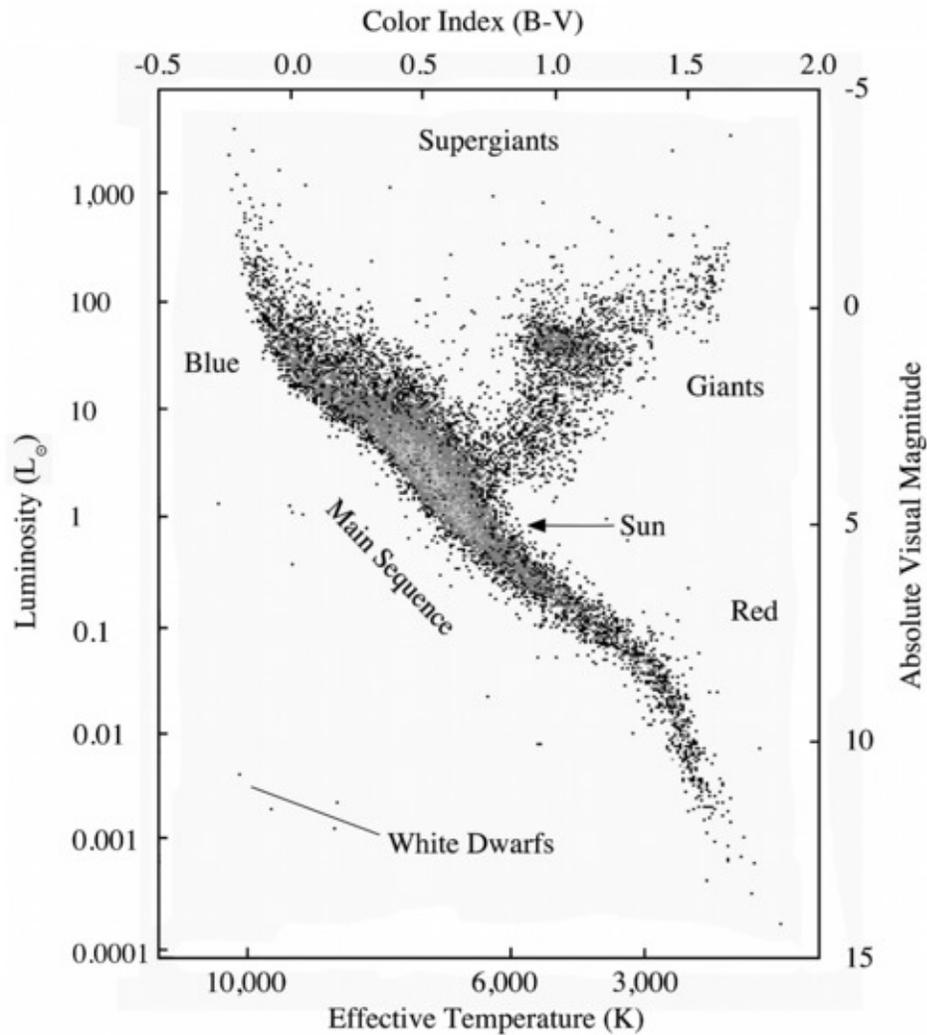


Figura 1.9. Diagrama temperatura-luminosidad Hertzsprung-Russell.

Es apreciable como la región denotada como secuencia principal se trata de un continuo de estrellas que se extiende desde estrellas brillantes, calientes y masivas (principalmente de clase B), hasta el extremo opuesto donde se observan estrellas débiles, frías y de baja masa (de clase M).

La acumulación visible en la parte superior derecha del diagrama indica la exis-

tencia de una cantidad considerable de estrellas brillantes y masivas de baja temperatura efectiva (presentando espectros de clase K y M). Al tener valores tan altos de luminosidad y ser de temperaturas bajas, estas estrellas han de ser un tamaño considerable, de ahí que se les denota como gigantes rojas (*Red giants* en inglés).

Encima de este grupo es posible distinguir algunas estrellas de temperatura baja pero con luminosidades cientos de veces más grandes que las observadas en estrellas gigantes. A este grupo se le conoce como supergigantes rojas (*Red supergiants* en inglés).

En la sección inferior izquierda del diagrama se distingue un pequeño grupo de estrellas conocidas como enanas blancas (*White Dwarfs* en inglés). Son las únicas estrellas que se desvían pronunciadamente de la secuencia principal y están caracterizadas por sus altas temperaturas y bajas luminosidades, con lo que generalmente se les puede describir como del tamaño de un planeta y con una densidad miles de veces superior a la del agua. En términos generales, las enanas blancas son uno de los varios destinos finales que puede tener una estrella en función de su masa.

### 1.2.7. Modelos teóricos

El diagrama HR es una herramienta fundamental a la hora de entender la evolución de una estrella. A lo largo de la vida de una estrella, parámetros como densidad, tamaño, temperatura y luminosidad, van cambiando resultando en un desplazamiento de la estrella a lo largo del diagrama HR. El punto de inicio de una estrella en el diagrama HR, así como su masa, dictará el camino evolutivo que seguirá a lo largo de la secuencia principal y después de esta. Un modelo teórico se define entonces a partir de la composición química y la masa de una estrella tal y como se ve en la Figura 1.10.

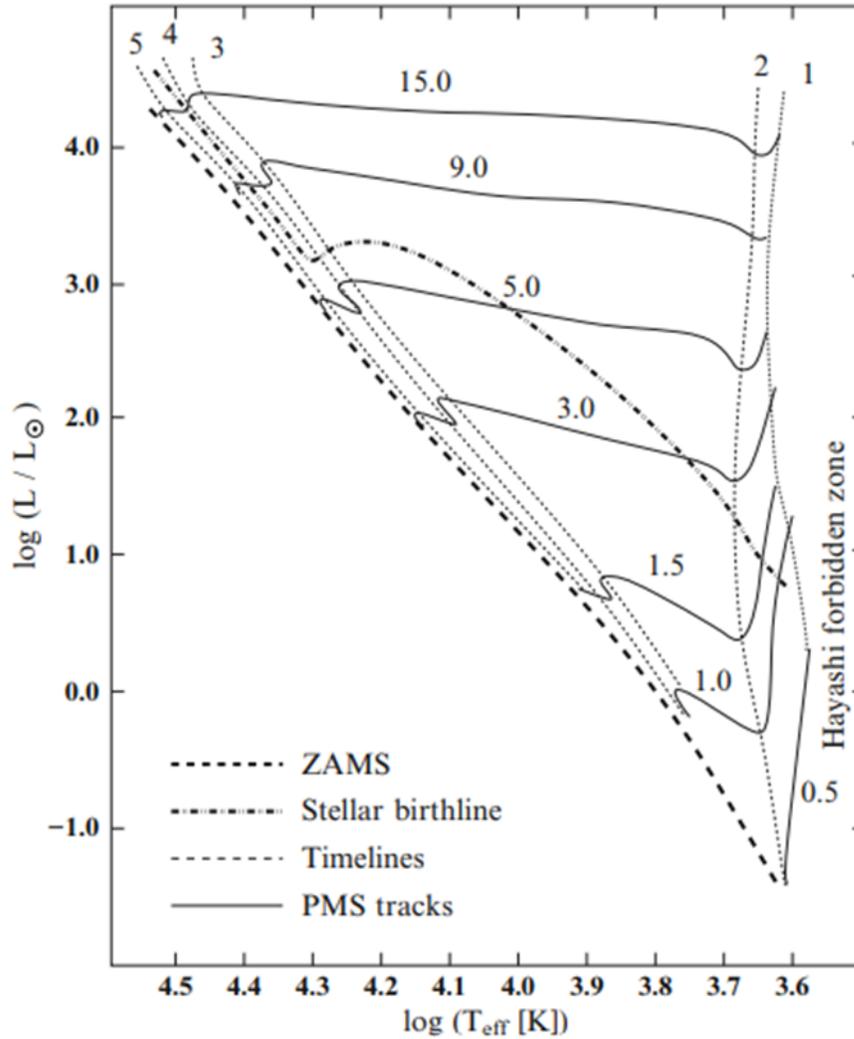


Figura 1.10. Trazas evolutivas en el diagrama HR para masas estelares de  $0.5 M_{\odot}$  a  $15 M_{\odot}$ . De [Schulz \(2012\)](#).

Estrellas que se encuentran antes de la secuencia principal (*Pre-Main Sequence*, PMS por sus siglas en inglés) entran a la esperada secuencia principal al cruzar la edad cero de la Secuencia Principal (*Zero-Age Main Sequence*, ZAMS por sus siglas en inglés).

Cuando una estrella se encuentra en esta etapa significa que la principal fuente de energía es generada por medio de reacciones nucleares, particularmente la transmu-

tación de hidrógeno a helio en su núcleo. Al terminar la fusión de hidrógeno a helio en su núcleo, comienza la transmutación nuclear del helio a elementos más pesados y la estrella entra en la etapa post secuencia principal. Nuevamente, la masa y composición química de la estrella vuelven a dictar el camino evolutivo de la estrella hasta las etapas finales de su vida, pero las relaciones entre las variables son tan complejas que estos modelos solo pueden ser resueltos numéricamente.

### 1.2.8. Isócronas y Trazas evolutivas

Al observar una población estelar proveniente de la misma nube primigenia se asume que todas tienen la misma composición química, sin embargo, tendrán diferentes masas. Esta diferencia en masas dictará su movimiento en el diagrama HR a lo largo de su vida, y en función de ésta su evolución será más rápida o lenta (siendo una evolución lenta para estrellas de baja masa y una evolución rápida para estrellas masivas).

El camino evolutivo que sigue una estrella de una masa inicial en particular en el diagrama HR se denomina como *traza evolutiva*, como se aprecia en la Figura 1.10. Por otro lado, las curvas que conectan las posiciones de las estrellas de misma edad en el diagrama HR se denominan *isócronas*, apreciables en la Figura 1.10 como las líneas puntuales. Ambas, las trazas evolutivas e isócronas de una población estelar son de utilidad para comprender la evolución estelar de sus miembros así como para determinar características fundamentales como la masa y edad del grupo.

Existe una variedad de modelos evolutivos que nos permiten entender el cambio que experimentan tipos específicos de estrellas, sean distinguibles ya sea en edad, masa o características generales. Dos de estos modelos evolutivos que nos son de interés en este trabajo debido a su utilidad son los siguientes:

- **Isócronas de PARSEC:** PARSEC se trata de un código de evolución estelar desarrollado en Padova por (Bressan et al., 2012), de ahí sus siglas en inglés *PA*dova & *TR*ieste *St*ellar *E*volution *C*ode. Su objetivo es el de computar trazas evolutivas estelar e incluye la fase PMS, de interés particular para este trabajo. A partir de las trazas evolutivas se derivan sus correspondientes isócronas para distintos sistema fotométricos así como da la posibilidad de desarrollar modelos evolutivos para distintas composiciones químicas iniciales así como distintas metalicidades y/o distribuciones de elementos pesados.
  
- **Isócronas de MIST:** MIST (*M*odules for *I*sochrones and *S*tellar *T*racks por sus siglas en inglés) y desarrollado por (Choi et al., 2016), es un conjunto comprensivo de trazas evolutivas estelares e isócronas computarizadas usando el código MESA (*M*odules for *E*xperiments in *S*tellar *A*strophysics por sus siglas en inglés) desarrollado por Paxton et al. (2010, 2013, 2015), el cual se trata de un paquete open-source 1D de evolución estelar. Provee modelos evolutivos que cubren rangos de edades ( $5 \leq (Age)[yr] \leq 10.3$ ), masas de ( $0.1 \leq M/M_{\odot} \leq 300$ ), y metalicidades de ( $-2.0 \leq [Z/H] \leq 0.5$ ). Al igual que PARSEC, este modelo incluye la fase pre-secuencia principal.

### 1.2.9. Velocidad radial y Movimiento propio

Las estrellas, aun cuando se les observa desde la Tierra y aparentan encontrarse fijas en el firmamento celeste, en realidad se encuentran en movimiento. Las estrellas poseen una *velocidad espacial* que denota su movimiento con respecto al Sol. La velocidad espacial de una estrella consta de dos parámetros principales que se miden de forma independiente: la *velocidad radial*, que denota la rapidez con la que la estrella se aleja o acerca a lo largo de la línea de visión del observador; y el *movimiento propio*,

que representa la cantidad de cambio angular de la posición de la estrella en la esfera celeste. En efecto, la velocidad radial es la componente directamente ortogonal a la *velocidad tangencial* (también conocida como velocidad transversal) de la estrella y que se encuentra relacionada con su movimiento propio, como se aprecia en la Figura 1.11.

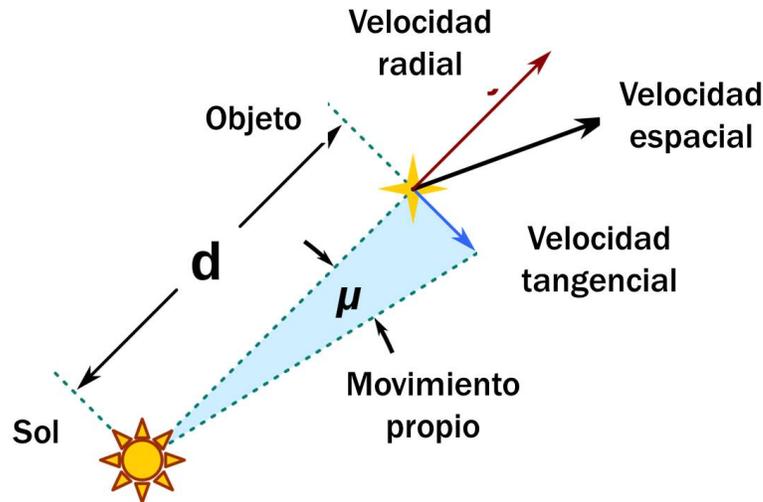


Figura 1.11. Propiedades y componentes de la cinemática de una estrella.

La *velocidad radial* de una estrella se determina por medio de un análisis espectral. El efecto Doppler, descubierto por el físico austriaco Christian Doppler (1803-1853), nos indica si es que una fuente emisora de ondas en movimiento se encuentra acercándose o alejándose del observador. Similar a lo que se ve cuando una ambulancia con su sirena encendida pasa delante de nosotros, al acercarse las longitudes de onda se acortan (de ahí el sonido agudo), mientras que al alejarse las longitudes de onda se alargan (resultando en un sonido grave). Al observar el espectro de una estrella en movimiento, este se verá corrido ya sea hacia el extremo rojo o azul, algo que se determina con el desplazamiento en longitud de onda de las líneas de absorción/emisión del espectro, tal como se aprecia en la Figura 1.12.

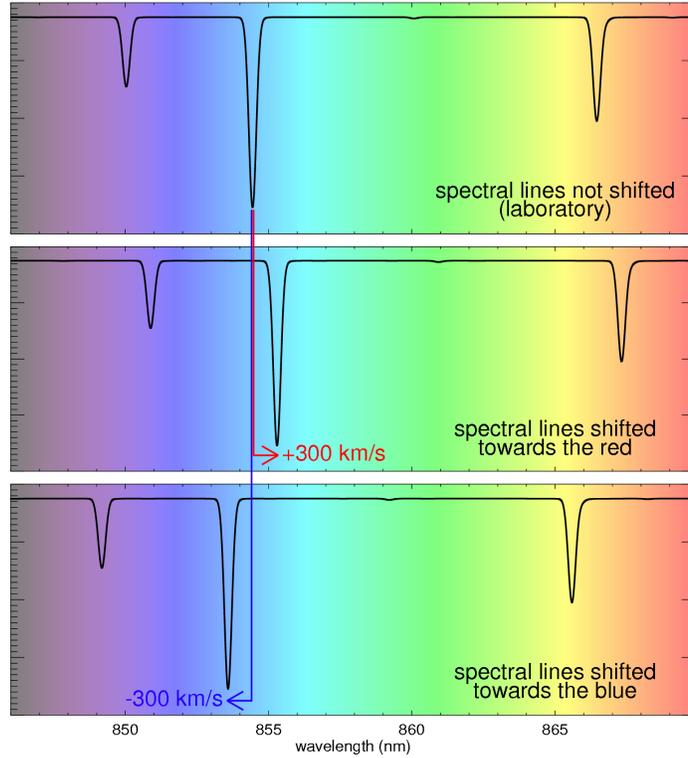


Figura 1.12. Espectros estelares de una estrella estacionaria, en movimiento torno al observador, y en movimiento en contra al observador, y el efecto de corrimiento que esto tiene en las líneas del espectro.

La fórmula de Doppler entonces se utiliza para determinar la velocidad radial  $v_r$  de acuerdo con el cambio en longitud de onda o frecuencia del espectro, asumiendo que las velocidades para un objeto alejándose del observador son positivas:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = -\frac{\Delta\nu}{\nu} = \frac{v_r}{c} \quad (1.13)$$

donde  $\lambda$  y  $\nu$  denotan respectivamente la longitud de onda y frecuencia de la línea en reposo,  $\Delta\lambda$  representa el cambio en longitud de onda dado por  $\Delta\lambda = \lambda_0 - \lambda$ , el cambio en frecuencia dado por  $\Delta\nu = \nu_0 - \nu$ .  $\lambda_0$  y  $\nu_0$  corresponden respectivamente a la longitud de onda y frecuencia observadas, y  $c$  representa la velocidad de la luz

( $c = 3.0 \times 10^8$  m/s). Tradicionalmente, el método que se utiliza en la astronomía para medir las velocidades radiales de las estrellas consta en usar líneas espectrales con longitudes de ondas y estimar la diferencia con respecto a lo esperado en una fuente con velocidad cero.

Sustituyendo y despejando en la expresión (1.13) se obtiene una relación matemática que nos determina la velocidad radial ya sea en términos del cambio en longitud de onda o frecuencia:

$$v_r = \frac{\lambda_0 - \lambda}{\lambda} c = \frac{\nu_0 - \nu}{\nu} c \quad (1.14)$$

La expresión (1.14) es solo viable para objetos que se encuentran moviéndose a velocidad menores a 10,000 km/s, por lo que para aquellos casos donde la velocidad es superior se debe avanzar de otra manera. Cuando las velocidades de un objeto llegan a valores donde se les pueden considerar como fracciones de la velocidad de la luz entonces se hace uso de la versión relativista de la fórmula de Doppler:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = -\frac{\Delta\nu}{\nu} = \frac{1 + (v_r \cos \theta/c)}{\sqrt{1 - (v_r^2/c^2)}} = z \quad (1.15)$$

donde  $\theta$  denota el ángulo entre la línea de visión y el vector de velocidad relativa, y  $z$  representa el corrimiento hacia el rojo en el espectro. Despejando la expresión (1.15) se obtiene una relación matemática para la velocidad radial pura (es decir cuando  $\theta = 0^\circ$ ):

$$v_r = \left( \frac{\lambda_0^2 - \lambda^2}{\lambda_0^2 + \lambda^2} \right) c = \left[ \frac{(2\nu - \nu_0)^2 - \nu^2}{(2\nu - \nu_0)^2 + \nu^2} \right] c \quad (1.16)$$

El *movimiento propio* se relaciona al movimiento ortogonal a la velocidad radial y refleja el cambio angular en la posición de una estrella.

Se registran cambios angulares relativamente pequeños (generalmente menores

a 0.1 arco segundos al año). Tratándose de un parámetro fundamental en la caracterización cinemática de las estrellas. Tal como se ilustra en la Figura 1.11, por conceptos trigonométricos depende del movimiento tangencial real de la estrella y de la distancia de ella.

Algo de gran relevancia para el estudio de la cinemática estelar es la relación que existe entre el movimiento propio, la velocidad tangencial y el paralaje. Es posible determinar que para una estrella con paralaje de 1 arcsec, y con movimiento propio de 1 arcsec/año, su velocidad tangencial será de 148,800,000 km/año = 4.74 km/s. Esta relación de proporcionalidad se expresa matemáticamente de la siguiente forma:

$$v_t = \frac{4.74\mu}{p} \quad (1.17)$$

donde  $v_t$  denota la velocidad tangencial de la estrella en kilómetros por segundo,  $\mu$  representa su movimiento propio en arcosegundos por año, y  $p$  el paralaje en arcosegundos.

Habiendo determinado la velocidad radial  $v_r$  y velocidad tangencial  $v_t$  de la estrella entonces se tienen sus componentes de movimiento, y por ende es posible determinar su velocidad espacial con la raíz cuadrada de la suma de los cuadrados de ambas velocidad, de modo que tenemos:

$$v = \sqrt{v_r^2 + v_t^2} \quad (1.18)$$

# Capítulo 2

## Antecedentes

### 2.1. Asociación de formación estelar Orión OB1

Desde los años 50s el estudio de regiones de formación estelar pertenecientes a nuestro vecindario solar ha dejado en claro que las etapas de juventud estelar se desarrollan en regiones específicas y que cumplen con ciertas características claves. Una de estas regiones, ampliamente estudiada a detalle es la región de formación estelar de Orión, debido principalmente a su cercanía y complejidad.

Los grandes complejos de formación de estrellas que contienen estrellas de tipo espectral temprano, también conocidas como asociaciones OB, son los sitios principales para la formación de estrellas en nuestra galaxia (Briceno et al., 2007). La región de formación estelar de Orión esta conformada principalmente por dos asociaciones de estrellas OB. Una de estas asociaciones OB se encuentran en la cabeza de la constelación de Orión cerca de la estrella  $\lambda$  Orionis. Esta región se caracteriza por un gran anillo de gas y polvo, probablemente generado por la explosión de una supernova (Hernández et al., 2010). La segunda asociación se conoce como la asociación estelar OB1, y es de interés en el presente trabajo. Cubre un área de cielo

nocturno de aproximadamente  $10^\circ \times 20^\circ$  (Kubiak, K. et al., 2017), así como incluye grupos localizados a distancias entre 350pc y 500pc, con diferentes estados evolutivos en un rango de edades que va desde 1 Myr, grupos embebidos en las nubes natales, hasta 15 Myr, donde las nubes primordiales ya se han mayormente disipado (Briceño et al., 2019a). Su proximidad, determinada como  $\sim 400$  pc de acuerdo con Hirota et al. (2007); Menten et al. (2007); Sandstrom et al. (2007); Bally (2008), vuelve a la asociación Orión OB1 en un laboratorio ideal para la investigación relacionada a cuestiones fundamentales del nacimiento estelar así como de sistemas planetarios.

### 2.1.1. Subregiones de la asociación OB1

La asociación OB1 está constituida por una gran nube molecular así como por cuatro sub asociaciones de estrellas OB. La Figura 2.1 muestra la distribución de cúmulos estelares y de sub asociaciones en la asociación Orión OB1.

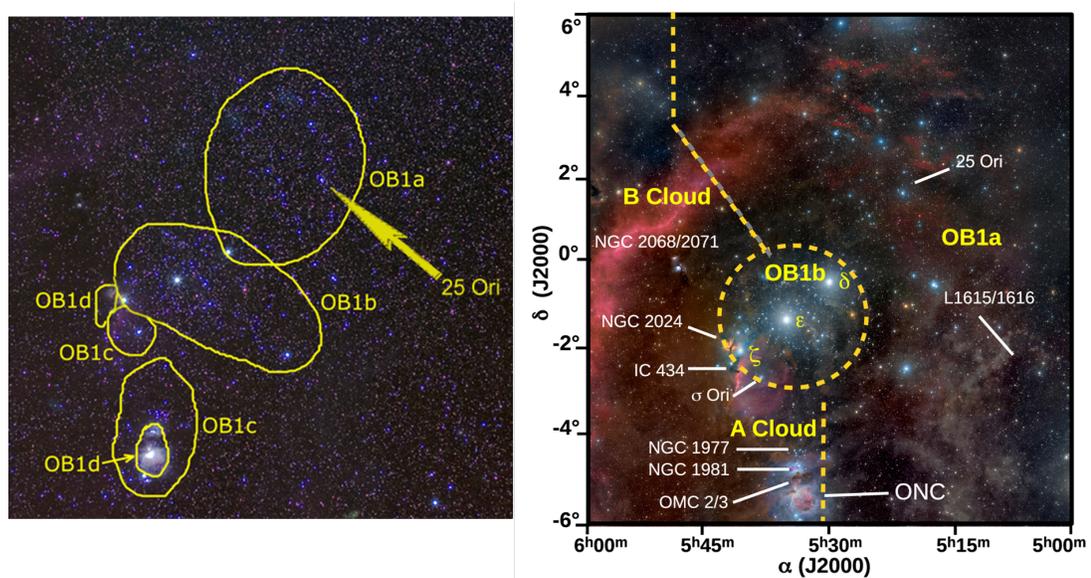


Figura 2.1. Regiones y sub asociaciones de formación estelar dentro de Orión OB1. Segunda figura de Briceño et al. (2019a)

En la Figura 2.1 es posible observar las cuatro sub asociaciones principales que componen a la asociación Orión OB1 (Kubiak, K. et al., 2017):

- **OB1a:** Localizada al noroeste del cinturón de Orión. Las edades de sus miembros rondan alrededor de los  $\sim 11.4$  Myr, determinadas así por Brown et al. (1994), los  $\sim 7.9$  Myr, determinadas por Warren and Hesser (1977, 1978), y los  $\sim 12$  Myr, determinadas por Blaauw (1964). El conjunto *25 Orionis* se puede encontrar en esta sub asociación.
- **OB1b:** Compuesta por estrellas cercanas al cinturón de Orión, incluidas sus tres estrellas principales:  $\zeta$  Ori (Alnitak),  $\epsilon$  Ori (Alnilam), y  $\delta$  Ori (Mintaka). Está conformada por dos grupos que incrementan en distancia desde oeste a este. Las edades de sus miembros son alrededor de  $\sim 1.7$  Myr de acuerdo con Brown et al. (1994),  $\sim 5.1$  Myr de acuerdo con Warren and Hesser (1977, 1978), y  $\sim 7$  Myr de acuerdo con Blaauw (1964). Este trabajo esta centrado en esta sub-asociación.
- **OB1c:** Conformada por estrellas localizadas al sur del cinturón de Orión. Sus miembros tienen edades alrededor de  $\sim 4.6$  Myr de acuerdo con Brown et al. (1994) y de  $\sim 3.7$  Myr de acuerdo con Warren and Hesser (1977, 1978).
- **OB1d:** Conformada por estrellas localizadas en la inmediata vecindad de M42. Sus edades son  $< 1$  Myr de acuerdo con Brown et al. (1994) y con Warren and Hesser (1977, 1978).

De particular interés para este trabajo es la caracterización de la sub asociación Orión OB1b, la cual se encuentra a una distancia estimada de  $\sim 400$  pc con una edad de  $\sim 5$  Myr (Briceño et al., 2019a; Briceño, 2008; Bally, 2008). Briceño et al. (2018) distingue dos poblaciones de estrellas T-Tauri en el área general de la sub-asociación

Orión OB1b, una *cercana* ( $\sim 365$  pc), y otra *lejana* ( $\sim 420$  pc). Debido a la similitud en distancia con la sub-asociación más vieja de Orion OB1a (edad  $\sim 10$  Myr; [Briceño et al., 2019a](#); [Bally, 2008](#); [Hernandez et al., 2006](#)), [Briceño et al. \(2019a\)](#) propone el escenario donde estrellas correspondientes a la sub asociación OB1a, superpuestas a la región de Orion OB1b, componen la población *cercana*, en acuerdo con sugerencias previamente realizadas por [Jeffries et al. \(2006\)](#).

El propósito de este trabajo es, de acuerdo con los datos recientes obtenidos con el espectrógrafo LAMOST, realizar un estudio de la sub asociación Orión OB1b, con el fin de evaluarle con respecto a los escenarios previamente planteados y resultados obtenidos por autores anteriores.

# Capítulo 3

## Observaciones

### 3.1. LAMOST

El telescopio LAMOST (por sus siglas en inglés, *Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope*), también conocido como el telescopio Guo Shoujing (en honor al inventor, matemático y astrónomo chino), está ubicado en el Observatorio Xinglong, en la provincia de Hebei, China. Se trata de una importante instalación de investigación que realiza sondeos espectroscópicos para estudios cosmológicos y de evolución galáctica y se encuentra bajo la operación del Observatorio Astronómico Nacional de China (NAOC por sus siglas en inglés, *National Astronomical Observatory of China*). Su configuración instrumental la vuelve una herramienta ideal para realizar exploraciones espectroscópicas a gran escala para estudios sistemáticos de estrellas y galaxias ([Zhao et al., 2012](#)).

### 3.1.1. Estructura y distribución

LAMOST es un telescopio Schmidt de 4 metros de diámetro, cuasi-meridiano, especializado para censos espectroscópicos con un amplio campo de visión y una gran apertura (Wang et al., 1996).

El sistema óptico de LAMOST se encuentra alineado en una dirección Norte-Sur, compuesto por un espejo corrector reflector Schmidt (que denotaremos como  $M_a$ ) en el extremo norte, así como de un espejo primario esférico ( $M_b$ ) posicionado en el extremo sur, en medio de los cuales se halla una superficie focal. Tanto el espejo  $M_b$  como la superficie focal se encuentran sobre sus respectivas bases, mientras que el espejo corrector  $M_a$  tiene una movilidad que le permite seguir las trayectorias de los objetos celestes.

Tal como se muestra en el diagrama de la Figura 3.1, la luz que llega al telescopio es reflejada desde  $M_a$  a  $M_b$ , y en  $M_b$  es reflejada hacia la superficie focal, donde se forman imágenes del cielo observado.

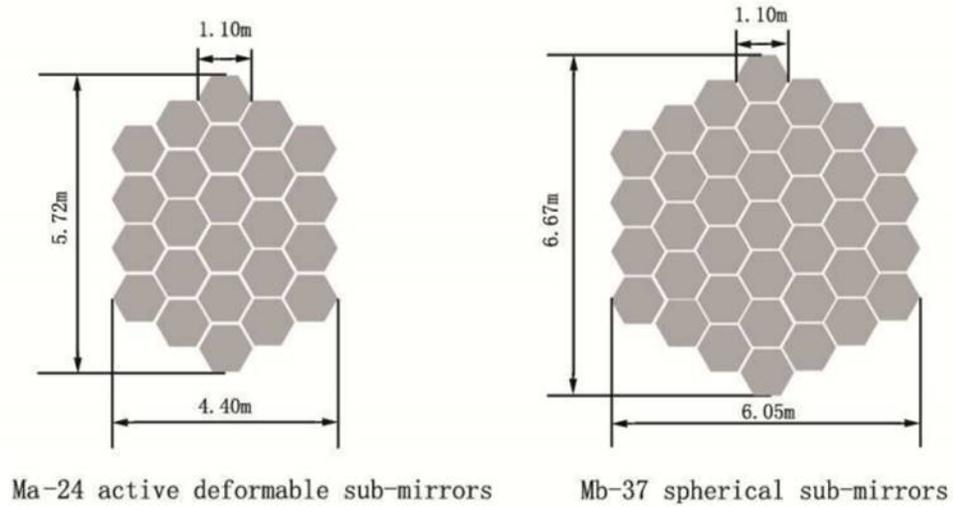


Figura 3.1. Diagrama general de LAMOST.

Las características generales del instrumento se enlistan a continuación (Cui et al., 2012):

- Espejo corrector esférico activo ( $M_a$ ) = 5.72m × 4.4m, que consiste de 24 sub-espejos hexagonales (Panel izquierdo, Figura 3.2)
- Espejo esférico primario ( $M_b$ ) = 6.67m × 6.05m, que consiste de 37 sub-espejos hexagonales (Panel derecho, Figura 3.2)
- Apertura = 4m
- Campo de visión = 5°
- Plano focal = f 1.75m
- Longitud focal = 20m
- Número de fibras = 4000
- Rango espectral = 370-900 nm
- Potencia de resolución espectral, R=500, 1000, 1800
- Magnitud límite = 20.5 mag (1.5 h de exposición en modo R=500)
- Cielo observable = -10° a +90° de declinación

La configuración instrumental de LAMOST permite observar como máximo 4000 espectros de objetos celestes de manera simultánea, por medio de fibras ópticas ubicadas en una superficie focal de forma circular y con un diámetro de 5° (área ~20° cuadrados). Cada una de estas fibras puede moverse de manera individual con 2 grados de libertad mediante 2 motores. Contiene un mecanismo de guía proporcionado por 4 cámaras CCD, ubicadas aproximadamente en el centro del campo. La apertura

Figura 3.2. Espejos  $M_a$  y  $M_b$  de LAMOST.

efectiva varía de 3.6 a 4.9 metros de diámetro, dependiendo de la dirección a la que se encuentre orientando el telescopio.

Por parte, de los componentes que conforman a LAMOST, podemos considerar su arreglo de fibras ópticas como el de mayor relevancia. Las fibras alimentan con datos a 16 espectrógrafos de baja resolución (*Low Resolution Spectrograph*, LRS por sus siglas en inglés) y un solo espectrógrafo de alta resolución (*High Resolution Spectrograph*, HRS por sus siglas en inglés) (Zhu et al., 2010). El estudio realizado en este trabajo se basa en espectros obtenidos en la configuración instrumental de resolución  $R=1800$ , llegando a una magnitud límite de  $r=19$  magnitudes. Tomando como referencia la línea de  $H\alpha$  ( $\lambda_0 = 6563 \text{ \AA}$ ), podemos determinar un elemento de resolución espectral de  $3.6 \text{ \AA}$  ( $\Delta\lambda = \lambda_0/R$ )

Es de interés mencionar que el espectrógrafo HRS, comisionado recientemente en el año 2018, se trata de un espectrógrafo alimentado por la luz proveniente de las fibras, con un poder de resolución de alrededor de  $R=30,000$ , y con una cobertura en longitud de onda de  $3800 - 7300 \text{ \AA}$  (Zhou et al., 2019). Debido a la resolución

y rango espectral, datos obtenidos con este instrumento pueden ser importantes en estudios futuros de regiones de formación estelar, ya que, además de permitir mediciones precisas de velocidad radial y rotacional, ofrece la oportunidad de estudiar a alta resolución líneas de interés, como lo son el litio y las líneas del hidrógeno. LAMOST además cuenta con un espectrógrafo de resolución media de  $R=7500$ , tras la actualización de sus 16 espectrógrafos desde 2017. La cobertura de longitud de onda permite medir alrededor de 20 abundancias elementales, incluidas C, Na, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Ba, Y, Sm y Nd. En el rango espectral de LAMOST, en cualquiera de sus configuraciones, se encuentran las líneas de hidrógeno y litio, ambas de gran importancia en la investigación de estrellas jóvenes y sus discos protoplanetarios (Liu et al., 2020).

### 3.1.2. Datos de LAMOST

Haciendo uso del espectrógrafo LAMOST se obtuvieron cinco campos de observación en la asociación OB1 de Orión (Figura 3.3). Tres campos fueron localizados en la sub asociación Orión OB1a (OB1a-E\_1, OB1a-E\_2, OB1a-W), mientras que los dos restantes fueron destinados a la sub asociación Orión OB1b (OB1b\_1/Orion4\_1, OB1b\_2/Orion4\_2). De particular interés para este trabajo son los campos ubicados en la sub asociación OB1b, región que es reportada relativamente más joven (Briceño et al., 2019a) y con una mayor fracción de discos protoplanetarios (Hernandez et al., 2007). La Tabla I indica detalles de los campos observados en Orión OB1b, los cuales se pueden apreciar en la Figura 3.3.

<b>Campos observados en Orión OB1b</b>						
Campo	No. de fibras usadas	No. de fibras ópticas asignadas a cielo	No. de fibras ópticas asignadas a estrellas	No. de fuentes que coincidieron con GAIA EDR3	Declinación del centro del campo (DEC)	Ascensión recta del centro del campo (RA)
Orion4_1	4000	320	3500	3404	-2.5	81.2
Orion4_2			3496	3464		

Tabla I. Detalles sobre los campos observados por LAMOST en la sub asociación Orión OB1b.

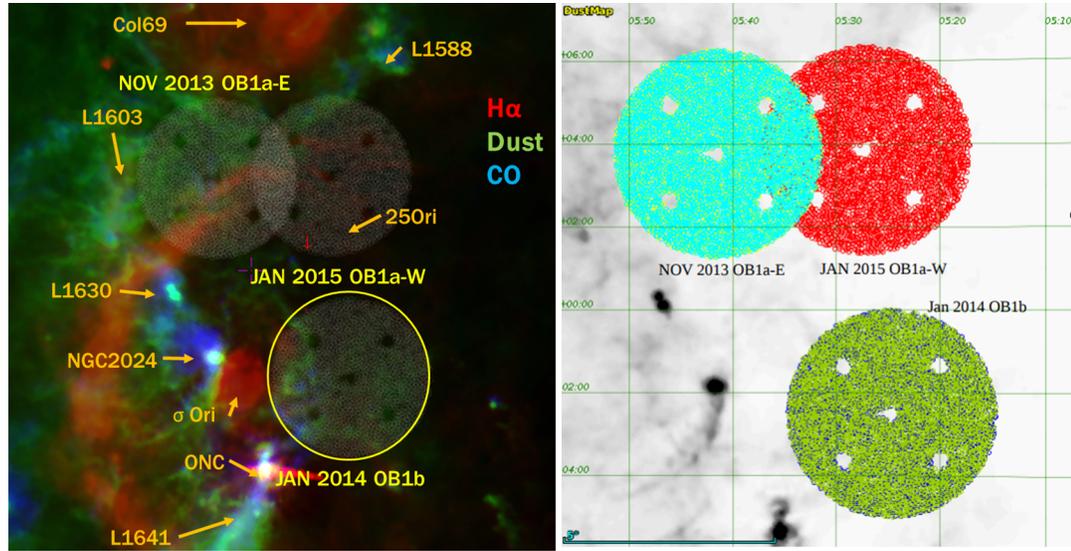


Figura 3.3. Campos observados por LAMOST en la asociación estelar de Orión OB1.

Posteriormente, se correlacionaron las estrellas pertenecientes a cada uno de los 2 campos obtenidos por LAMOST en la subasociación Orion OB1b con la información del catálogo GAIA EDR3, esto con la intención de determinar los valores de movimiento propio y paralaje correspondientes a cada estrella y que permitirán realizar un análisis cinemático de las muestras estudiadas. Después se realizó un procedimiento similar con los catálogos 2MASS y WISE, con el fin de obtener datos fotométricos en el infrarrojo para inferir la presencia de discos protoplanetarios en las muestras estudiadas.

### 3.2. Datos de GAIA-EDR3

GAIA, nombre de la sonda espacial de la Agencia Espacial Europea (*European Space Agency*, ESA por sus siglas en inglés), se trata de una ambiciosa misión que tiene como fin desarrollar el mapa tridimensional más detallado de nuestra galaxia, la Vía Láctea. Con cada liberación de datos, siendo la primera GAIA DR1, publicada

el 14 de septiembre de 2016 (Gaia Collaboration et al., 2016), GAIA ha puesto al alcance de toda la comunidad científica, mediciones de brillos, movimientos propios, paralajes y posición de casi 1000 millones de estrellas repartidas en todo el cielo. En cada nueva actualización, los datos se vuelven mucho más precisos y exactos.

GAIA EDR3 es la liberación de datos más reciente, siendo una parte de los datos ofrecidos en la tercera remesa (GAIA Early Data Release 3, GAIA EDR3 por sus siglas en inglés), antes de su publicación completa (GAIA DR3), la cual se espera será accesible a la comunidad científica para el año de 2022 (Gaia Collaboration et al., 2021). Aun a pesar de ser una versión prematura, GAIA EDR3 es una considerable mejoría comparada con su versión anterior, GAIA DR2 publicada en el 2018.

### 3.2.1. Fotometría GAIA

La fotometría consta de tres bandas de paso (*passbands* en inglés):  $G$  (verde),  $G_{BP}$  (azul), y  $G_{RP}$  (roja); con una magnitud de saturación de  $\sim 3$  magnitudes y una magnitud límite de  $\sim 21$  mag en la banda  $G$  (Gaia Collaboration et al., 2021). Se reportaron datos fotométricos para más de 1.8 mil millones de fuentes repartidas en toda la esfera celeste. La Tabla II muestra las longitudes nominales de cada banda.

Longitud de onda efectiva $\lambda_{eff}(\text{\AA})$		
$G$	$G_{BP}$	$G_{RP}$
6422.01	5335.42	7739.17

Tabla II. Longitudes de onda de las bandas  $G$ ,  $G_{BP}$ ,  $G_{RP}$  de GAIA EDR3.

### 3.2.2. Datos cinemáticos: posición, movimientos propios y paralaje

GAIA EDR3 posee posición en el cielo ( $\alpha$ ,  $\delta$ ), paralaje y movimiento propio para alrededor de 1.468 mil millones de fuentes (Gaia Collaboration et al., 2021). De forma más detallada, la mejoría en los datos se aprecia en que:

- Las incertidumbres en el paralaje son de 0.02–0.03 mas para  $G < 15$  mag., 0.07 mas para  $G=17$  mag, 0.5 mas para  $G=20$  mag, y 1.3 mas para  $G=21$  mag.
- Mientras que las incertidumbres de movimiento propio son de 0.02-0.03 mas/yr para  $G < 15$  mag, 0.07 mas/yr para  $G=17$  mag, 0.5 mas/yr para  $G=20$  mag, y 1.4 mas/yr para  $G=21$  mag.

La mayor exactitud de los datos cinemáticos es de interés, debido a que se pueden identificar grupos coherentes cinemáticamente como se espera que sean grupos jóvenes de origen común (cúmulos estelares y/o asociaciones estelares).

### 3.3. Datos fotométricos infrarrojos

Los datos para el estudio fotométrico en infrarrojo fueron obtenidos de dos catálogos:

1. El catálogo de sondeo de todo el cielo en dos micras (*Two Micron All Sky Survey*; 2MASS por sus siglas en inglés).
2. El catálogo explorador de campo amplio en infrarrojo (*Wide-field Infrared Survey Explorer*; WISE por sus siglas en inglés).

### 3.3.1. 2MASS (Two Micron All-Sky Survey)

El sondeo 2MASS se trata de un proyecto conjunto entre la Universidad de Massachusetts y el Centro de Procesamiento y Análisis Infrarrojo (*Infrared Processing and Analysis Center*, IPAC por sus siglas en inglés), fundado por la Administración Nacional de Aeronáutica y Espacio (*National Aeronautics and Space Administration*, NASA) y la Fundación Nacional de Ciencia (*National Science Foundation*, NSF). El proyecto retoma trabajo y tecnología de los años 90s, década para la cual la tecnología de arreglos infrarrojos se encontraba lo suficientemente avanzada para permitir sondeos de toda la bóveda celeste con sensibilidad de milijanskys (donde 1 Jansky es una unidad de densidad de flujo espectral) y resolución de 1 arco segundo. 2MASS aplica esta tecnología dando como lugar una fotometría y astrometría de precisión uniforme a lo largo del cielo en las bandas fotométricas cercanas al infrarrojo de  $J$  ( $1.25 \mu\text{m}$ ),  $H$  ( $1.65 \mu\text{m}$ ), y  $Ks$  ( $2.16 \mu\text{m}$ ). Este sondeo nos proporciona un catálogo constituido por 470,992,970 fuentes puntuales, un catálogo de 1,647,599 fuentes extendidas, así como unas 4,121,439 imágenes FITS que abarcan el 99.998 % del cielo ([Skrutskie et al., 2006](#)).

El proyecto utiliza dos telescopios altamente automatizados localizados en dos observatorios: el Observatorio Fred Lawrence Whipple en Mt. Hopkins (USA), y el Observatorio Astronómico Cerro Tololo (Chile). Cada telescopio se encuentra equipado con cámaras de tres canales, dentro de los cuales se encuentran posicionados arreglos de detectores HgCdTe que son capaces de observar en las tres bandas de interés (J, H y Ks; [Cutri et al. \(2013\)](#))

### 3.3.2. WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer)

Añadidos a los datos de 2MASS tenemos aquellos obtenidos por WISE. Esta misión fue lanzada el 14 de diciembre de 2009 desde la Base Vandenberg de la Fuerza Aérea, California. Su objetivo es realizar un escaneo de la bóveda celeste en el infrarrojo. En 2010, WISE realizó un mapeo del cielo en las bandas infrarrojas de 3.4, 4.6, 12, y 22  $\mu\text{m}$  (W1, W2, W3, W4), cada una de ella con una resolución angular de 6.1, 6.4, 6.5, y 12.0 arcsec; tal como se especifica por [Wright et al. \(2010\)](#). Para inicios de 2011, WISE ya había terminado de escanear completamente el cielo dos veces, tomando fotografías a alrededor de 750 millones de objetos, dentro de los cuales se incluyen galaxias remotas, estrellas y asteroides.

Uno de sus factores de mayor interés se encuentra en su censo detallado del vecindario solar. Debido a su capacidad de observar en cuatro bandas del infrarrojo, WISE posee la habilidad de detectar estrellas mucho más frías que nuestro Sol, siendo este tipo de estrellas en particular las más numerosas. Debido a la presencia de estrellas jóvenes con excesos originados en sus discos protoplanetarios, WISE nos proporciona un extenso catálogo de estrellas jóvenes en la vecindad solar, que pudieran tener emisiones infrarrojas provenientes tanto de envolturas de gas y polvo, discos protoplanetarios primigenios, ó también discos más evolucionados como lo son los discos de escombros. Estos objetos son relevantes, ya que constituyen etapas previas en la formación de un sistema planetario.

# Capítulo 4

## Metodología

### 4.1. Selección de la muestra

Los candidatos a estrellas pertenecientes a la sub asociación Orión OB1b fueron definidos por medio de 2 metodologías. La primera metodología consistió en criterios cinemáticos, donde se buscan coherencias en los datos de GAIA-EDR3, particularmente en los datos referidos al movimiento tangencial (movimientos propios) y las distancias (paralajes). Por otra parte, la segunda metodología tuvo como objetivo determinar la muestra de candidatas espectroscópicas seleccionadas en base a la presencia de Li I 6707 Å en absorción, indicador característico de estrellas jóvenes de baja masa. A continuación se detallan los métodos usados.

#### 4.1.1. Candidatas cinemáticas

De acuerdo con las observaciones realizadas por LAMOST, se correlacionó la muestra observada con el catalogo GAIA-EDR3. Esto con la intención de delimitar aquellos miembros que cumplen con los rangos de paralaje y módulo de movimiento

propio correspondientes a estrellas pertenecientes a la asociación OB1b; los rangos característicos de miembros de la asociación OB1b fueron estimados con la ayuda del catálogo de TTS publicado por [Briceño et al. \(2019b\)](#). Este catálogo está conformado por una muestra de TTS confirmadas espectroscópicamente localizadas en la asociación de Orion OB1ab. Al realizar la correlación cruzada con el catálogo GAIA-EDR3, se obtuvieron 1977 estrellas con contrapartes en dicho catálogo. Los paralajes reportados fueron corregidos por efectos sistemáticos usando la metodología de [Lindgren \(2020\)](#), en donde por medio del servicio CDS “upload X-match” incluido en TOPCAT se obtuvieron los paralajes corregidos (`parallax_corr`). Se seleccionaron TTS dentro de la región de observación de LAMOST ( $78 < \text{RA} < 84$  &  $-5.5 < \text{DEC} < +0.5$ ; ver Figura 4.1) con buena solución astrométrica de GAIA-EDR3. Para cumplir la segunda condición se requirieron aquellas estrellas que tienen errores porcentuales de paralaje menores a 20% ( $\text{parallax\_error}/\text{parallax} < 0.2$ ) y con un valor adecuado de unidad pesada renormalizada de errores ( $\text{ruwe} < 1.4$ ; del inglés *Renormalized Unit Weight Error*). El valor RUWE se estima a partir del número de observaciones y del mejor ajuste al modelo esperado, es decir, es una medida de la calidad de los datos astrométricos de GAIA ([Lindgren, 2020](#)).

La Figura 4.1 muestra la distribución espacial de estrellas T Tauri en la región general del campo de LAMOST. Es posible distinguir lo que parecen ser poblaciones localizadas a distintas distancias. En particular, el cúmulo localizado en la esquina inferior izquierda (cúmulo amarillo) se trata de estrellas pertenecientes a la ONC, las cuales se hallan fuera del campo de visión de LAMOST y por ende no se toman en cuenta en nuestro estudio. La otra concentración de puntos es una población más alejada localizada en la parte superior izquierda, cerca del borde del campo de LAMOST (puntos verdes). En la parte norte también aparecen estrellas con diferentes

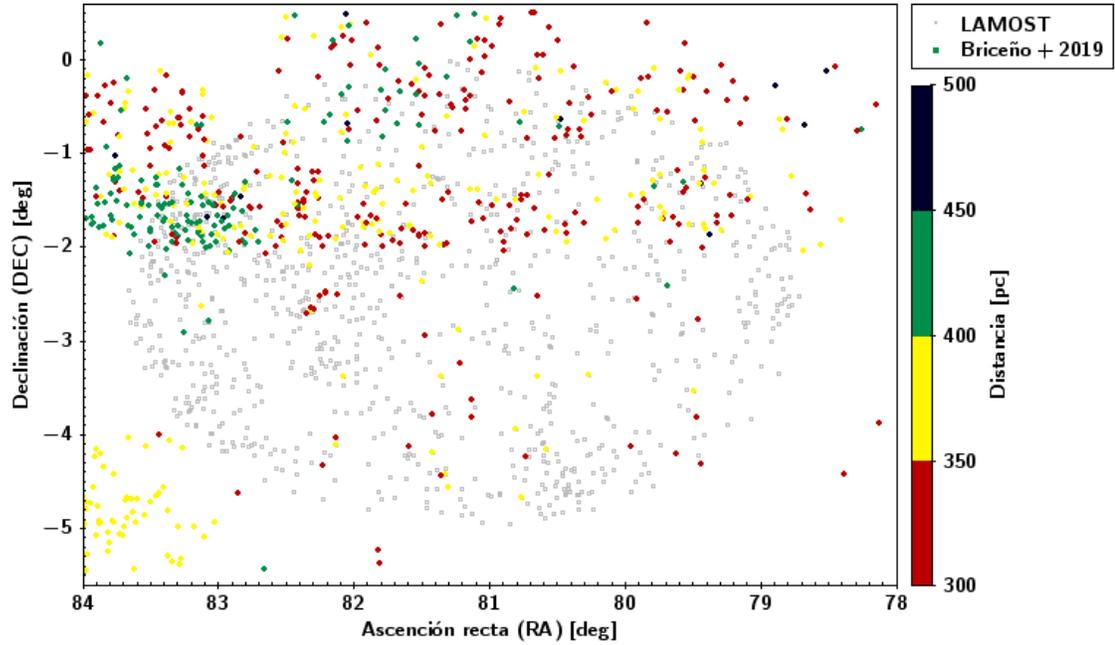


Figura 4.1. Distribución espacial de miembros TTS confirmados y con buena astrometría de Briceño et al. (2019a) (barra de color) y la muestra LAMOST (puntos grises). La barra de colores define diferentes distancias (en parsec).

distancias distribuidas de forma más dispersa.

La Figura 4.2 muestra que existen al menos dos poblaciones separadas en distancia en las estrellas TTS conocidas y ubicadas en el campo general de LAMOST. Se distinguen dos picos en el histograma, correspondientes a dos poblaciones localizadas a una distancia característica de  $\sim 350$  pc y  $\sim 410$  pc.

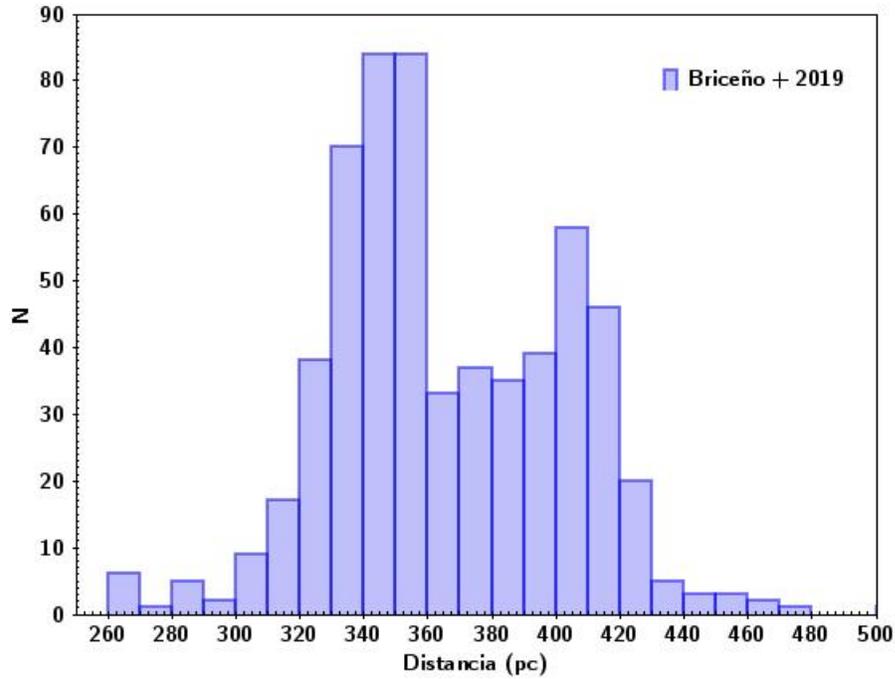


Figura 4.2. Histograma de distancias de los miembros TTS confirmados y con buena astrometría de Briceño et al. (2019a) pertenecientes a la región de membresía.

Tras la selección preliminar de la muestra de TTS conocidas se realizaron ajustes gaussianos a la distribución de paralajes ( $PLX$ ) y módulo de movimiento propio ( $P.M.M = \sqrt{\mu\alpha^2 + \mu\delta^2}$  calculado a partir del movimiento propio en ascensión recta ( $\mu\alpha^2$ ) y en declinación ( $\mu\delta^2$ )). Los rangos se estimaron a partir de 3 desviaciones estándar ( $3\sigma$ ) tomando como punto central la mediana de cada distribución, donde  $\sigma$  fue determinado a partir de la desviación absoluta media ( $\sigma = 1.4826 * MAD$ ). Los rangos se presentan en la Tabla III y la región de membresía se observa en la Figura 4.3.

Parámetros cinemáticos de selección	
Paralaje	Módulo de movimiento propio
$1.88 < PLX < 3.73$	$P.M.M < 3.40$

Tabla III. Parámetros de selección de paralaje y módulo de movimiento propio para miembros de la sub asociación Orion OB1b.

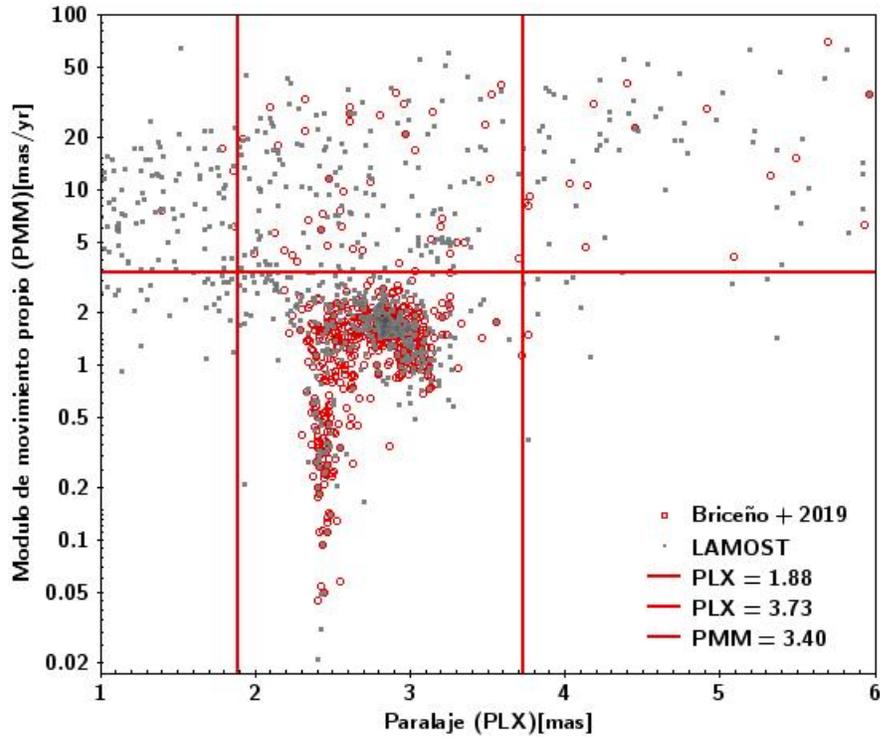


Figura 4.3. Región de membresía de Orion OB1b definida en el espacio paralaje contra módulo de movimiento propio.

Basados en los rangos estimados de paralaje y de módulo de movimiento propio, y en la calidad de los datos de GAIA-EDR3, se definieron los siguientes criterios para clasificar las estrellas en base a sus propiedades cinemáticas:

- **K\_MEM** = Candidatas cinemáticas

Denotan estrellas con paralaje (PLX) y módulo de movimiento propio (PMod) dentro de los rangos establecidos para la región de membresía de OB1b y que pasaron los criterios de calidad (RUWE y PLX).

- **K\_NM** = Rechazadas por criterios cinemáticos

Denotan estrellas que se encuentran fuera de la región de membresía, y que sin embargo, pasaron los criterios de calidad.

- **K\_unc** = Inciertas

Denotan estrellas que no pasaron los criterios de calidad cinemática del RUWE y PLX. De esta forma, no fue posible determinar su estatus cinemático.

### 4.1.2. Candidatas espectroscópicas

Debido a que no todas las estrellas observadas por LAMOST poseen datos de movimientos propios y paralajes confiables, se contrarrestó el impacto de estas incertidumbres con la realización de una inspección visual de los espectros. A la muestra de candidatas cinemáticas seleccionadas previamente, fueron incorporadas aquellas estrellas que presentan la línea de Li I 6707 Å en absorción, definiendo la muestra de candidatas espectroscópicas. El Li viene siendo nuestro principal indicador de juventud, debido a que su tiempo de vida en la fotosfera de estrellas convectivas, como las estrellas de tipo espectral K y M, es relativamente corto.

La inspección visual se realizó en todas las estrellas observadas con LAMOST mediante un código gráfico diseñado para tal fin usando el lenguaje IDL (*Interactive Data Language* por sus siglas en inglés). En base a esta inspección se seleccionaron las estrellas que pudieran tener litio en absorción.

## 4.2. Análisis espectral

### 4.2.1. SPTCLASS (SpT, Li I, H $\alpha$ )

La lista final de estrellas candidatas espectroscópicas y cinemáticas a TTS dentro de la sub asociación Orión OB1b pasó a ser analizada espectralmente con el programa de clasificación espectral SPTCLASS (*SPECTral CLASSifier*; [Hernandez et al. \(2017\)](#)). SPTCLASS se trata de un código IRAF/IDL basado en los métodos de

clasificación espectral descritos con mayor detalle en [Hernandez et al. \(2004\)](#). El código asigna tipos espectrales semiautomáticos a un grupo de estrellas y contiene tres esquemas de clasificación espectral:

1. El primero está destinado a la clasificación de estrellas de rangos de masa para TTS (K5 o mayores, esquema **LATE-type**).
2. El segundo está dedicado a la clasificación de estrellas dentro del rango de masa de TTS de masa intermedia, IMTTS por sus siglas en inglés (F-tardío a K-temprano, esquema **Gtype**).
3. El tercero está encargado de la clasificación de estrellas dentro del rango de masa de HAeBe, estrellas pre-secuencia principal de tipo espectral A, B, F-temprano (más tempranas que F5, esquema **HAeBe**).

Los datos espectroscópicos se analizan en el módulo interactivo de SPTCLASS donde se mide el ancho equivalente de la línea de absorción Li I 6707 Å (indicador de juventud en una estrella), el ancho equivalente de la línea de emisión H $\alpha$  6563 Å (que indica la presencia de un disco de acreción), y su tipo espectral basado en los tres esquemas anteriormente descritos. Este último parámetro se define de forma numérica, asignando un número a cada clase espectral: G0=50, G1=51, G2=52... , G9=59, K0=60, K1=61..., K7=67, M0=68, M1=69, y M2=70... , M6=74.

#### 4.2.2. Miembros espectroscópicos

De acuerdo con las funciones incluidas en SPTCLASS para la clasificación espectral de las estrellas de nuestra muestra, se nos permite realizar una identificación detallada de aquellas que son TTS. Esto debido a los tres criterios principales de selección en los que se basa el reconocimiento espectroscópico de las TTS:

1. Tipo espectral entre K y M.
2. Presencia de la línea Li I 6707 Å en absorción (Briceno et al., 1997; Briceño et al., 1998).
3. Presencia de las líneas de hidrógeno de Balmer en emisión, en particular H $\alpha$  6563 Å, que son características de estrellas que se encuentran acretando material desde su disco o que poseen gran actividad cromosférica (ver sección 4.2.3.1).

Cómo es posible apreciar en los criterios mencionados, SPTCLASS nos permite aseverar con facilidad estas tres condiciones y por ende determinar si nuestra estrella candidata es en efecto una TTS; así como, de acuerdo con la presencia de H $\alpha$  identificar sus propiedades de acreción.

Sin embargo, algo importante que tomar en cuenta con respecto al litio es que es posible verle débilmente absorbido, lo cual no significa definitivamente que la estrella no es una TTS. La línea de litio puede velarse debido a la contribución no fotosférica de la emisión en el continuo del disco de acreción, y hacer más difícil su detección. En este caso se esperan líneas de la serie de Balmer con emisión prominente. Por otro lado, espectros con baja señal ruido también pueden afectar la detección de la línea de litio. Por ello, en estos casos, si la estrella concuerda con los demás criterios de selección se le clasifica como posible TTS. Cabe destacar que algunas estrellas gigantes, post secuencia principal, pueden tener una cantidad significativa de Li, sin embargo estas son extrañas y fácilmente reconocibles al ubicarlas en el diagrama HR.

### 4.2.3. Tipos de acretores

El estado evolutivo de una población de TTS puede determinarse a partir de la fracción de miembros que aún se encuentran acretando material de su disco circunestelar. Anteriormente se había comentado que las TTS pueden dividirse en dos subtipos principales, las CTTS, que son aquellas estrellas PMS de baja masa que se encuentran activamente acretando material desde su disco circunestelar, y las WTTS, aquellas estrellas que son cromosféricamente activas pero que no poseen un disco circunestelar.

En este estudio se añade un subtipo adicional propuesto por [Briceño et al. \(2018\)](#), la clase CWTTTS que se encuentra conformada por estrellas TTS cercanas al final de su fase de acreción y que probablemente presenten una acreción variable y/o modesta, encontrándose en algunos casos muy por debajo de los niveles aceptables para su detección en espectros de baja resolución.

Mientras más evoluciona la población estelar, menor es la cantidad de TTS que presentan acreción activa, y por ende la fracción de CTTS disminuye en función de la edad, a la par que la fracción de WTTS incrementa. Las CWTTTS son clasificadas en base a su posición intermedia a aquellos miembros pertenecientes a las clases CTTS y WTTS.

Usando los datos obtenidos tras el análisis espectroscópico de SPTCLASS, compuesto por el total de miembros confirmados como TTS, se denotaron los tres subtipos de acuerdo a las relaciones establecidas en [Briceño et al. \(2019a\)](#). Para esto se usaron como base dos parámetros de selección: **1)** el tipo espectral de la estrella y, **2)** el ancho equivalente de  $H\alpha$ ; ambos estipulados en la Tabla [IV](#).

Criterios de selección para tipos de acretores		
Tipo de acretor	Rango de $EW H\alpha$ (ancho equivalente de $H\alpha$ )	Rango de SpT (tipo espectral)
CTTS	$\log(-EW H\alpha) \geq 0.09 \times SpT - 5.1$	$SpT > 60$ & $SpT < 80$
WTTS	$\log(-EW H\alpha) < 0.09 \times SpT - 5.345$	$SpT > 60$ & $SpT < 80$
CWTTS	$\log(-EW H\alpha) < 0.09 \times SpT - 5.1$	$SpT > 60$ & $SpT < 80$
	y $\log(-EW H\alpha) \geq 0.09 \times SpT - 5.345$	

Tabla IV. Criterios de selección para diferentes tipos de acretores: CTTS, WTTS, CWTTS. Usando los parámetros de tipo espectral y  $H\alpha$  como se hace mención en [Briceño et al. \(2019a\)](#).

La razón por la cual se decidió tomar en nuestro estudio al ancho equivalente de  $H\alpha$  como un criterio de selección para CTTS/WTTS es debido a la facilidad de medición en el rangos espectral de la muestra estudiada. Sabemos que una TTS generalmente presentará la línea de litio incluso de manera débil, debido a la corta edad de la estrella, sin embargo, la intensidad o debilidad de la línea de hidrógeno nos indicará si es que esta estrella se encuentra o no acretando material activamente. Permitiéndonos así distinguir entre los dos subtipos.

#### 4.2.3.1. Criterios para CTTS

Las estrellas tipo CTTS son observadas con un disco circunestelar que se encuentra acretando material hacia la estrella. Generalmente, estos discos presentan temperatura menores a la temperatura necesaria para sublimar el polvo ( $\sim 1000$ - $2000$  K). La irradiación térmica del polvo en la parte interna del disco permite su detección en el rango del infrarrojo cercano y medio ([Karl E. Haisch et al., 2001](#); [Braga-Ribas et al., 2014](#)). Por otro lado, el gas cayendo a la estrella produce una prominente línea  $H\alpha$  en emisión. Los rangos y selección de ancho equivalente de la línea  $H\alpha$  para identificar las CTTS se aborda en más detalle en la sección introductoria de este documento.

De acuerdo con los parámetros presentes en nuestra lista de TTS, los criterios para una CTTS se tomarán de la siguiente manera (Briceño et al., 2019a):

- Ancho equivalente de  $H\alpha$ :  

$$\log(-EWH\alpha) \geq 0.09 \times SpT - 5.1$$
- Tipo espectral:  

$$SpT > 60 \ \& \ SpT < 80$$

#### 4.2.3.2. Criterios para WTTS

Contrarias a las CTTS, las WTTS no poseen un disco de acreción, así como tampoco muestran las propiedades exóticas de estas primeras. En estos casos, su identificación como TTS se basa casi exclusivamente en la presencia de la línea Li I 6707 Å fuertemente en absorción (Martin, 1997). La importancia de esta línea en particular como indicador de juventud en una estrella ya se ha mencionado a mayor detalle en la sección introductoria de este documento. Con lo que, de acuerdo con los parámetros presentes en nuestra lista de TTS, los criterios para una WTTS se tomarán de la siguiente manera (Briceño et al., 2019a):

- Ancho equivalente de  $H\alpha$ :  

$$\log(-EWH\alpha) < 0.09 \times SpT - 5.345$$
- Tipo espectral:  

$$SpT > 60 \ \& \ SpT < 80$$

#### 4.2.3.3. Criterios para CWTTS

En nuestro estudio planteamos usar un nuevo tipo de TTS, la clase CWTTS. Propuesta inicialmente en Briceño et al. (2019a), esta nueva clase se caracteriza

principalmente en base a su intensidad de emisión en  $H\alpha$ , encontrándose justo en medio de los valores esperados para una CTTS y una WTTS.

La intención de esta nueva clase es con el fin de tomar en cuenta la emisión variable de  $H\alpha$  y evitar así categorizaciones erróneas entre CTTS y WTTS. Esta clase se define de acuerdo con los siguientes criterios:

- Ancho equivalente de  $H\alpha$ :

$$\text{Entre } \log(-EWH\alpha) < 0.09 \times SpT - 5.1$$

$$\text{y } \log(-EWH\alpha) \geq 0.09 \times SpT - 5.345$$

- Tipo espectral:

$$SpT > 60 \ \& \ SpT < 80$$

Estos rangos son intermedios para los establecidos anteriormente como criterios de selección para CTTS y WTTS.

### 4.3. Estimación de la extinción visual, masa y edad con MASSAGE

Finalmente, con los resultados obtenidos de SPTCLASS es posible realizar una estimación de la extinción visual, la masa y la edad haciendo uso del código MassAge (Hernandez et al. in prep). En resumen el código sigue los siguientes pasos:

1. Se obtiene la temperatura efectiva ( $T_{eff}$ ) y la corrección bolométrica en la banda  $J$  ( $BCJ$ ) mediante la interpolación del tipo espectral en la tabla estándar de [Pecaut and Mamajek \(2016\)](#).
2. Se obtiene la extinción visual en la banda  $J$  ( $A_j$ ) comparando los colores observados ( $obs$ ) de los catálogos GAIA (filtros  $Bp$ ,  $Gp$  y  $Rp$ ) y 2MASS (filtros

$J$  y  $H$ ) con los colores esperados de las tablas estándares (*std*) de [Pecaut and Mamajek \(2013\)](#) y [Esplin and Luhman \(2020\)](#). Se utiliza la siguiente ecuación:

$$\sum [(M_i - M_o)_{obs} - (M_i - M_o)_{std}] = \sum \left[ \frac{A_i}{A_v} - \frac{A_o}{A_v} \right] A_v \quad (4.1)$$

Donde,  $M_i$  corresponde a los filtros  $Bp$ ,  $Gp$ ,  $Rp$  y  $H$ , y  $M_o$  es el filtro ancla fijado en la banda  $J$ . MESSAGE incluye en su código diferentes leyes de extinción y parámetro  $R_V$  para escoger, siendo estos los siguientes:

- ccm: [Cardelli et al. \(1989\)](#)
- s16: [Schlafly et al. \(2016\)](#)
- f19: [Fitzpatrick et al. \(2019\)](#)

Usando la ley de extinción, es posible determinar la extinción normalizada a  $0.55 \mu\text{m}$ . Se usa la expresión  $A\lambda_i/A_v$ , donde  $\lambda_i$  es la longitud de onda respectiva a cada filtro. En este trabajo se usará la ley de extinción de [Fitzpatrick et al. \(2019\)](#), con un parámetro característico del medio interestelar normal ( $R_V=3.1$ ), para obtener los valores de extinción normalizados a la banda visual:

$$\frac{A_{Bp}}{A_v} = 1.062 \quad \frac{A_{Gp}}{A_v} = 0.822 \quad \frac{A_{Rp}}{A_v} = 0.627 \quad \frac{A_j}{A_v} = 0.252 \quad \frac{A_h}{A_v} = 0.162 \quad (4.2)$$

3. Se deriva la luminosidad siguiendo las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned}
 M_j &= J - 5 \log \left( \frac{1000}{Plx} \right) + 5 - 0.252 A_v \\
 M_{bol} &= M_j + BCJ \\
 \log \left[ \frac{L}{L_o} \right] &= \frac{4.74 - M_{bol}}{2.5}
 \end{aligned} \tag{4.3}$$

Donde  $Plx$  es el paralaje obtenido de GAIA EDR3.

4. Las masas y edades se obtienen comparando la posición de la estrella de interés y la malla de los modelos evolutivos sobre el diagrama Hertzsprung-Russell, temperatura efectiva y luminosidad. MASSAGE incluye en su código distintos modelos evolutivos para escoger, siendo estos los siguientes:

- **PARSEC** (CMD 3.3, [Marigo et al. \(2017\)](#)); donde CMD denota *Color Magnitude Diagram* por sus siglas en inglés). Incluye estrellas con edades de hasta 316 Myr y con  $Z=0.0152$ .
- **MIST** (*MESA Isochrones & Stellar Tracks*, [Dotter \(2016\)](#)). Isocronas y trayectorias estelares MESA.
- **SIESS** ([Siess et al., 2000](#)). Incluye trayectorias estelares de PMS con masas de entre  $0.1 M_{\odot}$  hasta  $7 M_{\odot}$ , para metalicidades solares.
- **PISA** ([Tognelli et al., 2011](#)). Incluye trayectorias estelares de PMS con masas de entre  $0.2 M_{\odot}$  hasta  $7 M_{\odot}$ , para metalicidades solares.
- [Baraffe et al. \(2015\)](#).
- Trayectoria Feiden Magnética (FMT).
- Trayectoria Feiden Estándar (FST).

En este trabajo se usaron los modelos evolutivos de PARSEC (Marigo et al., 2017) y MIST (Dotter, 2016). Particularmente, MASSAGE proporciona para estos dos modelos (PARSEC y MIST) la facilidad de elegir como eje ordenado las magnitudes absolutas:  $B_p$ ,  $G_p$ ,  $R_p$ ,  $J$  o  $H$ ; o la luminosidad:  $\lg L_m$ . Los valores finales de masa, edad, luminosidad y extinción, con sus errores se obtienen aplicando una técnica tipo Monte Carlo, donde se generan  $N$  puntos artificiales variando aleatoriamente los datos observados ( $SpT$ ,  $B_p$ ,  $G_p$ ,  $R_p$ ,  $J$ ,  $H$ ,  $PLX$ ) dentro de sus errores. Para cada estrella se obtiene el promedio y la desviación estándar de los  $n$ ésimos resultados. En este trabajo se generaron 300 puntos artificiales.

#### 4.4. Análisis infrarrojo

En la sección 4.2.3 y sus secciones subsecuentes se hace mención a los tres tipos de acretores a identificar en nuestra población de TTS, así como a los criterios de selección usados para su respectiva distinción. Los parámetros usados en esta selección son el ancho equivalente en  $H\alpha$  ( $EW_{H\alpha}$ ) y el tipo espectral ( $SpT$ ). Este observable traza la componente de gas del disco protoplanetario, particularmente si el gas está acretando hacia la estrella. Por otro lado el flujo infrarrojo es un trazador de la componente de polvo del disco protoplanetario.

Una confirmación de las estrellas acretoras (e.g., CTTS) puede realizarse llevando a cabo un análisis infrarrojo de la muestra. Al observarse un disco circunestelar alrededor de una estrella es posible identificarle gracias a su brillo prominente en las longitudes del infrarrojo (Luhman and Mamajek, 2012). Siendo así posible detectar la presencia de un disco protoplanetario basándose en mediciones en el infrarrojo ( $\lambda > 3\mu m$ ) en exceso a las esperadas en fotosferas estelares.

En este trabajo, estos excesos de emisión en el infrarrojo se detectaron haciendo uso de los datos fotométricos del infrarrojo intermedio del catálogo WISE. Este catálogo es de particular utilidad para este procedimiento ya que sus bandas se encuentran centradas en 3.4, 4.6, 12 y  $22\mu\text{m}$ ; denotadas como aquellas que van desde W1 a W4 (Wright et al., 2010). Usando los colores producidos por las bandas de WISE relativas a la banda  $K$  ( $2.2\mu\text{m}$ ) de 2MASS, es posible detectar y medir el exceso en emisión de cada miembro. Para esto se realiza una correlación cruzada de nuestra lista de TTS con los catálogos 2MASS y WISE. El uso de la banda  $K$  tiene la ventaja de tener una longitud de onda suficientemente larga para tener efectos de extinción relativamente pequeña, mientras es lo suficientemente corta para que generalmente sea dominada por la fotosfera estelar en sistemas con disco (Luhman and Mamajek, 2012). La otra gran ventaja es que un color entre la banda  $K$  y magnitudes más infrarrojas caen en el régimen de Rayleigh-Jeans, en donde el color fotosférico esperado es casi independiente de la temperatura de la estrella.

Analizando la contribución de excesos en un diagrama color-color, es posible distinguir entre aquellos miembros con discos relativamente jóvenes (discos completos) y aquellos que se encuentran en etapas evolutivas más avanzadas (discos en transición o pre-transición, discos evolucionados y discos de escombros). La gran ventaja de trabajar con diagramas color-color es que éstos son independientes de la distancia de las fuentes analizadas. En este trabajo se realizará un diagrama similar al obtenido por Luhman and Mamajek (2012) como se aprecia en la (Figura 4.4).

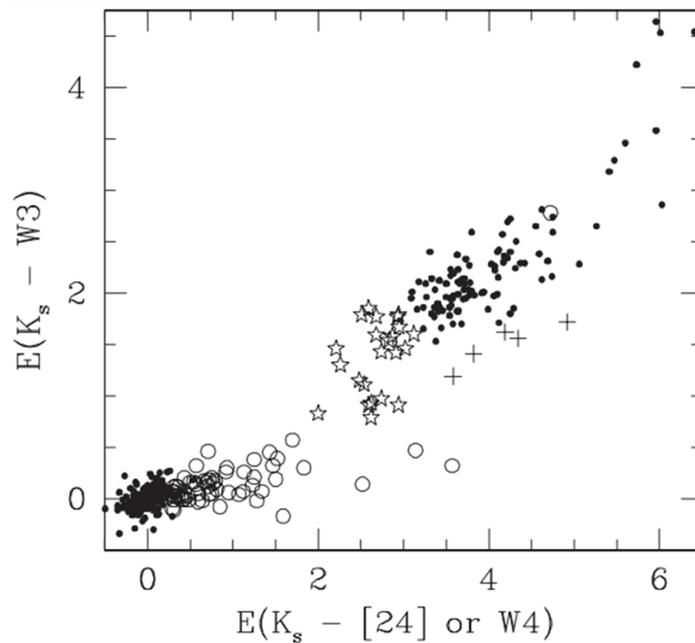


Figura 4.4. Diagrama Color infrarrojo (W3) vs Color infrarrojo (W4) para miembros de Sco Superior basado en datos de WISE. Se indican aquellos candidatos a discos en transición con cruces (+), a discos evolucionados con estrellas (☆), y a discos de escombros con círculos (○). De [Luhman and Mamajek \(2012\)](#).

Es posible apreciar que los discos completos (círculos sólidos) se encuentran en la esquina superior derecha, donde se evidencia mayor exceso, mientras que las estrellas sin discos (también con círculos sólidos) se agrupan en la esquina inferior izquierda, cerca del color esperado para la fotosfera (colores=0). Los discos de escombros y evolucionados se encuentran en el medio del diagrama, siendo los discos evolucionados los que exhiben mayor exceso. Finalmente los discos en transición poseen excesos similares a los discos completos en el color  $K$ -W4, pero poseen menor exceso en el color  $K$ -W3. Es importante resaltar que el color  $K$ -W3 traza las emisiones de las partes más internas del disco en comparación al color  $K$ -W4.

Basado en los censo de discos realizados en la región de Tauro y Escorpión ([Luhman and Mamajek, 2012](#)), Thanawuth Thanathibodee (estudiante de doctorado de la

Universidad de Michigan) nos proporcionó los límites usados para definir las regiones probables en donde se localizan los discos completos, discos evolucionados, discos en transición, discos de escombros y estrellas sin discos en el diagrama  $K_{\text{mag}}-W3_{\text{mag}}$  vs  $K_{\text{mag}}-W4_{\text{mag}}$  (Thanathibodee et al., enviado a la revista). Como se aprecia en la Figura 4.5, estas regiones se definen de la siguiente manera:

- **Discos completos.** Estrellas que caen dentro del polígono definido por los siguiente puntos: (4.23,1.69), (9.48,5.41), (8.35,6.38) y (3.41,2.41).
- **Discos evolucionados.** Estrellas que caen dentro del polígono definido por los siguiente puntos: (3.16,0.96), (4.08,1.69), (3.54,2.32) y (2.57,1.43).
- **Discos de escombros.** Estrellas que caen dentro del polígono definido por los siguiente puntos: (1.18,-0.01), (3.21,0.79), (2.49,1.33) y (1.13,0.77).
- **Estrellas sin disco.** Estrellas que caen dentro del polígono definido por los siguiente puntos: (-0.28,-0.16), (0.93,-0.04), (0.90,0.74) y (-0.38,0.59).
- **Discos en transición.** Estrellas con color  $K-W4$  similar a los observados en discos completos pero que caen por debajo de la línea definida por los siguiente puntos: (4.358,1.54), (7.25,3.51).

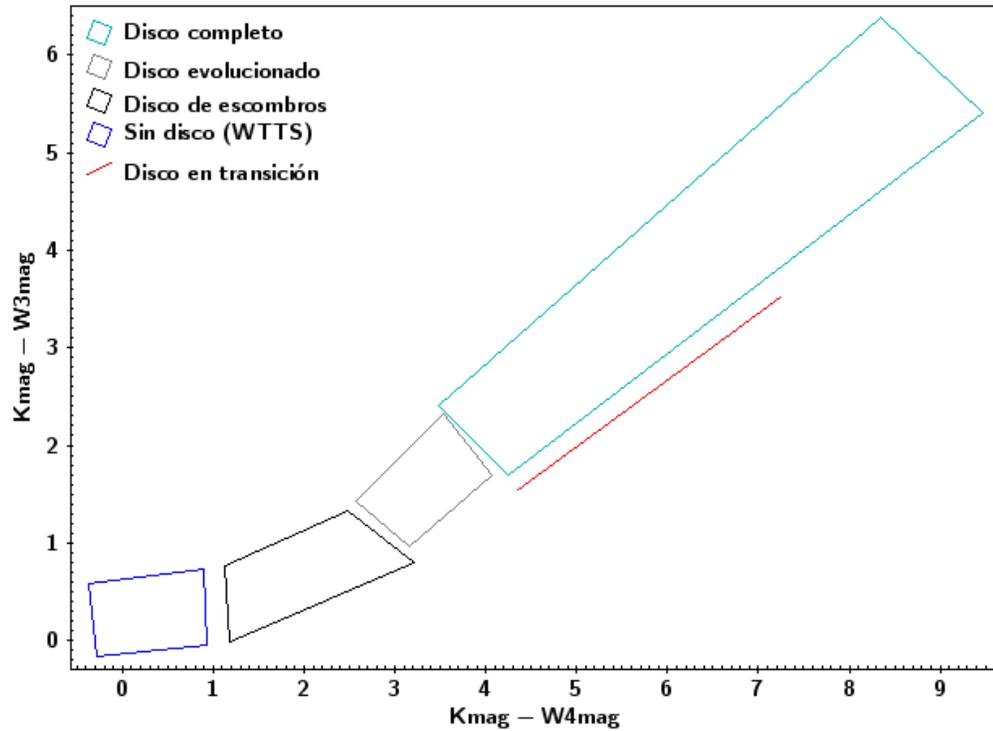


Figura 4.5. Diagrama color-color ( $K_{\text{mag}}-W_{3\text{mag}}$  vs  $K_{\text{mag}}-W_{4\text{mag}}$ ) donde se definen las regiones de diferentes tipos de discos en el espacio (Thanathibodee et al., enviado a la revista).

Para identificar a groso modo los discos en la muestra estudiada, realizamos la correlación cruzada con el catálogo WISE y 2MASS, y seleccionamos aquellas estrellas con errores menores a 0.5 magnitudes en las bandas  $K$ ,  $W_3$  y  $W_4$ . También seleccionamos las estrellas con bandera de contaminación en  $W_3$  y  $W_4$  igual a cero, indicando que no hay contaminación en la fotometría por fuentes cercanas o por artefactos. Finalmente, las regiones de la Figura 4.5 se usa para obtener aproximadamente el tipo de disco de las estrellas analizadas.

# Capítulo 5

## Resultados

Basado en la metodología estipulada en la sección 4, se han identificado y caracterizado estrellas T-Tauri en la muestra de LAMOST estudiada en este trabajo. La muestra final de estrellas analizadas en la sub asociación OB1b se denota en la lista `MACRO_MESSAGE_WISE_ACR.cat`. Dicha lista posee parámetros de importancia para el análisis de la muestra observada en los campos de interés estudiados con el espectrógrafo LAMOST en OB1b:

1. OB1b\_1, denotado por Orion\_4\_1
2. OB1b\_2, denotado por Orion\_4\_2

De esta selección se obtuvieron los siguientes resultados para cada campo observado en OB1b (Tabla V):

Selección de estrellas candidatas a miembros cinemáticos de la región OB1b		
Campo	No. total fuentes	No. de fuentes que pasaron los criterios de selección
OB1b.1(Orion_4.1)	3395	666
OB1b.2(Orion_4.2)	3456	317

Tabla V. Selección de miembros cinemáticos de la sub asociación OB1b.

Esta muestra final consta en total de 983 estrellas, que incluyen 363 candidatas cinemáticas (sección 5.1) y 620 candidatas espectroscópicas (sección 5.2), de las cuales se poseen los siguientes datos:

- **Cinemáticos:** obtenidos a partir del análisis con GAIA EDR3.
- **Espectroscópicos:** obtenidos a partir del análisis de los objetos con SPT-CLASS.
- **Estimación de edad y masas:** obtenidos a partir del análisis con MESSAGE.
- **Tipo de acretor:** obtenidos de acuerdo con parámetros conocidos como tipo espectral (SpT) y ancho equivalente de  $H\alpha$  ( $EW_{H\alpha}$ ).
- **Excesos infrarrojos:** obtenidos a partir del análisis de datos de los catálogos 2MASS y WISE.

La consulta y detalles de la tabla de datos para las 983 estrellas de la muestra se detalla en el Apéndice A.

## 5.1. Análisis cinemático

El procedimiento que se siguió para identificar aquellas estrellas de la muestra que fueran miembros cinemáticos de la región de formación estelar OB1b se describe

detalladamente en la sección 4.1.1, a partir del cual, de acuerdo con el análisis de datos de GAIA EDR3 nos arroja 363 estrellas catalogadas como candidatos cinemáticos de OB1b (flag=“K\_MEM”).

### 5.1.1. Distribución de distancia

La Figura 5.1 muestra la distribución espacial de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos de la región OB1b, resaltando la distancia donde se localizan.

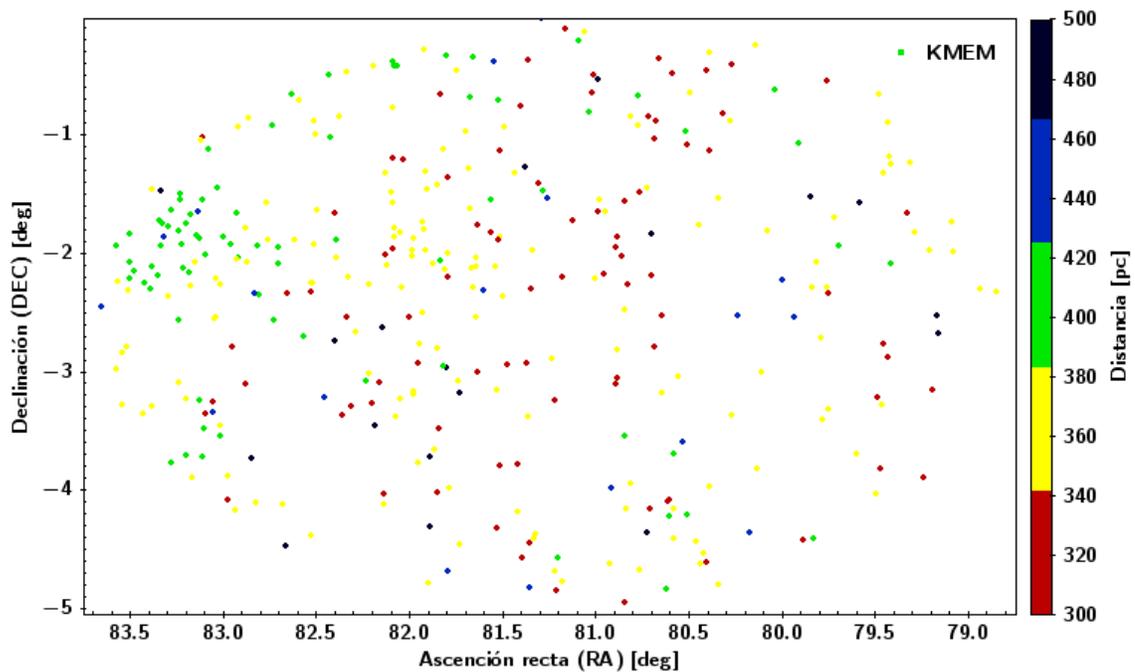


Figura 5.1. Distribución espacial en 2D de las estrellas confirmadas como miembros cinemáticos de OB1b (KMEM). La barra de color representa la distancia en unidades de parsec.

Similar a las estrellas T-Tauri conocidas usadas en la sección 4.1.1, es posible identificar lo que parecen ser dos agrupaciones principales de estrellas. Esta distinción logra apreciarse con mayor facilidad en el histograma de distribución de distancias de los candidatos cinemáticos de la Figura 5.2.

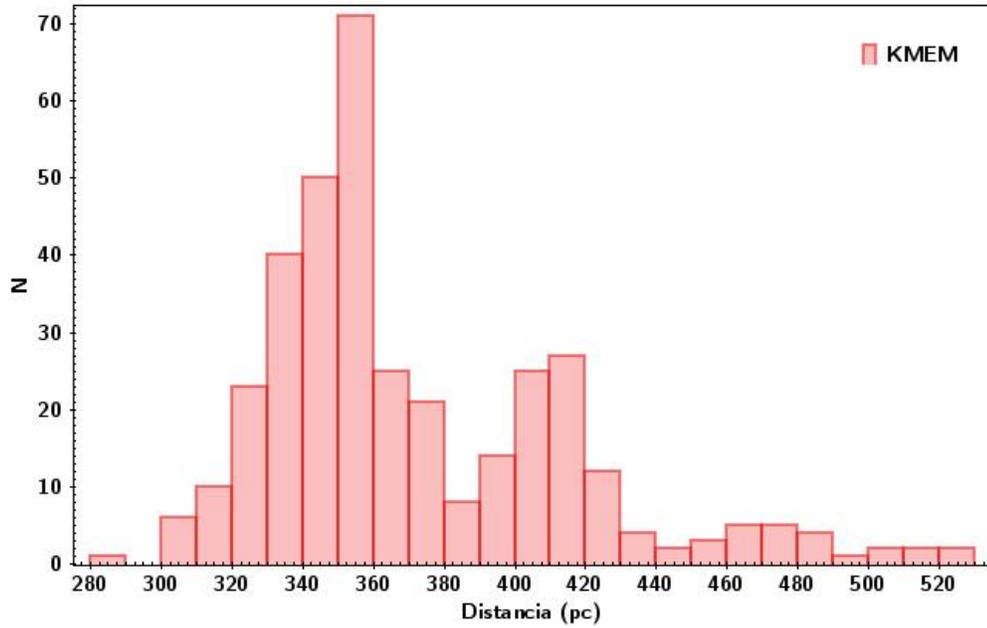


Figura 5.2. Distribución de la distancia para aquellas estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**)

Se distinguen dos grupos estelares, con límite de separación de 380 pc. Así, distinguimos el grupo cercano (distancia < 380 pc) y el grupo lejano (distancia > 380 pc).

La Figura 5.3 muestra una distribución tridimensional de estos dos grupos. Observamos que existen mayor número de estrellas localizadas en el grupo cercano. También se aprecia una sobre-densidad en el grupo lejano en dirección al este, donde se localizan mayores remanentes de la nube molecular primigenia.

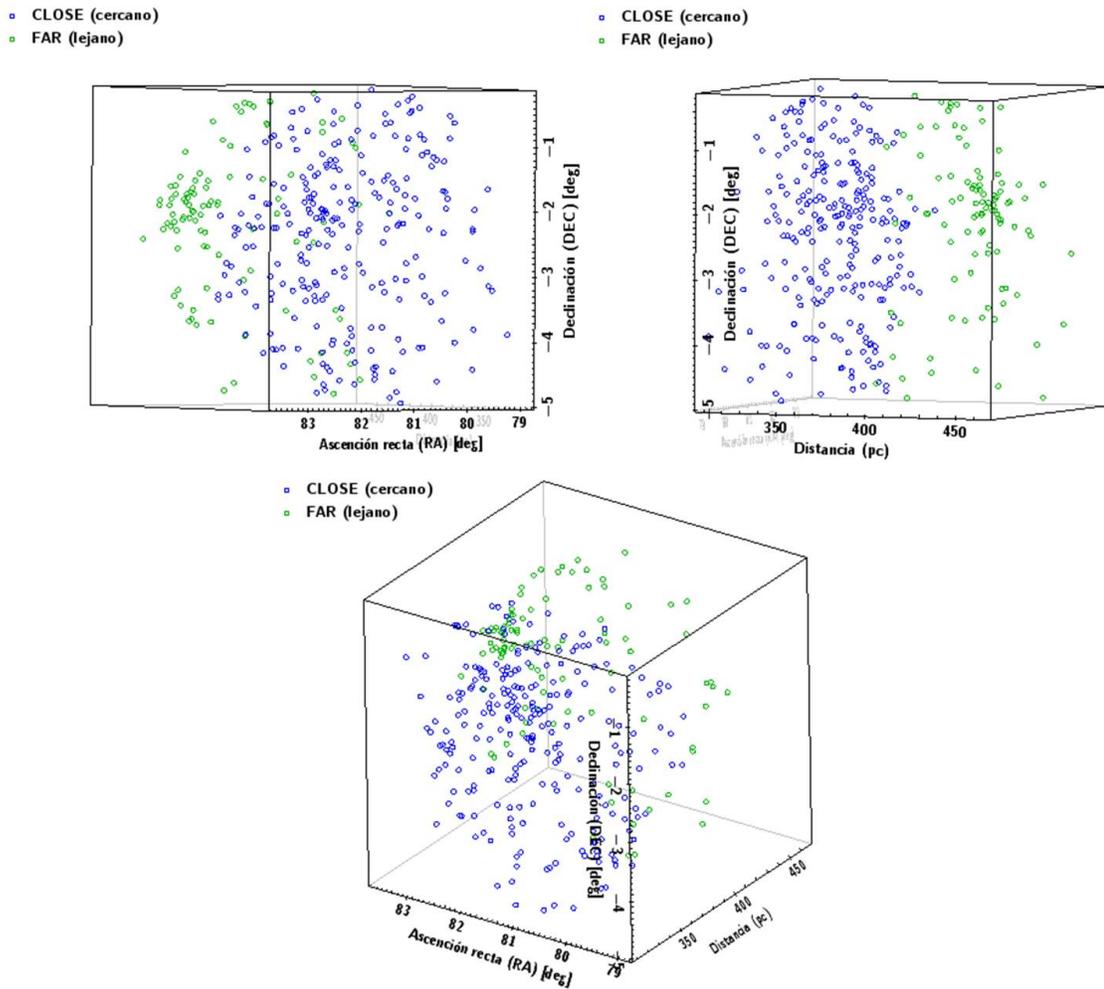


Figura 5.3. Distribución espacial en 3D de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. CLOSE**, representa las estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. FAR**, representa las estrellas con distancias mayores a 380 pc.

### 5.1.2. Distribución de movimiento propio

Similar a lo observado en la sección 5.1 la distribución de movimiento propio en tres dimensiones en función de la distancia de la Figura 5.4 muestra la distinción entre ambos grupos estelares.

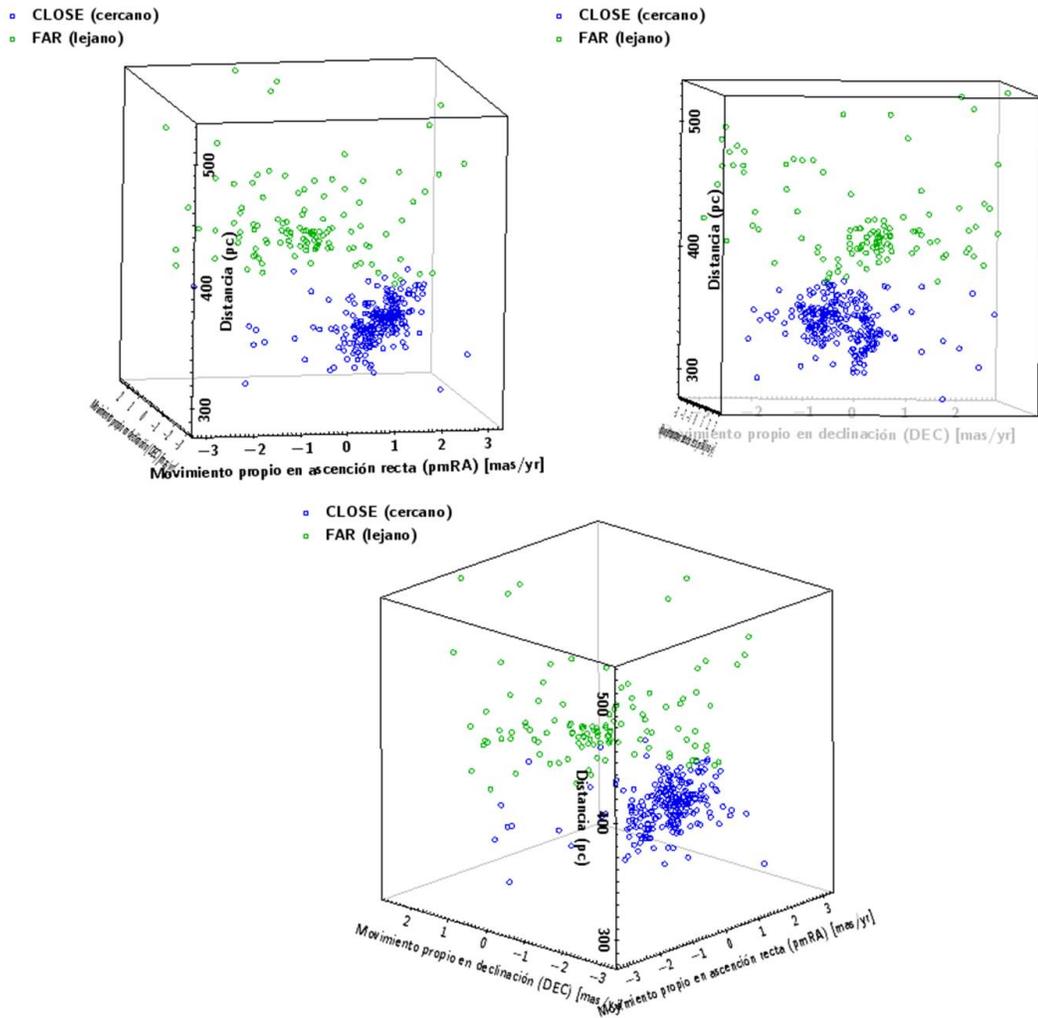


Figura 5.4. Distribución del movimiento propio en 3D de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. CLOSE**, representa las estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. FAR**, representa las estrellas con distancias mayores a 380 pc

Se logra observar como el grupo cercano (**CLOSE**) se encuentra mucho más aglomerado en movimientos propios en comparación con el grupo lejano (**FAR**) que tiene sus miembros con mayor rango de movimientos propios.

## 5.2. Análisis espectroscópico

Mediante la inspección visual del espectro para la verificación de la presencia de la línea de Litio, siguiendo la metodología de la sección 4.1.2, se seleccionaron 666 candidatas espectroscópicas en el campo Orion\_4.1 y 317 candidatas espectroscópicas en el campo Orion\_4.2. Posteriormente, en base a la metodología descrita en la sección 4.2 se obtuvieron parámetros espectroscópicos de interés para cada miembro de las muestras de candidatas espectroscópicas y cinemáticas (total de 983 estrellas analizadas). Entre estos parámetros se encuentra el tipo espectral (SpT), el ancho equivalente de  $H\alpha$  (EWH $\alpha$ ), y el ancho equivalente de Li I (EWLi). Usando el programa SPTCLASS se asignaron banderas para denotar la presencia o no de estos indicadores clave, donde de particular interés es la bandera “fl\_Li==2” que indica la presencia de Li I en absorción. Por otro lado la bandera “fl\_Li==1” indica la probable presencia de la línea. Valores para SpT y EWH $\alpha$  se usaron de acorde a criterios de selección establecidos por Briceño et al. (2019a) (detallados en la sección 4.2.3) para categorizar la muestra de acuerdo a sus tipos de acretores (CTTS, WTTS y CWTTS).

En la Figura 5.5 se muestra un histograma de la distribución de tipos espectrales. En el histograma azul (**ALL**) se tiene la distribución espectral de las 983 estrellas a las cuales se les calculo tipo espectral, mientras que en el histograma rojo (**KMEM**) se tiene la distribución espectral de las 363 estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b.

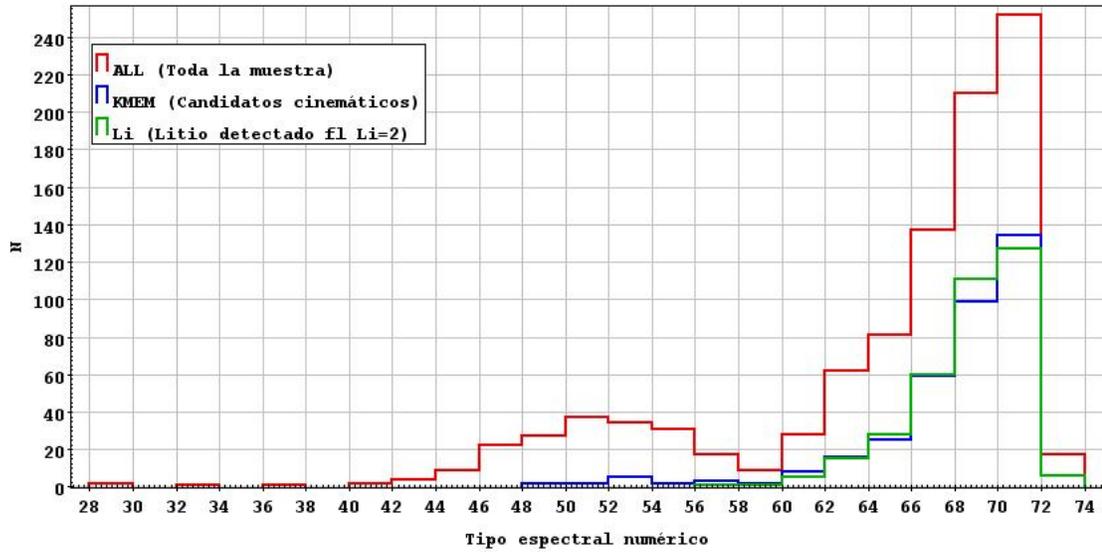


Figura 5.5. Distribución de los tipos espectrales. Se representan todos aquellos miembros de la muestra a los cuales se les calculó un tipo espectral usando SPTCLASS. La distribución espectral azul denota la muestra completa, mientras que la distribución espectral roja denota la muestra de aquellas estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b. Finalmente, el histograma verde denota estrellas con detección de litio en absorción. Esto implica que existe alta probabilidad de contaminación por estrellas con detección dudosa de litio o sin detección de la línea de litio ( $fl.Li < 2$ ).

Del histograma obtenido es posible observar como existen dos subgrupos principales de tipos espectrales.

1. El primero, y el que posee más miembros tanto de la muestra completa como de la muestra cinemática se encuentra alrededor del rango de tipos espectrales entre 67 y 71 (K7-M3).
2. El segundo, con menos miembros de la muestra completa y una cantidad muy pequeña de miembros cinemáticos, se encuentra alrededor del rango de tipos espectrales numéricos entre 45 y 58 (F5-G8). Se puede apreciar que estas estrellas no tienen una detección robusta del litio y no son coherentes cinemáticamente para ser miembros de la población estelar joven. Aunque la detección del Litio

en estrellas tipo solar no implica juventud, pero si las descartan como estrellas post-secuencia principal ([Hernandez et al., 2004](#)).

El resultado mostrado en la Figura 5.5 sugiere que existe contaminación sustancial por estrellas de campo en la muestra de candidatas espectroscópicas seleccionadas a partir de la sección 4.1.2. Esto se debe a que en la inspección visual incluimos cualquier posible detección de la línea de Litio, incluyendo espectros relativamente ruidosos. La detección de este rasgo de juventud fue confirmado ( $\text{fl\_Li}=2$ ) o descartado ( $\text{fl\_Li}=0$ ) usando la herramienta SpTCLASS. También se distinguen estrellas con detección de Litio incierta o dudosa ( $\text{fl\_Li}=1$ ).

### 5.2.1. Clases de acretores

Tomando en cuenta los criterios de selección establecidos en [Briceño et al. \(2019a\)](#) y descritos a mayor detalle en el apartado 4.2.3 de este trabajo, se identifican los tipos de acretores de las estrellas candidatas a miembros cinemáticos y candidatas a miembros espectroscópicos de OB1b (donde este segundo grupo se distingue de acuerdo a la bandera cinemática  $\text{kflag!}=\text{"K\_MEM"}$ ); tal como se ilustra en la Figura 5.6.

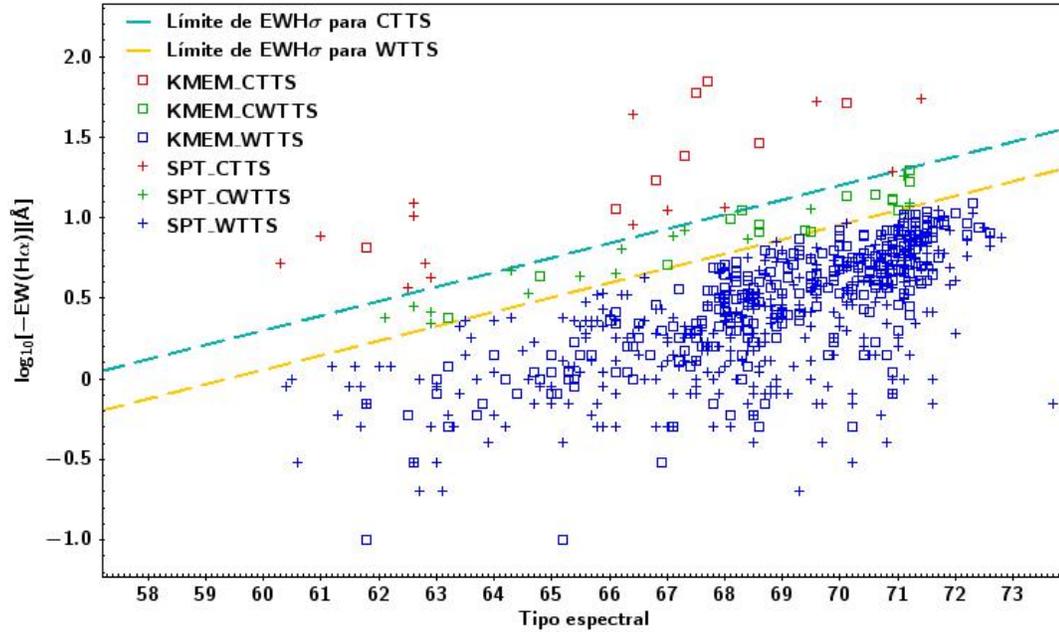


Figura 5.6. Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de  $H\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra de estrellas candidatas a miembros cinemáticos (**KMEM**) y miembros espectroscópicos (**SPT**) de OB1b.

Dando como resultado de la muestra total de 983 estrellas, las siguientes cantidades de tipos de acretores para ambos grupos presentadas en la Tabla VI.

Tipos de acretores de OB1b	
<b>Candidatas a miembros cinemáticos (KMEM)</b>	
ALL	363
CTTS	8
WTTS	322
CWTTS	17
<b>Candidatas a miembros espectroscópicos (SPT)</b>	
ALL	620
CTTS	14
WTTS	410
CWTTS	16

Tabla VI. Cantidades de los tipos de acretores para la muestra de candidatas cinemáticas y candidatas espectroscópicas de OB1b.

### 5.3. Diagrama Hertzsprung–Russell de la muestra

La muestra de estrellas candidatas cinemáticas de Orión OB1b fue tratada siguiendo la metodología estipulada en la sección 4.3, donde se describe cómo fueron obtenidos los parámetros de Teff y LgL para cada miembro, dando lugar a su diagrama HR. Usando la muestra total, se distinguen las dos muestras principales de este estudio: **1)** la muestra a candidatas a miembros cinemáticos y, **2)** la muestra a candidatas a miembros espectroscópicos de OB1b; y se obtiene el diagrama HR de ambos grupos (así como las isócronas dadas por el modelo evolutivo MIST +2016 para edades de 0.2 a 100 Myr en orden ascendente), presentado en la Figura 5.7. Como se mencionó anteriormente, es pertinente recordar que la muestra de candidatas espectroscópicas puede tener contaminación sustancial de estrellas de campo. De allí la mayor dispersión de esta muestra en la Figura 5.7.

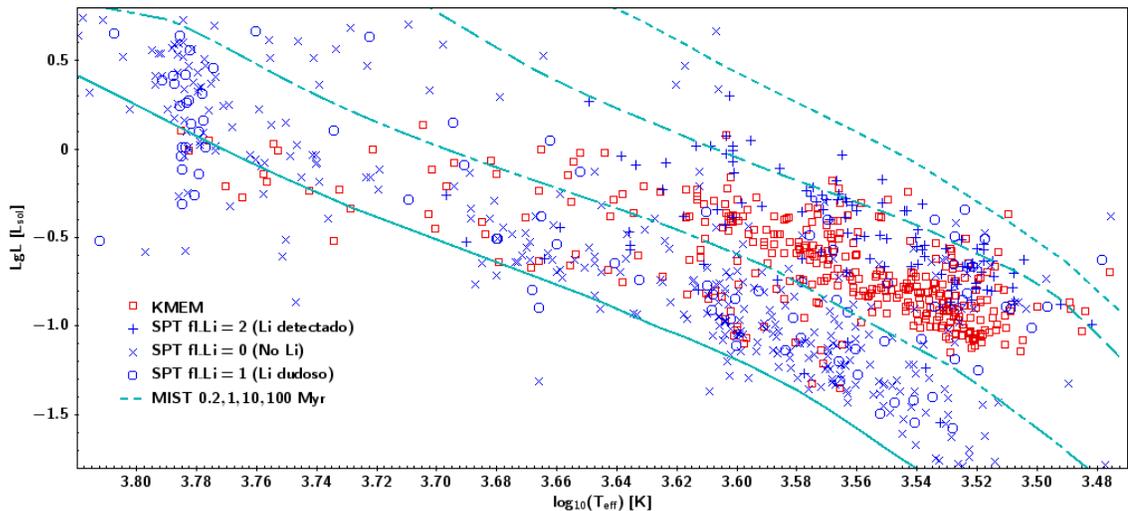


Figura 5.7. Diagrama Hertzsprung–Russell de la muestra de estrellas candidatas a miembros cinemáticos (**KMEM**) y miembros espectroscópicos (SPT) de OB1b. Los miembros espectroscópicos se distinguen de acuerdo con su bandera de Li: fl\_Li=2 (+); fl\_Li=0 (x); fl\_Li=1 (o). Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr.

Dirigiéndonos específicamente a un estudio más detallado de las estrellas candi-

datos a miembros cinemáticos se obtiene la Figura 5.8, donde se muestra el diagrama HR de esta muestra distinguida de acuerdo a sus dos grupos de distancias, **CLOSE** y **FAR**.

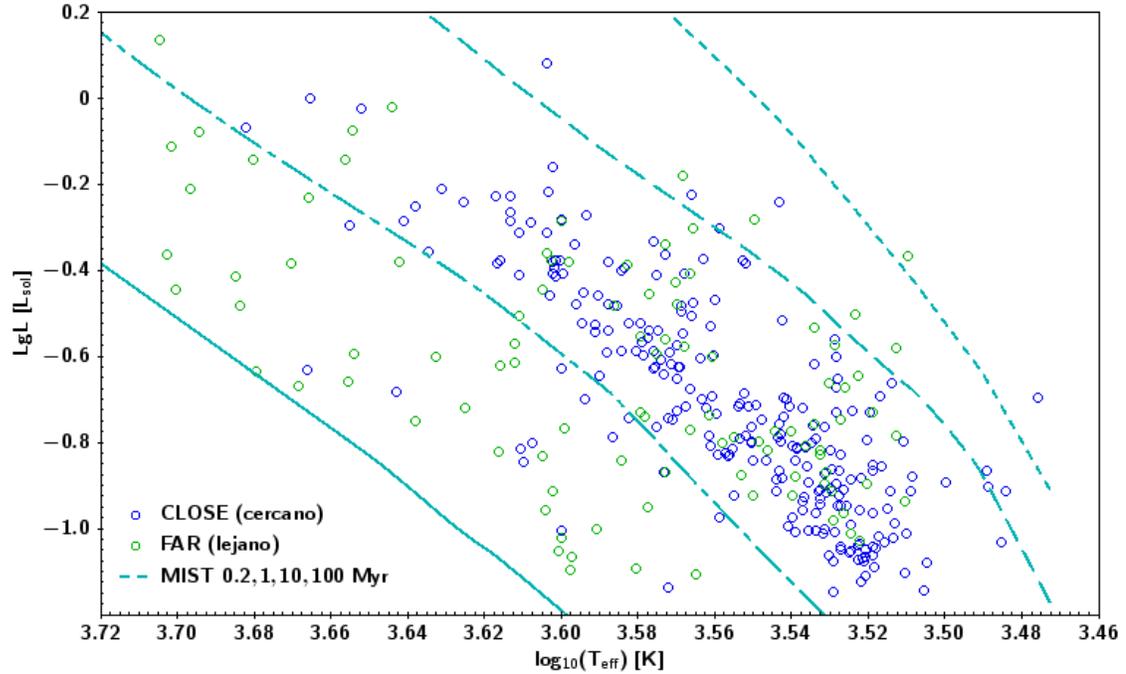


Figura 5.8. Diagrama Hertzsprung-Russell para estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**). Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. Close**, estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. Far**, estrellas con distancias mayores a 380 pc. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr.

En la Figura 5.8 se distingue la diferencia en edades que se espera observar en las posteriores estimaciones con el programa MESSAGE para las dos poblaciones de distancias. Para el grupo **CLOSE** se observa cómo sus miembros se acomodan a lo largo de la zona intermedia de las isócronas para 1 Myr y 10 Myr, mientras que el grupo **FAR** parece estar mucho más disperso a lo largo de las isócronas de 1 Myr y 100 Myr. En particular para el grupo **FAR** se observan algunos miembros con edades mucho mayores a lo esperado para la población de Orion OB1b ( $\sim 5$  Myr) e inclusive mayor que la población dispersa de Orion OB1a ( $\sim 10$  Myr; Briceño et al., 2019a).

Esto sugiere que la muestra **FAR** puede estar contaminada por estrellas de campo con distancias y movimientos propios similares al grupo de estrellas T Tauri de la región estudiada. De esta forma se puede combinar tanto los criterios cinemáticos como los espectroscópicos para obtener una muestra robusta de estrellas T Tauri en Orion OB1b, como se describe a continuación.

### 5.3.1. Muestra BONA FIDE

Tomando en cuenta la muestra de estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b, se seleccionan aquellos que también presentan Li I 6707 Å en absorción, es decir tomando el condicional: “fl\_Li==2”, dando lugar a la muestra **BONA FIDE** compuesta de 244 estrellas. El diagrama HR de los miembros pertenecientes a **BONA FIDE** se muestra en la Figura 5.9.

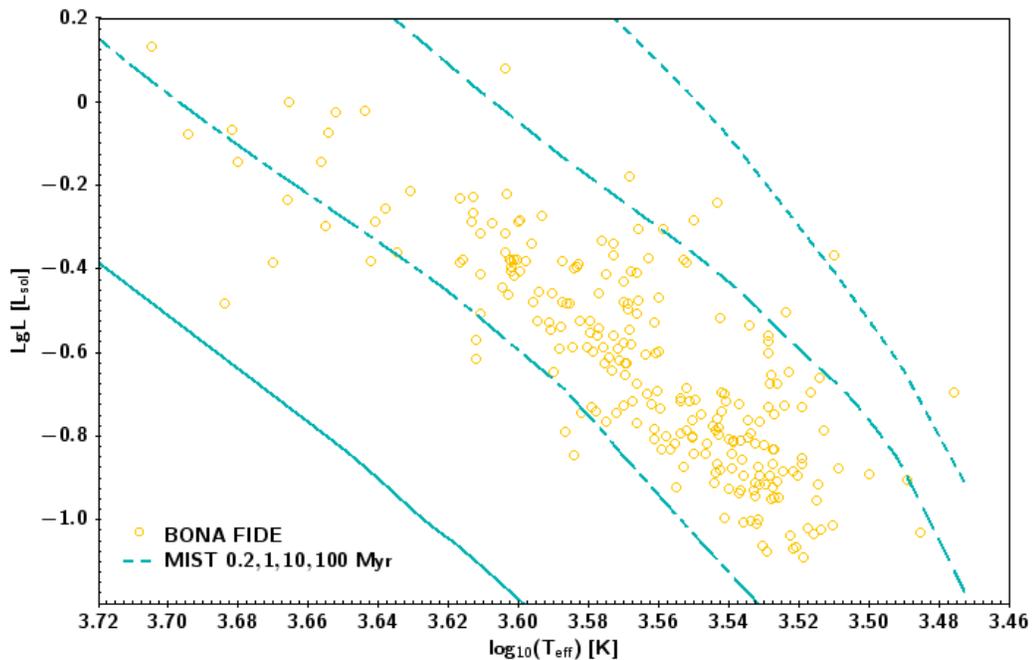


Figura 5.9. Diagrama Hertzsprung-Russell para estrellas candidatas a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**) con presencia de Li I 6707 Å en absorción, **BONA FIDE**. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr.

La Figura 5.10 muestra el diagrama HR para la muestra **BONA FIDE** distinguida en forma de sus dos grupos de distancias, **CLOSE** y **FAR**.

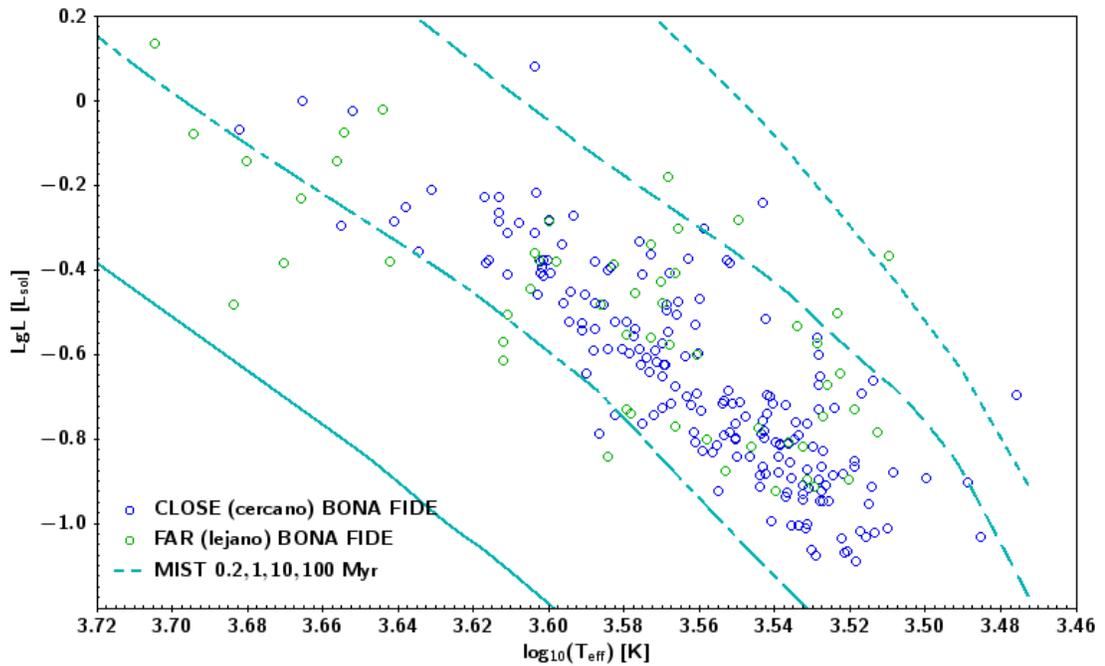


Figura 5.10. Diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra **BONA FIDE**. Se denotan dos agrupaciones de estrellas: **1. Close**, estrellas con distancias menores o iguales a 380 pc; **2. Far**, estrellas con distancias mayores a 380 pc. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr.

Así mismo, se muestra con claridad como aquellos miembros con Li I en absorción tienden a organizarse a lo largo de la franja delimitada por las isócronas de 1 Myr y 10 Myr, siendo solo unos pocos los que se observan en los límites de esta zona. Pareciera que el grupo **CLOSE** y **FAR** coexisten espacialmente en el diagrama HR. Estimaciones de edades de cada grupo se realizará en la sección 5.4.3.2 de este trabajo.

Consecuentemente y haciendo uso de los criterios de selección para los tipos de acretores de Briceño et al. (2019a) (especificados en la sección 4.2.3), se obtiene entonces la caracterización de la muestra **BONA FIDE**, tal y como se muestra en

la Figura 5.11.

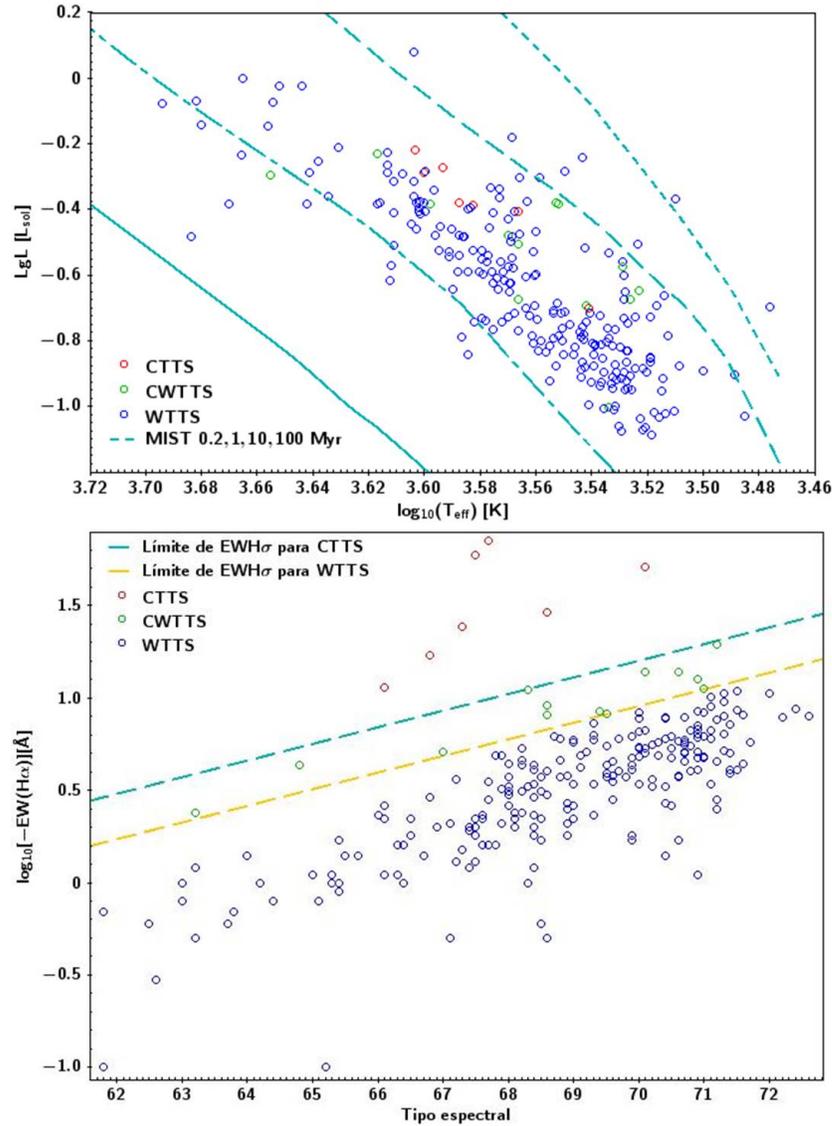


Figura 5.11. **1)** Diagrama Hertzsprung-Russell de los tipos de acretores de la muestra **BONA FIDE**. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. **2)** Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de H $\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra **BONA FIDE**.

De acuerdo con el análisis de la muestra **BONA FIDE** se distinguieron las siguientes cantidades para cada tipo de acretor: **1)** 7 estrellas CTTS, **2)** 223 estrellas WTTS, **3)** 13 estrellas CWTTs.

### 5.3.2. Muestra Nuevas TTS

Partiendo de las estrellas **BONA FIDE** se correlacionó con la base de datos astronómicos SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)). La gran mayoría de las BONA FIDE están reconocidas como estrellas jóvenes o posibles estrellas jóvenes en SIMBAD. Quedando 3 estrellas que no tienen información en esta base de datos o que no tienen ningún rango que indique juventud (e.g. categorizadas como **STAR** en SIMBAD). De las 244 estrellas de **BONA FIDE**, 19 no se encuentran identificadas como estrellas T-Tauri en el trabajo reciente de Briceño ([Briceño et al., 2019b](#)). Esto nos deja con un total de 22 TTS reconocidas por primera vez en este trabajo. La metodología utilizada así como los respectivos valores obtenidos para las 22 estrellas se detallan en el Apéndice B.

De esta muestra de 22 estrellas candidatas a nuevas TTS se les categorizó siguiendo los criterios de selección de [Briceño et al. \(2019a\)](#) (especificados en la sección 4.2.3), así como con buena fotometría (detallados en la sección 4.4) y la bandera de no contaminación “ $ccf=0000$ ”, dando lugar a los resultados apreciables en la Figura 5.12. En ella se aprecia como la muestra de 22 estrellas se hallan clasificadas como WTTS.

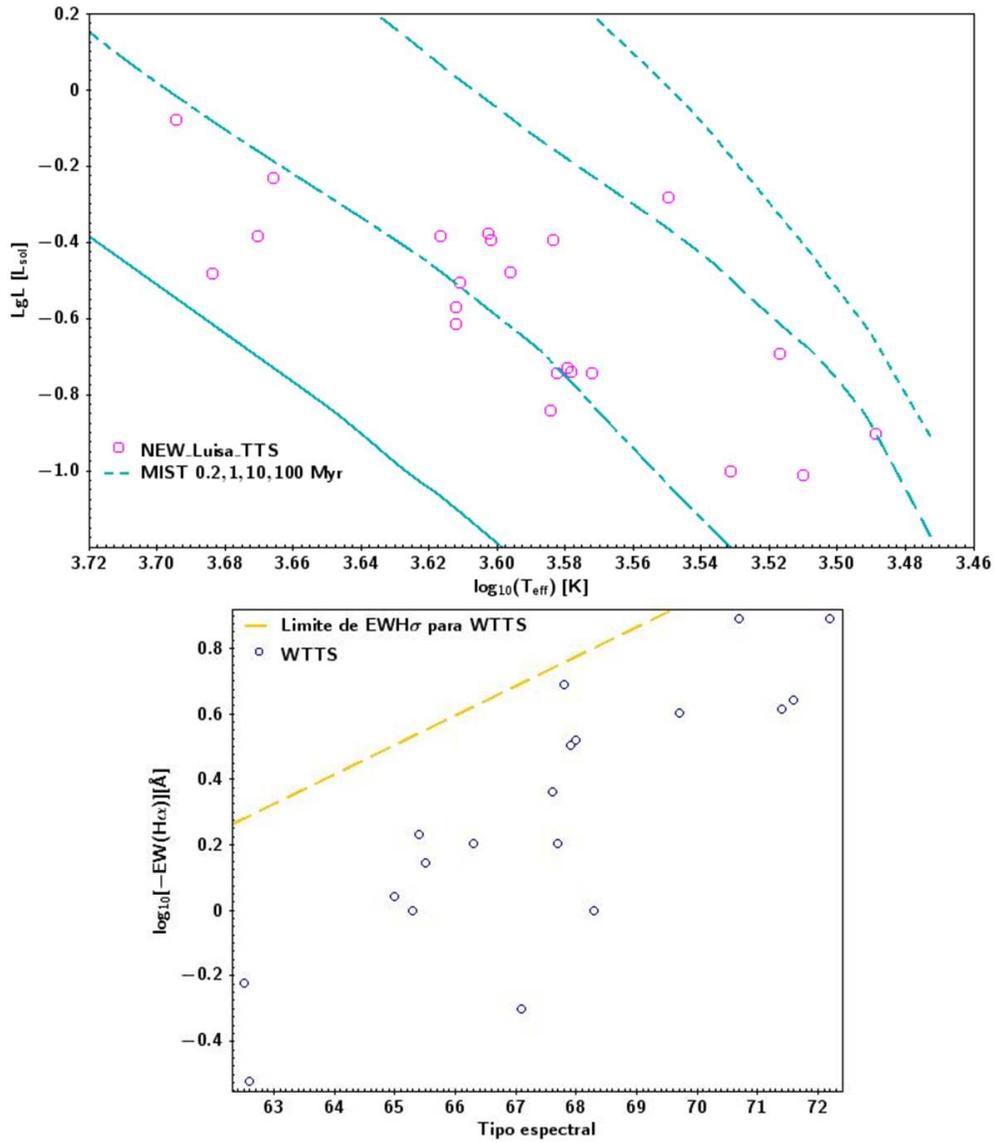


Figura 5.12. **1)** Diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra NEW\_Luisa\_TTS. Se acomodan las isócronas del modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016) para edades de 0.2, 1, 10 y 100 Myr. **2)** Diagrama del logaritmo del ancho equivalente de H $\alpha$  en función del tipo espectral de la muestra NEW\_Luisa\_TTS.datos.

## 5.4. Obtención de extinción visual, masa y edad estelar

Tomando los parámetros de interés para el diagrama Hertzsprung-Russell de la muestra, es posible seguir la metodología detallada a fondo en la sección 4.3. Esta metodología nos permite determinar la extinción visual normalizada a la banda visual de cada miembro a partir de la ley de extinción visual de [Fitzpatrick et al. \(2019\)](#), incluida en el programa MESSAGE. Así mismo, se describe la estimación de las edades y masas de la población usando MESSAGE y los modelos evolutivos de MIST ([Dotter, 2016](#)) y PARSEC ([Marigo et al., 2017](#)). Los resultados obtenidos tras la aplicación de esta metodología se presentan a continuación.

### 5.4.1. Extinción visual

De acuerdo con los primeros pasos de la metodología descrita en la sección 4.3, la extinción visual para cada miembro se obtiene a partir de la ley de extinción de [Fitzpatrick et al. \(2019\)](#). Esto con el fin de estimar la extinción visual normalizada a la banda visual de cada estrella observada. El análisis se realizó de acuerdo a la distribución de la extinción visual para los dos grupos principales de este trabajo, la muestra de candidatos a miembros cinemáticos de OB1b y la muestra **BONA FIDE**.

#### 5.4.1.1. Miembros cinemáticos (KMEM)

Tomando la muestra compuesta por aquellos identificados como candidatos a miembros cinemáticos de OB1b, se desarrolló un histograma de la distribución de la extinción visual presentado en la Figura 5.13.

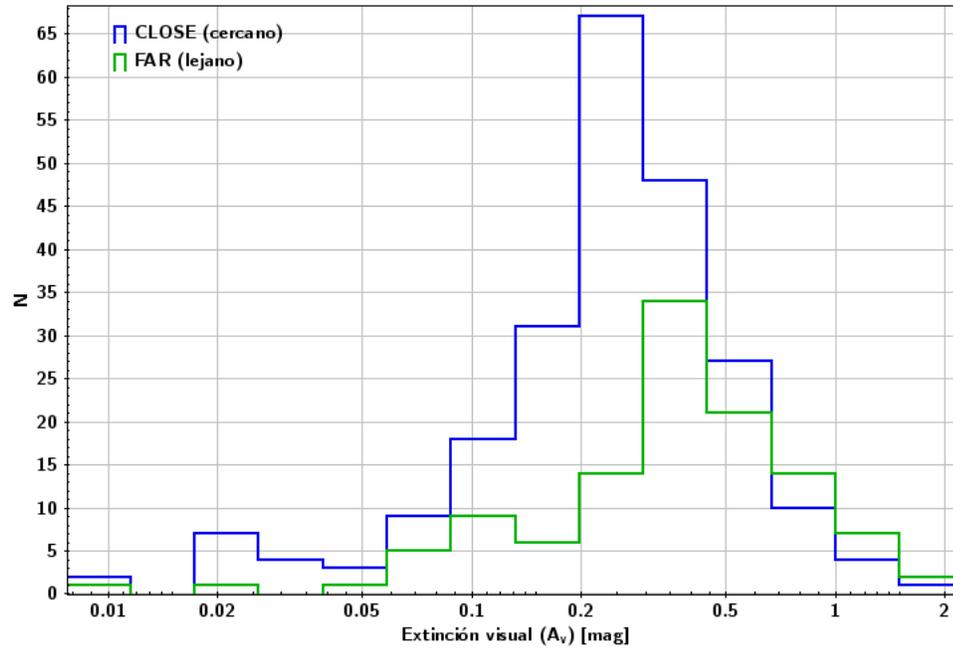


Figura 5.13. Distribución de la extinción visual de la muestra de candidatos a miembros cinemáticos (**KMEM**) de OB1b.

Se observa que sistemáticamente la muestra **FAR** posee mayor extinción que la muestra **CLOSE**, con valores característicos de  $A_v \sim 0.451$  y  $A_v \sim 0.28$  magnitudes, respectivamente. Este resultado concuerda con lo esperado que al mirar en la misma línea de visión, las estrellas más distantes sufran un mayor nivel de extinción por polvo interestelar.

#### 5.4.1.2. Muestra BONA FIDE

Tal y como en la sección anterior, se obtuvo un histograma de la distribución de la extinción visual, esta ocasión, tomando la muestra de candidatos a miembros cinemáticos y espectroscópicos de OB1b, es decir la muestra **BONA FIDE**. El histograma para la extinción visual se visualiza en la Figura 5.14.

La Figura 5.14 nos permite observar de nuevo que las estrellas en la muestra **CLOSE** esta menos extinguida que la muestra **FAR**, pero con diferencias no tan

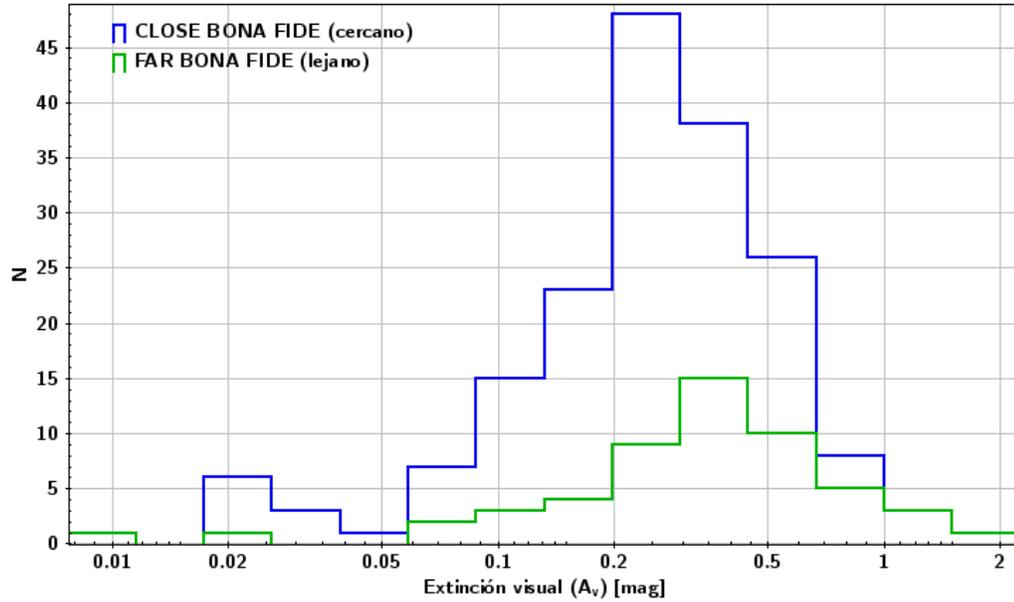


Figura 5.14. Distribución de la extinción visual de la muestra **BONA FIDE**.

marcadas como las observadas en la Figura 5.13. Ahora los picos de la distribución se encuentra en  $A_v \sim 0.298$  y  $A_v \sim 0.429$  magnitudes para las muestras **CLOSE** y **FAR**, respectivamente.

#### 5.4.2. Estimación de la masa con MESSAGE

La estimación de la masa para las estrellas de la muestra se realiza de acuerdo con la metodología descrita en la sección 4.3 de este trabajo. Por medio de la comparación de la posición de las estrellas de interés con la malla de los modelos evolutivos colocada sobre el diagrama HR (temperatura efectiva y luminosidad), es posible realizar la estimación de la masa de dichas estrellas. Y como se menciona en la sección 4.3, el programa MESSAGE incluye en su código diversos modelos evolutivos, siendo de interés para este trabajo los modelos MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017).

#### 5.4.2.1. Miembros cinemáticos (KMEM)

Se toma la muestra compuesta por aquellos candidatos a miembros cinemáticos de OB1b, y se estima su masa. En la Figura 5.15 se muestra en particular la distribución de masa para la muestra en su totalidad (**KMEM**) compuesta por 983 estrellas, sin embargo, y con fines de distinguir diferencias en la masa, se realiza una distribución de estos valores distinguiendo a los miembros de acuerdo a su distancia, como **CLOSE** y **FAR**.

La distribución de masas para la muestra **KMEM** completa que se muestra en la Figura 5.15, tiene a sus miembros distribuidos a lo largo de los rangos de masas  $<2 M_{\odot}$ , dando un promedio de masas de  $\sim 0.51 M_{\odot}$  de acuerdo con el modelo evolutivo MIST (Dotter, 2016), y de  $\sim 0.6282 M_{\odot}$  de acuerdo con el modelo evolutivo PARSEC (Marigo et al., 2017). En los segundos diagramas, con la distinción de su distribución de masas de acuerdo a su distancia, es posible distinguir una mayor dispersión en los valores estimados del grupo **FAR**, resultando en lo que parecen ser contaminantes masivas y viejas en la muestra estudiada; deducción también sugerida al observar la distribución de estrellas del grupo **FAR** en el diagrama HR y soportada durante el análisis de la distribución de edades estimadas de la muestra **KMEM** en la sección 5.4.3.1.

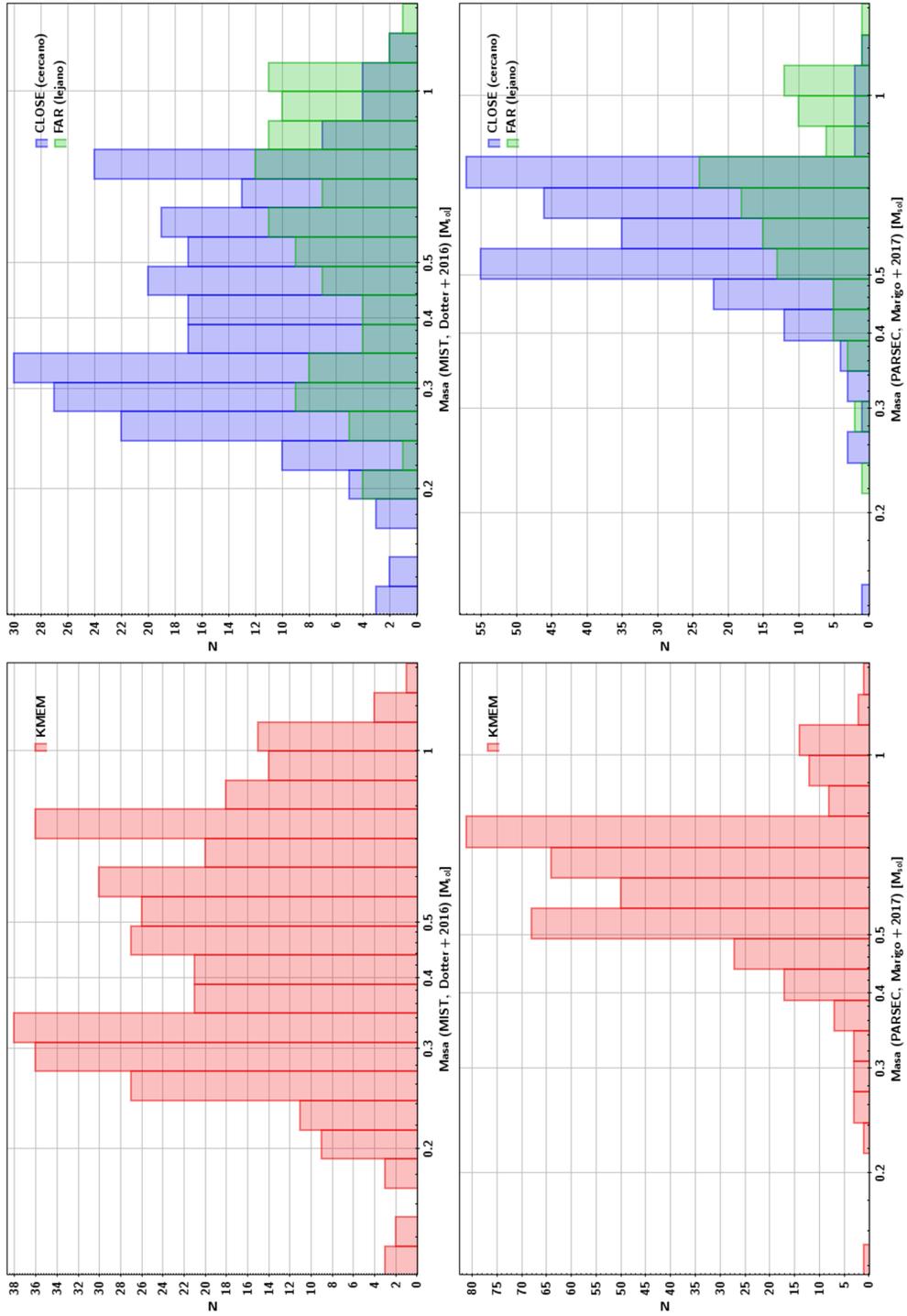


Figura 5.15. Distribución de masas estimadas para: 1) la muestra **KMEM**, 2) la muestra **KMEM** distinguida en función de su distancia por dos grupos, **CLOSE** y **FAR**.

#### 5.4.2.2. Muestra BONA FIDE

Aplicando el criterio de presencia de Li I en absorción para los candidatos a miembros cinemáticos de OB1b, se obtiene la muestra anteriormente denominada como **BONA FIDE**, compuesta por 244 estrellas candidatas a miembros cinemáticos y espectroscópicos de OB1b, y se estima su masa. En la Figura 5.16 se muestra la distribución de masa para la muestra **BONA FIDE**, de acuerdo con los dos modelos evolutivos utilizados durante este trabajo, MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017), así como la distribución de acuerdo a los grupos de distancia **CLOSE** y **FAR**.

Los histogramas de la Figura 5.16 muestran la distribución de masas estimadas para la muestra **BONA FIDE**, las cuales tienen un promedio de  $\sim 0.5 M_{\odot}$  de acuerdo con MIST (Dotter, 2016), y de alrededor de  $\sim 0.6213 M_{\odot}$  de acuerdo con PARSEC (Marigo et al., 2017). El rango de masas abarcado por las poblaciones **FAR** y **CLOSE** son similares.

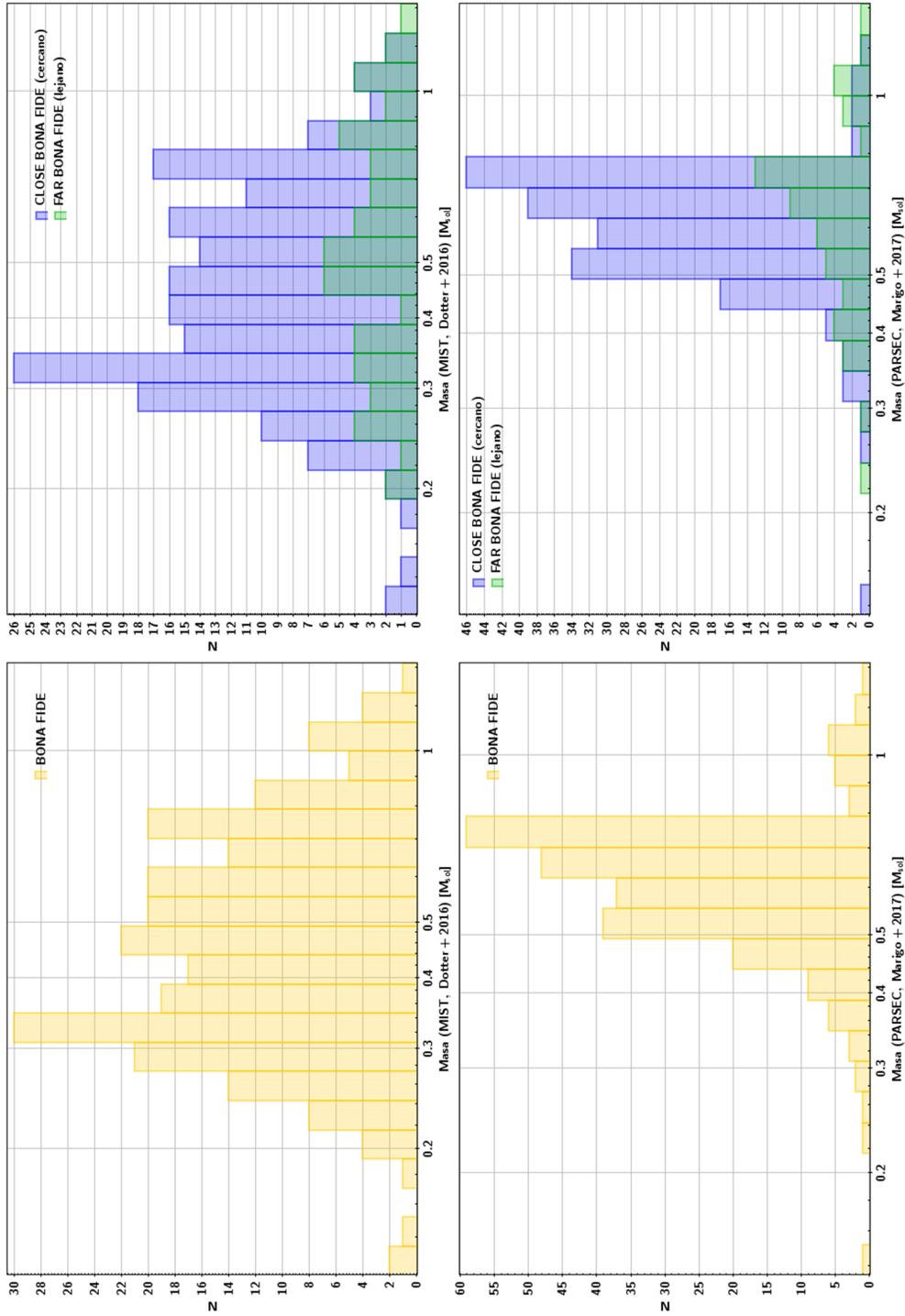


Figura 5.16. Distribución de masas estimadas para: 1) la muestra BONA FIDE, 2) la muestra BONA FIDE distinguida en función de su distancia por dos grupos, CLOSE y FAR.

### 5.4.3. Estimación de la edad con MESSAGE

La estimación de la edad para las estrellas de la muestra se realiza de acuerdo con la metodología descrita en la sección 4.3 de este trabajo. Y similar a lo detallado en la sección anterior 5.4.2, se realiza por medio de la comparación de la posición de las estrellas de interés con la malla de los modelos evolutivos sobre el diagrama HR; usando el programa MESSAGE con los modelos MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017).

#### 5.4.3.1. Miembros cinemáticos (KMEM)

Se toma la muestra compuesta por aquellos candidatos a miembros cinemáticos de OB1b, y se estima su edad. En la Figura 5.17 se muestra la distribución de edad para la muestra **KMEM** y, similar a lo realizado con la estimación de la masa (detallado en la sección 5.4.2.1), se distingue al total en dos grupos en función de su distancia, **CLOSE** y **FAR**.

La Figura 5.17 muestra la distribución de las edades estimadas para los miembros de la muestra **KMEM**, donde, para el conjunto completo de 363 estrellas, se determinó el pico máximo de la distribución se encuentra alrededor de  $\sim 4.169 \pm 1.719$  Myr de acuerdo con MIST (Dotter, 2016), mientras que con PARSEC (Marigo et al., 2017) es de alrededor de  $\sim 7.161 \pm 3.849$  Myr. Mientras que en los segundos diagramas, distinguidos por los grupos de distancia **CLOSE** y **FAR**, se aprecia como el grupo **FAR** tiende a tener sus miembros mucho más dispersos en los rangos de edad. Esto lleva a concluir que la muestra **FAR** se encuentra contaminada con estrellas de campo que son más evolucionadas. El grupo **CLOSE** por su parte exhibe una distribución más restringida en edades. Aunque aún existen algunas estrellas con edades mayores a lo esperado para esta asociación estelar ( $>10$ -20 Myr).

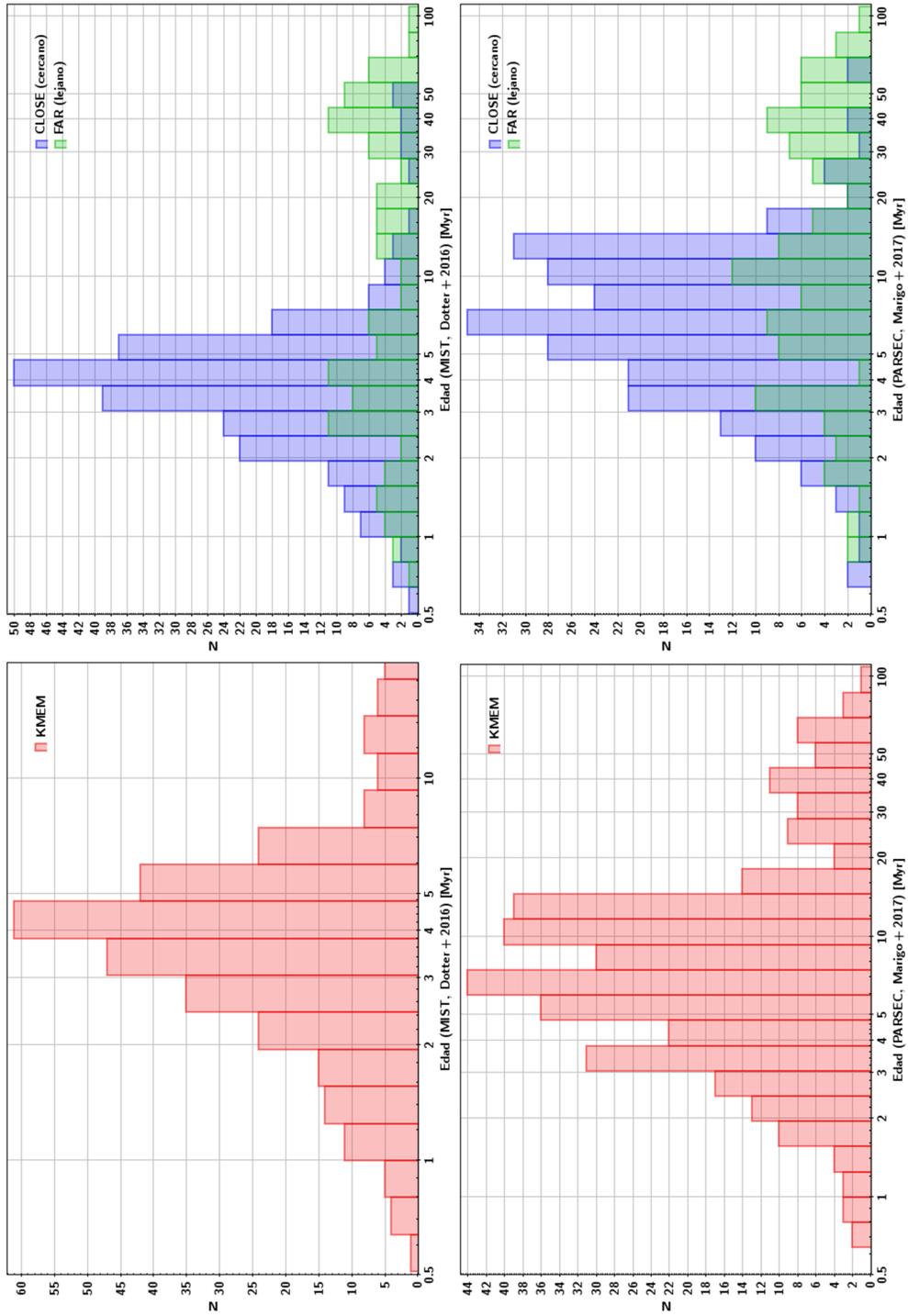


Figura 5.17. Distribución de edades estimadas para: 1) la muestra **KMEM**, 2) la muestra **KMEM** distinguida en función de su distancia por dos grupos, **CLOSE** y **FAR**.

#### 5.4.3.2. Muestra BONA FIDE

Similar a lo realizado en la sección 5.4.2.2, se aplica el criterio de presencia de Li I en absorción para los candidatos a miembros cinemáticos de OB1b, se obtiene la muestra anteriormente denominada como **BONA FIDE**, compuesta por 244 estrellas candidatas a miembros cinemáticos y espectroscópicos de OB1b, y se estima su edad. En la Figura 5.18 se muestra la distribución de edad para la muestra **BONA FIDE**, de acuerdo con los dos modelos evolutivos utilizados durante este trabajo, MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017). Como lo muestra la Figura 5.18 en los histogramas, la edad estimada para la muestra **BONA FIDE** completa es de  $\sim 3.631 \pm 1.232$  Myr de acuerdo con MIST (Dotter, 2016), y de  $\sim 5.889 \pm 2.615$  Myr de acuerdo con PARSEC (Marigo et al., 2017). En los segundos diagramas, donde se aprecia la distribución de edades estimadas de acuerdo a la distancia de los miembros, en ambos modelos las estrellas pertenecientes al grupo **CLOSE** tienen un singular pico de distribución que concuerda con las edades estimadas de la muestra completa de **BONA FIDE** ( $\sim 3.631 \pm 1.232$  Myr con MIST y  $\sim 5.889 \pm 2.615$  Myr con PARSEC). Esto no sucede para las estrellas del grupo **FAR**, que tienen edades estimadas mucho más dispersas a lo largo del rango. A pesar de esto, el número de estrellas con edades mayores a 10-20 Myr es mucho menor a lo observado en la muestra completa de miembros cinemáticos. Esto da soporte a que **BONA FIDE** es una muestra relativamente robusta de estrellas T-Tauri.

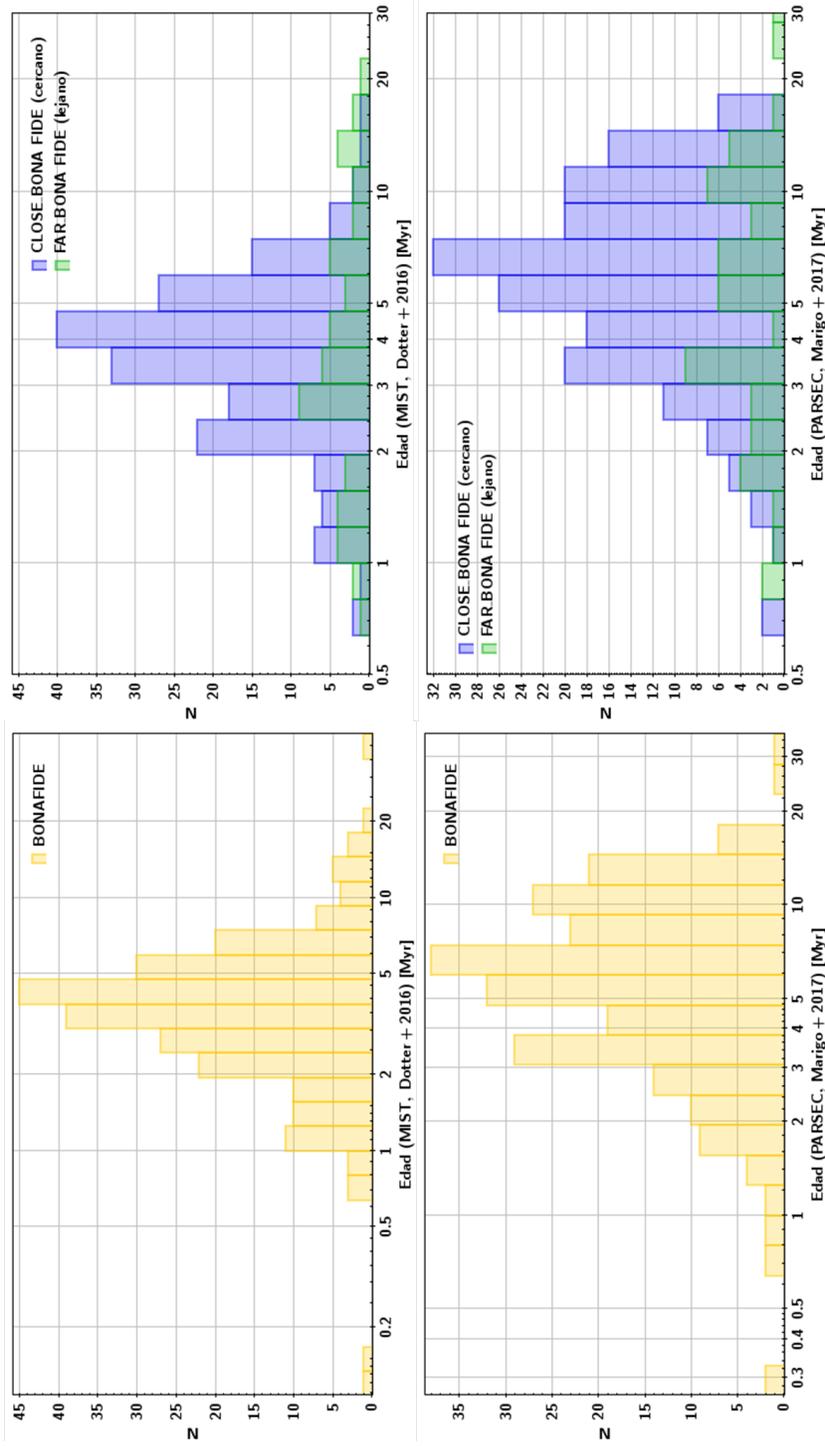


Figura 5.18. Distribución de edades estimadas para: 1) la muestra BONAFIDE, 2) la muestra BONA FIDE, distinguida en función de su distancia por dos grupos, CLOSE y FAR.

## 5.5. Análisis infrarrojo

El análisis infrarrojo de la muestra se llevó a cabo de acuerdo con la metodología estipulada en la sección 4.4 de este trabajo. En ella se explica la manera en que el análisis se aborda con una nueva correlación cruzada de la lista completa, conformada por los miembros correspondientes a los campos Orion\_4\_1 y Orion\_4\_2, con los catálogos 2MASS (Skrutskie et al., 2006) y ALLWISE (Cutri et al., 2013), para posteriormente obtener diagramas Color vs. Magnitud de la población, usando los criterios establecidos en Luhman and Mamajek (2012). Permitiendo así determinar aquellos miembros que presentan exceso en el infrarrojo cercano, característica útil para la identificación de estrellas con disco protoplanetario, así como el estado evolutivo del disco que estas portan.

### 5.5.1. Exceso de infrarrojo

La presencia de exceso en las bandas del infrarrojo se determinó por medio de la selección de aquellos miembros de la muestra que tuvieran buena fotometría en las bandas  $K$ , y las bandas WISE W3 ( $12 \mu\text{m}$ ), y W4 ( $22 \mu\text{m}$ ). Determinamos como buena fotometría aquellas estrellas con errores menores a 0.5 magnitudes en estas bandas y que además no presenten contaminación por artefactos o estrellas cercanas en las bandas W3 y W4, según las banderas “ccf3==0” y “ccf4==0” de WISE.

Basándose en los resultados presentados en la Tabla VII, se distinguen los miembros que pasaron la calidad fotométrica requerida. Siguiendo el método descrito en la sección 4.4 se muestra la distribución de miembros cinemáticos y espectroscópicos resaltando el tipo de acretor identificado en la sección 5.2.1.

Estrellas de la muestra total con buena fotometría en las bandas infrarrojas K, W3 y W4				
	ALL	KMEM	Li I	BONA FIDE
Total	983	363	354	244
KW34good	104	45	48	36

Tabla VII. Cantidades de estrellas de la muestra completa (**ALL**), de candidatos a miembros cinemáticos de OB1b (**KMEM**), de candidatas espectroscópicas ( $f_{\text{Li}}=2$ ) y de la muestra **BONA FIDE**, con buena fotometría y nula contaminación en las bandas infrarrojas *K*, W3 y W4.

La Figura 5.19 muestra las estrellas **BONA FIDE** (**KMEM** con Li I en absorción) como círculos con puntos. Las estrellas graficadas con solo círculo abierto son miembros espectroscópicos que no fueron identificadas como miembros cinemáticos.

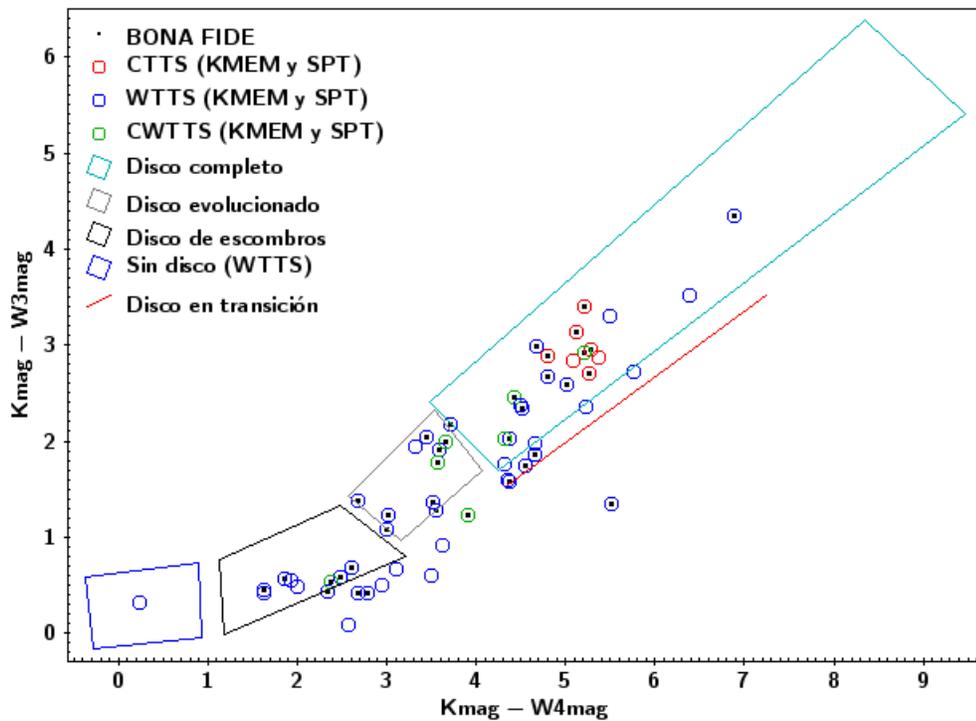


Figura 5.19. Diagramas color-color usado para caracterizar el tipo de disco presente en la muestra estudiada. Se muestran las regiones aproximadas para cada tipo de disco (Thanathibodee et al., enviado a la revista).

Se observa que las 7 estrellas CTTS se ubican en la región de los discos completos. Por otro lado las 7 estrellas CWTTS caen en la región de los discos completos y evolucionados. Esta muestra posee sistemáticamente menos excesos IR que las CTTS. Es de interés particular que las 43 estrellas WTTS muestran un gran rango de excesos infrarrojos, llegando a mostrar algunas WTTS un exceso IR inclusive mayor que las CTTS. También se muestra la distribución de excesos IR en la banda W3 con el diagrama de ancho equivalente de  $H\alpha$  versus el color  $K-W3$  en la Figura 5.20.

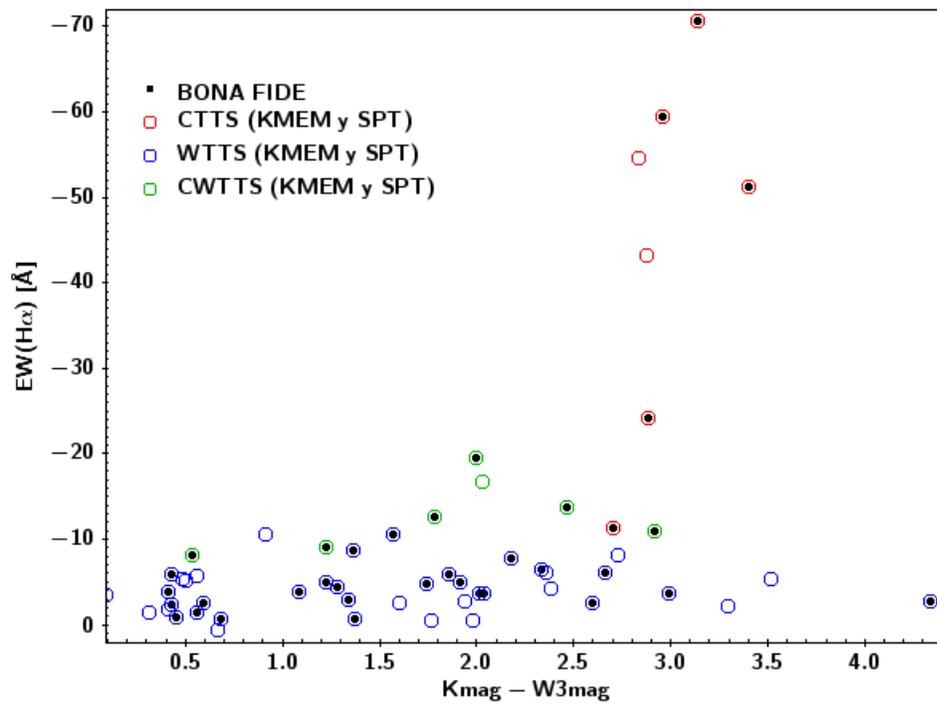


Figura 5.20. Diagrama de ancho equivalente de  $H\alpha$  versus  $Kmag-W3mag$ . Se evidencia que algunas WTTS muestran niveles de excesos infrarrojos similares a las CTTS. Esto sugiere que el disco puede estar presente pero en un estado relativamente pasivo en términos de acreción.

# Capítulo 6

## Discusión

Esta tesis tiene como fin el estudio espectroscópico de la sub-asociación Orión OB1b, con el objetivo de tener una nueva caracterización de sus miembros de acuerdo con los datos obtenidos de las observaciones realizadas con el espectrógrafo LAMOST (detalladas en la sección [3.1.2](#)).

La selección de la muestra constó de dos grupos principales: miembros cinemáticos (**KMEM**, compuesta por 363 estrellas) y miembros espectroscópicos (compuesta por 620 estrellas); siendo este segundo donde particularmente los miembros espectroscópicos fuertes poseen una bandera de litio (Li I 6708 Å) que sustenta una detección robusta ( $\text{fl\_Li}==2$ ). Es de interés comentar que algunos de los miembros cinemáticos identificados pueden no ser estrellas pertenecientes a la asociación joven OB1b, siendo en su lugar estrellas de campo con movimientos propios y distancias coincidentes a los rangos esperados para la población de Orión OB1b. Por otro lado, existe la posibilidad de tener estrellas que no son PMS pero que si presentan Li I detectado. Tales objetos se conocen como gigantes enriquecidas de litio ([Charbonnel et al., 2020](#)), sin embargo, estas son relativamente escasas, y por ende, es baja la probabilidad de estar presentes en nuestra muestra. Esto nos permite asegurar la

robustez de la muestra **BONA FIDE** (244 estrellas), ya que están definidas por estrellas que cumplen tanto el criterio cinemático, como el espectroscópico.

La sub asociación Orión OB1b tradicionalmente se ha asumido como una población simple con una edad de 5 Myr (e.g., [Hernández et al., 2005](#); [Briceno, 2008](#)). Sin embargo, recientemente se ha evidenciado que existen múltiples poblaciones en la región general de Orión OB1b ([Kounkel et al., 2018](#); [Briceño et al., 2018](#)). En particular, nuestro estudio da soporte a estos resultados.

La distancia estimada de la sub asociación Orión OB1b es de alrededor de  $\sim 400$  pc de acuerdo con [Bally \(2008\)](#), resultado similar al obtenido por [Briceño et al. \(2019a\)](#). Usando una muestra de 500 estrellas T-Tauri en Orion OB1b, [Briceño et al. \(2019a\)](#) distingue dos poblaciones de estrellas T-Tauri en Orion OB1b, una *cercana* a una distancia media de  $\sim 365$  pc, y otra *lejana* a una distancia media de  $\sim 420$  pc. [Briceño et al. \(2019a\)](#) sugiere que estrellas pertenecientes a la sub asociación OB1a, extendida hacia la región de Orion OB1b, forman parte del grupo cercano observado en la distribución, en acuerdo con sugerencias previamente realizadas por [Jeffries et al. \(2006\)](#).

De manera similar, en este trabajo se identifican dos poblaciones (ver Figura 5.2). Ambos grupos se delimitan a partir de la distancia 380 pc, siendo el grupo cercano denotado por **CLOSE** (distancia < 380 pc), y el grupo lejano denotado por **FAR** (distancia > 380 pc). El grupo **CLOSE** tiene su máximo de distancia alrededor de  $\sim 350$  pc, mientras que para el grupo **FAR** el pico se encuentra alrededor de  $\sim 410$  pc. Algo de particular interés es que ambos grupos poseen edades comparables, similares a las reportadas previamente para la sub-asociación Orión OB1b (4-6 Myr; ver sección 5.4.3).

Esto contradice que la población dispersa de Orión OB1a localizada a 360 pc con

edades de  $\sim 10$  Myr (Briceño et al., 2019a) sea la población que domine el grupo que denominamos **CLOSE**, y por ende contradice el escenario planteado previamente por Briceño et al. (2019a) y Jeffries et al. (2006), en donde parte de las estrellas de la sub asociación OB1a son responsables de la distinción de dos poblaciones en la misma línea de visión de Orión OB1b.

La delimitación de las dos poblaciones no solo se realiza por medio de la distribución de las distancias de los miembros, si no también a manera de su movimiento propio. De acuerdo con la Figura 5.4 se aprecia una mayor aglomeración de los miembros del grupo **CLOSE**, mientras el grupo **FAR** tiende a mostrar mayor dispersión en movimientos propios.

Tenemos entonces que en la región estudiada se encontraron dos grupos de estrellas T-Tauri distinguibles en movimiento propio y distancias. Sin embargo, debido a que la separación es menor al ancho en la distribución de paralajes asociados a cada grupo, no es posible realizar una distinción robusta de los dos grupos. Por esta razón, a pesar de la evidencia de múltiples grupos de estrellas T-Tauri en la región estudiada, en este trabajo realizamos el análisis independientemente del grupo al que pertenecen. Solamente, podemos notar que el grupo más distante se encuentra más agrupado en las cercanías de la nube molecular remanente. Datos y análisis adicionales son necesarios para poder separar estas dos poblaciones.

El análisis espectroscópico detallado en la sección 5.2 nos da como resultado lo observado en la Figura 5.5. En ella se presenta la distribución de los tipos espectrales de la muestra completa (**ALL** compuesta por 983 estrellas), y la muestra cinemática (**KMEM**), donde es posible identificar dos máximos en los tipos espectrales: el primero consta de miembros con tipos espectrales entre K7-M3, mientras que el segundo consta de miembros con tipos espectrales entre F5-G8 (estrellas de tipo solar).

El origen del máximo de estrellas tipo solar puede deberse a la selección de objetos a observar en las placas de LAMOST, para los cuales se usaron principalmente diagramas color-magnitud. Esto también sugiere que la muestra de candidatas espectroscópicas tiene contaminación por estrellas identificadas con litio probable, pero que realmente no son TTS (e.g. estrellas con baja señal ruido), tal y como se aprecia en el histograma de estrellas con buena detección de litio (ver Figura 5.5). Esto implica que muchas de las estrellas incorporadas con posible litio en absorción, no pasaron el análisis más minucioso realizado posteriormente con SPTCLASS.

La sección 5.3.2 detalla la metodología con la que se identificaron aquellas estrellas T-Tauri no categorizadas previamente. La comparación de la muestra se realizó usando el catálogo de Briceño et al. (2019b), y la base de datos astronómicos SIMBAD (Wenger et al., 2000). Se obtuvo una cantidad de 22 nuevas estrellas T-Tauri, las cuales se clasificaron como estrellas T-Tauri de línea débil (WTTS).

Es importante comentar que el catálogo SIMBAD no es una guía perfecta, al tratarse de una compilación de trabajos con distintas metodologías, con lo que es posible la existencia de trabajos no categorizados donde se sugieran que algunas de nuestras nuevas TTS fueron detectadas previamente. Briceño et al. (2019b) por el contrario es mucho más confiable debido a que el catálogo consta de miembros estudiados homogéneamente.

Usando los diagramas Hertzsprung-Russell especificados en las secciones 5.3, 5.3.1, 5.3.2; se usa el programa MASSAGE con los modelos evolutivos MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017), con la intención de estimar la extinción visual, la masa y edad de los miembros estudiados. La sección 5.4.1 y sus sub secciones continuas 5.4.1.1 y 5.4.1.2 dan como resultado para la muestra **KMEM** un valor de extinción visual de  $A_v \sim 0.28$  para el grupo **CLOSE** y de  $A_v \sim 0.451$  pa-

ra el grupo **FAR**. Para la muestra **BONA FIDE** se obtienen resultados similares, donde el grupo lejano esta más extinguido que el grupo cercano. Esta diferencia en extinciones tiene sentido debido a que se espera una mayor extinción visual para estrellas más distantes. Los valores de extinción obtenidos son similares a los obtenidos previamente para Orión OB1b (e.g.,  $A_v \sim 0.6$ ; [Hernandez et al., 2006](#)).

El análisis de edades de **KMEM** en las estrellas **FAR**, expresado en la Figura 5.17, nos hace sugerir que aquellas estrellas con edades mayores a las esperadas en OB1b ( $>5$  Myr), pudieran tratarse de estrellas contaminantes de campo. Esta sugerencia se refuerza al aplicar el criterio de litio en absorción ( $fl_{Li}==2$ ) a la muestra, tal y como se aprecia en la Figura 5.18 con la muestra **BONA FIDE**. Analizando el diagrama HR de la muestra **BONA FIDE** se distingue la desaparición de las estrellas más cercanas a la secuencia principal (con edades mayores), con lo que se da soporte a la propuesta que aquellas estrellas vistas en la muestra **KMEM** son en efecto contaminantes longevas de campo.

Finalmente, de acuerdo con el análisis infrarrojo, detallado en la sección 5.5, y el análisis en términos de su tipo de acretor, detallado en la sección 5.2.1 se determina que la porción de estrella con discos (con exceso de IR identificado) es mayor que la porción de estrellas activamente acretando. Este resultado es similar al obtenido por [Briceño et al. \(2019a\)](#) y [Fang, M. et al. \(2009\)](#), donde se aprecia que la fracción de acretores decae más fuertemente que la fracción de estrellas con disco al evolucionar el grupo estelar. Por un lado, estos estudios se basan en la detección de la componente de gas que esta acretando a la estrella. Por ejemplo, la clasificación de estrellas CTTS, WTTS y CWTTS. Por otro lado, la detección de exceso infrarrojos trazan la componente de polvo del disco el cual esta calentado por la estrella e irradia a longitudes de ondas infrarrojas.

Las Figuras 5.19 y 5.20 muestran que las estrellas CTTS poseen exceso infrarrojos sustanciales, mientras que las WTTS poseen un rango amplio de exceso infrarrojos. Esto sugiere que el disco relativamente pasivo de las estrellas WTTS exhiben diferentes niveles de disipación. Curiosamente detectamos aproximadamente el mismo número de estrellas CTTS y estrellas WTTS con niveles de excesos infrarrojos sustanciales ( $K-W3 > 0.25$ ). Este último grupo puede ser categorizado como *acretores lentos* y sugiere un escenario en donde es posible la detección de CWTTTS o WTTS con discos similares a las CTTS pero que están acretando por debajo del límite de detección, o de hecho han terminado su fase de acreción.

# Capítulo 7

## Conclusión

Este trabajo consta del análisis espectroscópico de estrellas T-Tauri observadas con el espectrógrafo multi-fibra de campo amplio LAMOST en la asociación estelar Orión OB1, centrándose específicamente en dos campos de la sub asociación Orión OB1b. Como resultado de un análisis de coherencia en movimientos propios y paralajes de GAIA-EDR3 ([Gaia Collaboration et al., 2021](#)), así como la detección de la línea Li I 6708 Å en absorción, se obtiene una muestra de 363 candidatas cinemáticas y 620 candidatas espectroscópicas, dando un total de 983 estrellas analizadas. Se determinan parámetros cinemáticos (GAIA EDR3), espectroscópicos (LAMOST y SPTCLASS), y fotométricos infrarrojos (2MASS y WISE).

De acuerdo con un análisis cinemático de la muestra se identificaron dos grupos de estrellas en el campo de Orión OB1b, delimitadas a partir de los 380 pc, denotadas por **CLOSE** (<380 pc) y **FAR** (>380 pc). Los resultados coinciden con los hallazgos previamente encontrados por autores como [Kounkel et al. \(2018\)](#) y [Briceño et al. \(2018\)](#), donde se propone la existencia de varias poblaciones estelares en la línea de visión de Orión OB1b. Encontramos que ambas poblaciones poseen edades similares (4-6 Myr), lo que contradice los planteamientos realizados por [Briceño et al.](#)

(2019a) y Jeffries et al. (2006), quienes proponían que la población cercana se hallaba contaminada por estrellas de Orión OB1a ( $\sim 10$  Myr), sub asociación que coincide en distancia con el grupo **CLOSE**.

El análisis espectroscópico, basado en el ancho equivalente de  $H\alpha$  y los criterios planteados por Briceño et al. (2019a) para la categorización por tipo de acretor (CTTS, WTTS, CWTTS), así como el análisis infrarrojo de la muestra de acuerdo con la detección de exceso en la banda de infrarrojo W3 ( $12 \mu\text{m}$ ), dan como resultado una menor porción de estrellas acretoras que de estrellas con disco, es decir, se detectan estrellas que a pesar de tener un disco protoplanetario han disminuido o detenido la acreción de material. Esto coincide con resultados previamente expuestos en los trabajos de Briceño et al. (2019a) y Fang, M. et al. (2009), donde la fracción de estrellas acretoras siempre es menor a la fracción de estrellas con disco.

Usando diagramas Hertzsprung-Russell se determina la robustez de la muestra **BONA FIDE**, conformada por 244 estrellas T-Tauri que cumplen con los criterios cinemáticos así como con el criterio de juventud (presencia de Li I 6708 Å en absorción). Se identifica que parte de las candidatas cinemáticas son estrellas contaminantes relativamente viejas que se encuentran más cerca de la secuencia principal. Según el análisis de litio realizado con SPTCLASS, estas estrellas tienen *detección de Litio dudosa*.

Una estimación de la edad y masa con el programa MassAge (Hernandez et al. in prep) se realizó aplicando los modelos evolutivos de MIST (Dotter, 2016) y PARSEC (Marigo et al., 2017). Para la muestra **KMEM** se obtuvo una edad estimada de  $\sim 4.169 \pm 1.719$  Myr con MIST y una edad estimada de  $\sim 7.161 \pm 3.849$  Myr con PARSEC; mientras se obtuvieron masas promedios de  $\sim 0.51 M_{\odot}$  de acuerdo con MIST y de  $\sim 0.6282 M_{\odot}$  con PARSEC. Para la muestra **BONA FIDE** se obtuvieron edades

estimadas de  $\sim 3.631 \pm 1.232$  Myr con MIST y  $\sim 5.889 \pm 2.615$  Myr con PARSEC. Edades que difieren levemente entre si y coinciden con aquellas determinadas para Orión OB1b por [Hernández et al. \(2005\)](#) y [Briceño et al. \(2019a\)](#),  $\sim 5$  Myr. El promedio de masas para la **BONA FIDE** da valores de  $\sim 0.5 M_{\odot}$  con MIST y  $\sim 0.6213 M_{\odot}$  con PARSEC.

Finalmente se reportan 22 estrellas T-Tauri previamente sin identificar en el catálogo de [Briceño et al. \(2019a\)](#) y que no se encuentran categorizadas como estrellas jóvenes en la base de datos astronómicos SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)), dando como resultado de este trabajo la caracterización de 22 nuevas WTTS.

# Bibliografía

- Alexander, R., Pascucci, I., Andrews, S., Armitage, P., and Cieza, L. (2014). The Dispersal of Protoplanetary Disks. *Protostars and Planets VI*, page 475.
- Arancibia-Silva, J., Bouvier, J., Bayo, A., Galli, P. A. B., Brandner, W., Bouy, H., and Barrado, D. (2020). Lithium-Rotation Connection in the Newly Discovered Young Stellar Stream Psc-Eri (Meingast 1). *Astronomy & Astrophysics*, 635:L13.
- Bally, J. (2008). Handbook of Star Forming Regions, Volume I: The Northern Sky.
- Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., and Chabrier, G. (2015). New Evolutionary Models for Pre-Main Sequence and Main Sequence Low-Mass Stars down to the Hydrogen-Burning Limit. *Astronomy & Astrophysics*, 577:A42.
- Blaauw, A. (1964). The O Associations in the Solar Neighborhood. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 2:213.
- Braga-Ribas, F., Sicardy, B., Ortiz, J. L., Snodgrass, C., Roques, F., Vieira-Martins, R., Camargo, J. I. B., Assafin, M., Duffard, R., Jehin, E., Pollock, J., Leiva, R., Emilio, M., Machado, D. I., Colazo, C., Lellouch, E., Skottfelt, J., Gillon, M., Ligier, N., Maquet, L., Benedetti-Rossi, G., Gomes, A. R., Kervella, P., Monteiro, H., Sfair, R., El Moutamid, M., Tancredi, G., Spagnotto, J., Maury, A., Morales, N., Gil-Hutton, R., Roland, S., Ceretta, A., Gu, S. H., Wang, X. B., Harpsøe,

- K., Rabus, M., Manfroid, J., Opitom, C., Vanzi, L., Mehret, L., Lorenzini, L., Schneider, E. M., Melia, R., Lecacheux, J., Colas, F., Vachier, F., Widemann, T., Almenares, L., Sandness, R. G., Char, F., Perez, V., Lemos, P., Martinez, N., Jørgensen, U. G., Dominik, M., Roig, F., Reichart, D. E., Lacluyze, A. P., Haislip, J. B., Ivarsen, K. M., Moore, J. P., Frank, N. R., and Lambas, D. G. (2014). A Ring System Detected around the Centaur (10199) Chariklo. *Nature*, 508:72–75.
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., and Nanni, A. (2012). PARSEC: Stellar Tracks and Isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427:127–145.
- Briceño, C., Hartmann, L., Stauffer, J., and Martín, E. (1998). A Search for Very Low Mass Pre-Main-Sequence Stars in Taurus. *Astronomical Journal*, 115(5):2074–2091.
- Briceno, C. (2008). *The Dispersed Young Population in Orion*, volume 4, page 838.
- Briceno, C., Hartmann, L., Hernandez, J., Calvet, N., Vivas, A. K., Furesz, G., and Szentgyorgyi, A. (2007). 25 Orionis: A Kinematically Distinct 10 Myr Old Group in Orion OB1a. *The Astrophysical Journal*, 661:1119–1128.
- Briceno, C., Hartmann, L. W., Stauffer, J. R., Gagne, M., Stern, R. A., and Caillault, J.-P. (1997). X-Rays Surveys and the Post-T Tauri Problem. *Astronomical Journal*, 113:740–752.
- Briceño, C., Calvet, N., Hernandez, J., Vivas, A. K., Mateu, C., Downes, J. J., Loerincs, J., Perez-Blanco, A., Berlind, P., Espaillat, C., Allen, L., Hartmann, L.,

- Mateo, M., and Bailey, J. I., I. (2018). The CIDA Variability Survey of Orion OB1 II: demographics of the young, low-mass stellar populations.
- Briceño, C., Calvet, N., Hernandez, J., Vivas, A. K., Mateu, C., Downes, J. J., Loerincs, J., Perez-Blanco, A., Berlind, P., Espaillat, C., Allen, L., Hartmann, L., Mateo, M., and Bailey, J. I., I. (2019a). The CIDA Variability Survey of Orion OB1. II. Demographics of the Young, Low-mass Stellar Populations. *The Astronomical Journal*, 157:85.
- Briceño, C., Calvet, N., Hernandez, J., Vivas, A. K., Mateu, C., Downes, J. J., Loerincs, J., Perez-Blanco, A., Berlind, P., Espaillat, C., Allen, L., Hartmann, L., Mateo, M., and Bailey, J. I., I. (2019b). VizieR Online Data Catalog: The CIDA Variability Survey of Orion OB1. II. (Briceno+, 2019). *VizieR Online Data Catalog*, page J/AJ/157/85.
- Brown, A. G. A., de Geus, E. J., and de Zeeuw, P. T. (1994). The Orion OB1 association. I. Stellar content. *Astronomy and Astrophysics*, 289:101–120.
- Calvet, N., Muzerolle, J., Briceño, C., Hernández, J., Hartmann, L., Saucedo, J. L., and Gordon, K. D. (2004). The Mass Accretion Rates of Intermediate-Mass T Tauri Stars. *The Astronomical Journal*, 128:1294–1318.
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., and Mathis, J. S. (1989). The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction. *Astrophysical Journal*, 345:245.
- Charbonnel, C., Lagarde, N., Jasniewicz, G., North, P. L., Shetrone, M., Krugler Hollek, J., Smith, V. V., Smiljanic, R., Palacios, A., and Ottoni, G. (2020). Lithium in red giant stars: Constraining non-standard mixing with large surveys in the Gaia era. *Astronomy Astrophysics*, 633:A34.

- Choi, J., Dotter, A., Conroy, C., Cantiello, M., Paxton, B., and Johnson, B. D. (2016). MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST). I. Solar-Scaled Models. *The Astrophysical Journal*, 823:102.
- Chromey, F. R. (2016). *To Measure the Sky: An Introduction to Observational Astronomy*. Cambridge University Press, Cambridge, 2 edition.
- Cui, X., Zhao, Y., Chu, Y., Li, G., Li, Q., Zhang, L., Su, H., Yao, Z., Wang, Y., Xing, X., Li, X., Zhu, Y., Wang, G., Gu, B., Luo, A., Xu, X., Zhang, Z., Liu, G., Zhang, H., and Zou, S. (2012). The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST). *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12:1197.
- Cutri, R. M., Wright, E. L., Conrow, T., Fowler, J. W., Eisenhardt, P. R. M., Grillmair, C., Kirkpatrick, J. D., Masci, F., McCallon, H. L., Wheelock, S. L., Fajardo-Acosta, S., Yan, L., Benford, D., Harbut, M., Jarrett, T., Lake, S., Leisawitz, D., Ressler, M. E., Stanford, S. A., Tsai, C. W., Liu, F., Helou, G., Mainzer, A., Gettings, D., Gonzalez, A., Hoffman, D., Marsh, K. A., Padgett, D., Skrutskie, M. F., Beck, R. P., Papin, M., and Wittman, M. (2013). Explanatory Supplement to the AllWISE Data Release Products. Explanatory Supplement to the AllWISE Data Release Products.
- Dotter, A. (2016). MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST) 0: Methods for the construction of stellar isochrones. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 222:8.
- Duchêne, G., Becker, A., Yang, Y., Bouy, H., De Rosa, R. J., Patience, J., and Girard, J. H. (2017). A Search for Passive Protoplanetary Disks in the Taurus–Auriga Star-Forming Region. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469:1783–1808.

- Esplin, T. L. and Luhman, K. L. (2020). A Survey for New Stars and Brown Dwarfs in the Ophiuchus Star-forming Complex. *The Astronomical Journal*, 159:282.
- Fang, M., van Boekel, R., Wang, W., Carmona, A., Sicilia-Aguilar, A., and Henning, Th. (2009). Star and protoplanetary disk properties in Orion's suburbs\*\*\*\*\*. *Astronomy Astrophysics*, 504:461–489.
- Fitzpatrick, E. L., Massa, D., Gordon, K. D., Bohlin, R., and Clayton, G. C. (2019). An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-Ultraviolet Extinction and Its R-dependence. *The Astrophysical Journal*, 886:108.
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O. L., Evans, D. W., Eyer, L., Hutton, A., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., Randich, S., Sartoretti, P., Soubiran, C., Walton, N. A., Arenou, F., Bailer-Jones, C. A. L., Bastian, U., Cropper, M., Drimmel, R., Katz, D., Lattanzi, M. G., van Leeuwen, F., Bakker, J., Cacciari, C., Castañeda, J., De Angeli, F., Ducourant, C., Fabricius, C., Fouesneau, M., Frémat, Y., Guerra, R., Guerrier, A., Guiraud, J., Jean-Antoine Piccolo, A., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nicolas, C., Nienartowicz, K., Pailer, F., Panuzzo, P., Riclet, F., Roux, W., Seabroke, G. M., Sordo, R., Tanga, P., Thévenin, F., Gracia-Abril, G., Portell, J., Teyssier, D., Altmann, M., Andrae, R., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Berthier, J., Blomme, R., Brugaletta, E., Burgess, P. W., Busso, G., Carry, B., Cellino, A., Cheek, N., Clementini, G., Damerdji, Y., Davidson, M., Delchambre, L., Dell'Oro, A., Fernández-Hernández, J., Galluccio, L., García-Lario, P., Garcia-Reinaldos, M., González-Núñez, J., Gosset, E., Haigron,

R., Halbwachs, J.-L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hatzidimitriou, D., Heiter, U., Hernández, J., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Holl, B., Janßen, K., Jevardat de Fombelle, G., Jordan, S., Krone-Martins, A., Lanzafame, A. C., Löffler, W., Lorca, A., Manteiga, M., Marchal, O., Marrese, P. M., Moitinho, A., Mora, A., Muinonen, K., Osborne, P., Pancino, E., Pauwels, T., Petit, J.-M., Recio-Blanco, A., Richards, P. J., Riello, M., Rimoldini, L., Robin, A. C., Roegiers, T., Rybizki, J., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Sozzetti, A., Ulla, A., Utrilla, E., van Leeuwen, M., van Reeve, W., Abbas, U., Abreu Aramburu, A., Accart, S., Aerts, C., Aguado, J. J., Ajaj, M., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Álvarez Cid-Fuentes, J., Alves, J., Anderson, R. I., Anglada Varela, E., Antoja, T., Audard, M., Baines, D., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Balbinot, E., Balog, Z., Barache, C., Barbatto, D., Barros, M., Barstow, M. A., Bartolomé, S., Bassilana, J.-L., Bauchet, N., Baudesson-Stella, A., Becciani, U., Bellazzini, M., Bernet, M., Bertone, S., Bianchi, L., Blanco-Cuaresma, S., Boch, T., Bombrun, A., Bossini, D., Bouquillon, S., Bragaglia, A., Bramante, L., Breedt, E., Bressan, A., Brouillet, N., Bucciarelli, B., Burlacu, A., Busonero, D., Butkevich, A. G., Buzzi, R., Caffau, E., Cancelliere, R., Cánovas, H., Cantat-Gaudin, T., Carballo, R., Carlucci, T., Carnerero, M. I., Carrasco, J. M., Casamiquela, L., Castellani, M., Castro-Ginard, A., Castro Sampil, P., Chaoul, L., Charlot, P., Chemin, L., Chiavassa, A., Cioni, M.-R. L., Comoretto, G., Cooper, W. J., Cornez, T., Cowell, S., Crifo, F., Crosta, M., Crowley, C., Dafonte, C., Dapergolas, A., David, M., David, P., de Laverny, P., De Luise, F., De March, R., De Ridder, J., de Souza, R., de Teodoro, P., de Torres, A., del Peloso, E. F., del Pozo, E., Delbo, M., Delgado, A., Delgado, H. E., Delisle, J.-B., Di Matteo, P., Diakite, S., Diener, C., Distefano, E., Dolding, C., Eappachen, D., Edvardsson, B., Enke, H., Esquej, P., Fabre, C., Fabrizio, M., Faigler, S., Fedorets,

G., Fernique, P., Fienga, A., Figueras, F., Fouron, C., Fragkoudi, F., Fraile, E., Franke, F., Gai, M., Garabato, D., Garcia-Gutierrez, A., García-Torres, M., Garofalo, A., Gavras, P., Gerlach, E., Geyer, R., Giacobbe, P., Gilmore, G., Girona, S., Giuffrida, G., Gomel, R., Gomez, A., Gonzalez-Santamaria, I., González-Vidal, J. J., Granvik, M., Gutiérrez-Sánchez, R., Guy, L. P., Hauser, M., Haywood, M., Helmi, A., Hidalgo, S. L., Hilger, T., Hladczuk, N., Hobbs, D., Holland, G., Huckle, H. E., Jasniewicz, G., Jonker, P. G., Juaristi Campillo, J., Julbe, F., Karbevskaja, L., Kervella, P., Khanna, S., Kochoska, A., Kontizas, M., Kordopatis, G., Korn, A. J., Kostrzewa-Rutkowska, Z., Kruszyńska, K., Lambert, S., Lanza, A. F., Lagne, Y., Le Campion, J.-F., Le Fustec, Y., Lebreton, Y., Lebzelter, T., Leccia, S., Leclerc, N., Lecoeur-Taibi, I., Liao, S., Licata, E., Lindstrøm, E. P., Lister, T. A., Livanou, E., Lobel, A., Madrero Pardo, P., Managau, S., Mann, R. G., Marchant, J. M., Marconi, M., Marcos Santos, M. M. S., Marinoni, S., Marocco, F., Marshall, D. J., Martin Polo, L., Martín-Fleitas, J. M., Masip, A., Massari, D., Mastrobuono-Battisti, A., Mazeh, T., McMillan, P. J., Messina, S., Michalik, D., Millar, N. R., Mints, A., Molina, D., Molinaro, R., Molnár, L., Montegriffo, P., Mor, R., Morbidelli, R., Morel, T., Morris, D., Mulone, A. F., Muñoz, D., Muraveva, T., Murphy, C. P., Musella, I., Noval, L., Ordénovic, C., Orrù, G., Osinde, J., Pagani, C., Pagano, I., Palaversa, L., Palicio, P. A., Panahi, A., Pawlak, M., Peñalosa Esteller, X., Penttilä, A., Piersimoni, A. M., Pineau, F.-X., Plachy, E., Plum, G., Poggio, E., Poretti, E., Poujoulet, E., Prsa, A., Pulone, L., Racero, E., Ragaini, S., Rainer, M., Raiteri, C. M., Rambaux, N., Ramos, P., Ramos-Lerate, M., Re Fiorentin, P., Regibo, S., Reylé, C., Ripepi, V., Riva, A., Rixon, G., Robichon, N., Robin, C., Roelens, M., Rohrbasser, L., Romero-Gómez, M., Rowell, N., Royer, F., Rybicki, K. A., Sadowski, G., Sagristà Sellés, A., Sahlmann, J., Sal-

gado, J., Salguero, E., Samaras, N., Sanchez Gimenez, V., Sanna, N., Santoveña, R., Sarasso, M., Schultheis, M., Sciacca, E., Segol, M., Segovia, J. C., Ségransan, D., Semeux, D., Shahaf, S., Siddiqui, H. I., Siebert, A., Siltala, L., Slezak, E., Smart, R. L., Solano, E., Solitro, F., Souami, D., Souchay, J., Spagna, A., Spoto, F., Steele, I. A., Steidelmüller, H., Stephenson, C. A., Süveges, M., Szabados, L., Szegedi-Elek, E., Taris, F., Tauran, G., Taylor, M. B., Teixeira, R., Thuillot, W., Tonello, N., Torra, F., Torra, J., Turon, C., Unger, N., Vaillant, M., van Dillen, E., Vanel, O., Vecchiato, A., Viala, Y., Vicente, D., Voutsinas, S., Weiler, M., Wevers, T., Wyrzykowski, L., Yoldas, A., Yvard, P., Zhao, H., Zorec, J., Zucker, S., Zurbach, C., and Zwitter, T. (2021). Gaia Early Data Release 3 - Summary of the Contents and Survey Properties. *Astronomy & Astrophysics*, 649:A1.

Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H.J., Mignard, F., Drimmel, R., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C. A.L., Bastian, U., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., Jordi, C., Katz, D., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., O'Mullane, W., Panem, C., Pourbaix, D., Randich, S., Sartoretti, P., Siddiqui, H. I., Soubiran, C., Valette, V., van Leeuwen, F., Walton, N. A., Aerts, C., Arenou, F., Cropper, M., Høg, E., Lattanzi, M. G., Grebel, E. K., Holland, A. D., Huc, C., Passot, X., Perryman, M., Bramante, L., Cacciari, C., Castañeda, J., Chaoul, L., Cheek, N., De Angeli, F., Fabricius, C., Guerra, R., Hernández, J., Jean-Antoine-Piccolo, A., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nienartowicz, K., Ordóñez-Blanco, D., Panuzzo, P., Portell, J., Richards, P. J., Riello, M., Seabroke, G. M., Tanga, P., Thévenin, F., Torra, J., Els, S. G., Gracia-Abril, G., Comoretto, G., Garcia-Reinaldos, M., Lock, T., Mercier, E., Altmann, M., Andrae, R., Astraatmadja, T. L., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Berthier, J., Blomme, R., Busso, G., Carry, B., Cellino, A., Clementini, G.,

Cowell, S., Creevey, O., Cuypers, J., Davidson, M., De Ridder, J., de Torres, A., Delchambre, L., Dell'Oro, A., Ducourant, C., Frémat, Y., García-Torres, M., Gosset, E., Halbwachs, J.-L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hauser, M., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Huckle, H. E., Hutton, A., Jasniewicz, G., Jordan, S., Kontizas, M., Korn, A. J., Lanzafame, A. C., Manteiga, M., Moitinho, A., Muinonen, K., Osinde, J., Pancino, E., Pauwels, T., Petit, J.-M., Recio-Blanco, A., Robin, A. C., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Smith, K. W., Sozzetti, A., Thuillot, W., van Reeve, W., Viala, Y., Abbas, U., Abreu Aramburu, A., Accart, S., Aguado, J. J., Allan, P. M., Allasia, W., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Alves, J., Anderson, R. I., Andrei, A. H., Anglada Varela, E., Antiche, E., Antoja, T., Antón, S., Arcay, B., Bach, N., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Barache, C., Barata, C., Barbier, A., Barblan, F., Barrado y Navascués, D., Barros, M., Barstow, M. A., Becciani, U., Bellazzini, M., Bello García, A., Belokurov, V., Bendjoya, P., Berihuete, A., Bianchi, L., Bienaymé, O., Billebaud, F., Blagorodnova, N., Blanco-Cuaresma, S., Boch, T., Bombrun, A., Borrachero, R., Bouquillon, S., Bourda, G., Bouy, H., Bragaglia, A., Breddels, M. A., Brouillet, N., Brüsemeister, T., Bucciarelli, B., Burgess, P., Burgon, R., Burlacu, A., Busonero, D., Buzzi, R., Caffau, E., Cambras, J., Campbell, H., Cancelliere, R., Cantat-Gaudin, T., Carlucci, T., Carrasco, J. M., Castellani, M., Charlot, P., Charnas, J., Chiavassa, A., Clotet, M., Cocozza, G., Collins, R. S., Costigan, G., Crifo, F., Cross, N. J.G., Crosta, M., Crowley, C., Dafonte, C., Damerджи, Y., Dapergolas, A., David, P., David, M., De Cat, P., de Felice, F., de Laverny, P., De Luise, F., De March, R., de Martino, D., de Souza, R., Debusscher, J., del Pozo, E., Delbo, M., Delgado, A., Delgado, H. E., Di Matteo, P., Diakite, S., Distefano, E., Dolding, C., Dos Anjos, S., Drazinos, P., Duran, J., Dzigan, Y., Edvardsson, B., Enke, H., Evans, N. W., Eynard Bontemps, G.,

Fabre, C., Fabrizio, M., Faigler, S., Falcão, A. J., Farràs Casas, M., Federici, L., Fedorets, G., Fernández-Hernández, J., Fernique, P., Fienga, A., Figueras, F., Filippi, F., Findeisen, K., Fonti, A., Fouesneau, M., Fraile, E., Fraser, M., Fuchs, J., Gai, M., Galleti, S., Galluccio, L., Garabato, D., García-Sedano, F., Garofalo, A., Garralda, N., Gavras, P., Gerssen, J., Geyer, R., Gilmore, G., Girona, S., Giuffrida, G., Gomes, M., González-Marcos, A., González-Núñez, J., González-Vidal, J. J., Granvik, M., Guerrier, A., Guillout, P., Guiraud, J., Gúrpide, A., Gutiérrez-Sánchez, R., Guy, L. P., Haignon, R., Hatzidimitriou, D., Haywood, M., Heiter, U., Helmi, A., Hobbs, D., Hofmann, W., Holl, B., Holland, G., Hunt, J. A.S., Hypki, A., Icardi, V., Irwin, M., Jevardat de Fombelle, G., Jofré, P., Jonker, P. G., Jorissen, A., Julbe, F., Karampelas, A., Kochoska, A., Kohley, R., Kolenberg, K., Kontizas, E., Kuposov, S. E., Kordopatis, G., Koubsky, P., Krone-Martins, A., Kudryashova, M., Kull, I., Bachchan, R. K., Lacoste-Seris, F., Lanza, A. F., Lavigne, J.-B., Le Poncin-Lafitte, C., Lebreton, Y., Lebzelter, T., Leccia, S., Leclerc, N., Lecoeur-Taibi, I., Lemaitre, V., Lenhardt, H., Leroux, F., Liao, S., Licata, E., Lindstrøm, H. E.P., Lister, T. A., Livanou, E., Lobel, A., Löffler, W., López, M., Lorenz, D., MacDonald, I., Magalhães Fernandes, T., Managau, S., Mann, R. G., Mantelet, G., Marchal, O., Marchant, J. M., Marconi, M., Marinoni, S., Marrese, P. M., Marschalkó, G., Marshall, D. J., Martín-Fleitas, J. M., Martino, M., Mary, N., Matijevic, G., Mazeh, T., McMillan, P. J., Messina, S., Michalik, D., Millar, N. R., Miranda, B. M. H., Molina, D., Molinaro, R., Molinaro, M., Molnár, L., Moniez, M., Montegriffo, P., Mor, R., Mora, A., Morbidelli, R., Morel, T., Morgenthaler, S., Morris, D., Mulone, A. F., Muraveva, T., Musella, I., Narbonne, J., Nelemans, G., Nicastro, L., Noval, L., Ordénovic, C., Ordieres-Meré, J., Osborne, P., Pagani, C., Pagano, I., Pailler, F., Palacin, H., Palaversa, L., Parsons, P., Pe-

coraro, M., Pedrosa, R., Pentikäinen, H., Pichon, B., Piersimoni, A. M., Pineau, F.-X., Plachy, E., Plum, G., Poujoulet, E., Prsa, A., Pulone, L., Ragaini, S., Rago, S., Rambaux, N., Ramos-Lerate, M., Ranalli, P., Rauw, G., Read, A., Regibo, S., Reylé, C., Ribeiro, R. A., Rimoldini, L., Ripepi, V., Riva, A., Rixon, G., Roelens, M., Romero-Gómez, M., Rowell, N., Royer, F., Ruiz-Dern, L., Sadowski, G., Sagraistà Sellés, T., Sahlmann, J., Salgado, J., Salguero, E., Sarasso, M., Savietto, H., Schultheis, M., Sciacca, E., Segol, M., Segovia, J. C., Segransan, D., Shih, I.-C., Smareglia, R., Smart, R. L., Solano, E., Solitro, F., Sordo, R., Soria Nieto, S., Souchay, J., Spagna, A., Spoto, F., Stampa, U., Steele, I. A., Steidelmüller, H., Stephenson, C. A., Stoev, H., Suess, F. F., Süveges, M., Surdej, J., Szabados, L., Szegedi-Elek, E., Tapiador, D., Taris, F., Tauran, G., Taylor, M. B., Teixeira, R., Terrett, D., Tingley, B., Trager, S. C., Turon, C., Ulla, A., Utrilla, E., Valentini, G., van Elteren, A., Van Hemelryck, E., van Leeuwen, M., Varadi, M., Vecchiato, A., Veljanoski, J., Via, T., Vicente, D., Vogt, S., Voss, H., Votruba, V., Voutsinas, S., Walmsley, G., Weiler, M., Weingrill, K., Wevers, T., Wyrzykowski, L., Yoldas, A., Zerjal, M., Zucker, S., Zurbach, C., Zwitter, T., Alecu, A., Allen, M., Allende Prieto, C., Amorim, A., Anglada-Escudé, G., Arsenijevic, V., Azaz, S., Balm, P., Beck, M., Bernstein, H.-H., Bigot, L., Bijaoui, A., Blasco, C., Bonfigli, M., Bono, G., Boudreault, S., Bressan, A., Brown, S., Brunet, P.-M., Bunclark, P., Buonanno, R., Butkevich, A. G., Carret, C., Carrion, C., Chemin, L., Chéreau, F., Corcione, L., Darmigny, E., de Boer, K. S., de Teodoro, P., de Zeeuw, P. T., Delle Luche, C., Domingues, C. D., Dubath, P., Fodor, F., Frézouls, B., Fries, A., Fustes, D., Fyfe, D., Gallardo, E., Gallegos, J., Gardiol, D., Gebran, M., Gomboc, A., Gómez, A., Grux, E., Gueguen, A., Heyrovsky, A., Hoar, J., Iannicola, G., Isasi Parache, Y., Janotto, A.-M., Joliet, E., Jonckheere, A., Keil, R., Kim, D.-

- W., Klagyivik, P., Klar, J., Knude, J., Kochukhov, O., Kolka, I., Kos, J., Kutka, A., Lainey, V., LeBouquin, D., Liu, C., Loreggia, D., Makarov, V. V., Marseille, M. G., Martayan, C., Martinez-Rubi, O., Massart, B., Meynadier, F., Mignot, S., Munari, U., Nguyen, A.-T., Nordlander, T., Ocvirk, P., O'Flaherty, K. S., Olias Sanz, A., Ortiz, P., Osorio, J., Oszkiewicz, D., Ouzounis, A., Palmer, M., Park, P., Pasquato, E., Peltzer, C., Peralta, J., Péturaud, F., Pieniluoma, T., Pigozzi, E., Poels, J., Prat, G., Prod'homme, T., Raison, F., Rebordao, J. M., Risquez, D., Rocca-Volmerange, B., Rosen, S., Ruiz-Fuertes, M. I., Russo, F., Sembay, S., Serraller Vizcaino, I., Short, A., Siebert, A., Silva, H., Sinachopoulos, D., Slezak, E., Soffel, M., Sosnowska, D., Straizys, V., ter Linden, M., Terrell, D., Theil, S., Tiede, C., Troisi, L., Tsalmantza, P., Tur, D., Vaccari, M., Vachier, F., Valles, P., Van Hamme, W., Veltz, L., Virtanen, J., Wallut, J.-M., Wichmann, R., Wilkinson, M. I., Ziaepour, H., and Zschocke, S. (2016). Gaia Data Release 1 - Summary of the Astrometric, Photometric, and Survey Properties. *Astronomy & Astrophysics*, 595:A2.
- Garcia, P. J. V. (2011). *Physical Processes in Circumstellar Disks around Young Stars*. The University of Chicago Press, Chicago.
- García López, R., Natta, A., Testi, L., and Habart, E. (2006). Accretion Rates in Herbig Ae Stars. *Astronomy & Astrophysics*, 459:837–842.
- Herbig, G. H. and Bell, K. R. (1988). *Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population : 3 : 1988*.
- Hernandez, J., Briceño, C., Calvet, N., Hartmann, L., Berlind, P., and Luhman, K. (2017). SPTCLASS: SPecTral CLASSificator code.
- Hernandez, J., Briceno, C., Calvet, N., Hartmann, L., Muzerolle, J., and Quintero,

- A. (2006). Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Second-Generation Dust Disks at 5–10 Myr. *The Astrophysical Journal*, 652:472–481.
- Hernandez, J., Calvet, N., Briceño, C., Hartmann, L., and Berlind, P. (2004). Spectral Analysis and Classification of Herbig Ae/Be Stars. *The Astronomical Journal*, 127:1682–1701.
- Hernandez, J., Calvet, N., Briceño, C., Hartmann, L., Vivas, A. K., Muzerolle, J., Downes, J., Allen, L., and Gutermuth, R. (2007). Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Disk Census in the Low-Mass Stars. *The Astrophysical Journal*, 671:1784–1799.
- Hernández, J., Calvet, N., Hartmann, L., Briceño, C., Sicilia-Aguilar, A., and Berlind, P. (2005). Herbig Ae/Be Stars in nearby OB Associations. *The Astronomical Journal*, 129:856–871.
- Hernández, J., Morales-Calderon, M., Calvet, N., Hartmann, L., Muzerolle, J., Gutermuth, R., Luhman, K. L., and Stauffer, J. (2010). Spitzer Observations of the  $\lambda$  Orionis Cluster. II. Disks around Solar-Type and Low-Mass Stars. *The Astrophysical Journal*, 722:1226–1239.
- Hirota, T., Bushimata, T., Choi, Y. K., Honma, M., Imai, H., Iwadate, K., Jike, T., Kamenno, S., Kameya, O., Kamohara, R., Kan-Ya, Y., Kawaguchi, N., Kijima, M., Kim, M. K., Kobayashi, H., Kuji, S., Kurayama, T., Manabe, S., Maruyama, K., Matsui, M., Matsumoto, N., Miyaji, T., Nagayama, T., Nakagawa, A., Nakamura, K., Oh, C. S., Omodaka, T., Oyama, T., Sakai, S., Sasao, T., Sato, K., Sato, M., Shibata, K. M., Shintani, M., Tamura, Y., Tsushima, M., and Yamashita, K. (2007). Distance to Orion KL Measured with VERA. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59:897.

- Jeffries, R. D., Maxted, P. F. L., Oliveira, J. M., and Naylor, T. (2006). Kinematic structure in the young  $\sigma$  Orionis association. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 371:L6–L10.
- Karl E. Haisch, J., Lada, E. A., and Lada, C. J. (2001). Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters. *The Astrophysical Journal*, 553:L153–L156.
- Kenyon, S. J. and Hartmann, L. (1995). Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud. *Astrophysical Journal Supplement*, 101:117.
- Kounkel, M., Covey, K., Suárez, G., Román-Zúñiga, C., Hernandez, J., Stassun, K., Jaehnig, K. O., Feigelson, E. D., Ramírez, K. P., Roman-Lopes, A., Rio, N. D., Stringfellow, G. S., Kim, J. S., Borissova, J., Fernández-Trincado, J. G., Burgasser, A., García-Hernández, D. A., Zamora, O., Pan, K., and Nitschelm, C. (2018). The APOGEE-2 Survey of the Orion Star-forming Complex. II. Six-dimensional Structure. *The Astronomical Journal*, 156:84.
- Kubiak, K., Alves, J., Bouy, H., Sarro, L. M., Ascenso, J., Burkert, A., Forbrich, J., Großschedl, J., Hacar, A., Hasenberger, B., Lombardi, M., Meingast, S., Köhler, R., and Teixeira, P. S. (2017). Orion revisited - III. The Orion Belt population. *Astronomy & Astrophysics*, 598:A124.
- Lindgren, L. (2020). The Gaia Reference Frame for Bright Sources Examined Using VLBI Observations of Radio Stars. *Astronomy & Astrophysics*, 633:A1.
- Liu, C., Fu, J., Shi, J., Wu, H., Han, Z., Chen, L., Dong, S., Zhao, Y., Chen, J.-J., Zhang, H., Bai, Z.-R., Chen, X., Cui, W., Du, B., Hsia, C.-H., Jiang, D.-K., Hou, J., Hou, W., Li, H., Li, J., Li, L., Liu, J., Liu, J., Luo, A.-L., Ren, J.-J., Tian, H.-J., Tian, H., Wang, J.-X., Wu, C.-J., Xie, J.-W., Yan, H.-L., Yang, F., Yu, J., Zhang,

- B., Zhang, H., Zhang, L.-Y., Zhang, W., Zhao, G., Zhong, J., Zong, W., and Zuo, F. (2020). LAMOST Medium-Resolution Spectroscopic Survey (LAMOST-MRS): Scientific Goals and Survey Plan.
- Luhman, K. L. and Mamajek, E. E. (2012). The Disk Population of the Upper Scorpius Association. *The Astrophysical Journal*, 758:31.
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Rosenfield, P., Aringer, B., Chen, Y., Dussin, M., Nanni, A., Pastorelli, G., Rodrigues, T. S., Trabucchi, M., Bladh, S., Dalcanton, J., Groenewegen, M. A. T., Montalbán, J., and Wood, P. R. (2017). A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones including the TP-AGB Phase. *The Astrophysical Journal*, 835:77.
- Martin, E. L. (1997). Quantitative Spectroscopic Criteria for the Classification of Pre-Main Sequence Low-Mass Stars. *Astronomy & Astrophysics*, 321:492–496.
- Menten, K. M., Reid, M. J., Forbrich, J., and Brunthaler, A. (2007). The distance to the Orion Nebula. *Astronomy & Astrophysics*, 474:515–520.
- Montes, D., de Castro, E., Fernandez-Figueroa, M. J., and Cornide, M. (1995). Application of the Spectral Subtraction Technique to the CA II H&K and H $\epsilon$  Lines in a Sample of Chromospherically Active Binaries. *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 114:287.
- Natta, A., Testi, L., and Randich, S. (2006). Accretion in the  $\rho$ -Ophiuchi Pre-Main Sequence Stars. *Astronomy & Astrophysics*, 452:245–252.
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., and Timmes, F. (2010). Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 192:3.

- Paxton, B., Cantiello, M., Arras, P., Bildsten, L., Brown, E. F., Dotter, A., Mankovich, C., Montgomery, M. H., Stello, D., Timmes, F. X., and Townsend, R. (2013). Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Planets, Oscillations, Rotation, and Massive Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208:4.
- Paxton, B., Marchant, P., Schwab, J., Bauer, E. B., Bildsten, L., Cantiello, M., Desart, L., Farmer, R., Hu, H., Langer, N., Townsend, R. H. D., Townsley, D. M., and Timmes, F. X. (2015). Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Binaries, Pulsations, and Explosions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 220:15.
- Payne, C. H. (1925). *Stellar Atmospheres; a Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars*. PhD thesis, RADCLIFFE COLLEGE.
- Pecaut, M. J. and Mamajek, E. E. (2013). Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-Main-Sequence Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208:9.
- Pecaut, M. J. and Mamajek, E. E. (2016). VizieR Online Data Catalog: Scorpius-Centaurus K-Type Stars (Pecaut+, 2016). *VizieR Online Data Catalog*, page J/MNRAS/461/794.
- Rouan, D. (2011a). *Blackbody*, pages 214–214. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg.
- Rouan, D. (2011b). *Effective Temperature*, pages 479–480. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg.

- Sandstrom, K. M., Peek, J. E. G., Bower, G. C., Bolatto, A. D., and Plambeck, R. L. (2007). A Parallax Distance of  $389_{-21}^{+24}$  Parsecs to the Orion Nebula Cluster from Very Long Baseline Array Observations. *The Astrophysical Journal*, 667:1161–1169.
- Schlafly, E. F., Meisner, A. M., Stutz, A. M., Kainulainen, J., Peek, J. E. G., Tchernyshyov, K., Rix, H.-W., Finkbeiner, D. P., Covey, K. R., Green, G. M., Bell, E. F., Burgett, W. S., Chambers, K. C., Draper, P. W., Flewelling, H., Hoadapp, K. W., Kaiser, N., Magnier, E. A., Martin, N. F., Metcalfe, N., Wainscoat, R. J., and Waters, C. (2016). The Optical–Infrared Extinction Curve and its Variation in the Milky Way. *The Astrophysical Journal*, 821:78.
- Schulz, N. S. (2012). *The Formation and Early Evolution of Stars*. Springer, Berlin, Heidelberg, 2 edition.
- Siess, L., Dufour, E., and Forestini, M. (2000). An Internet Server for Pre-Main Sequence Tracks of Low- and Intermediate-Mass Stars. *Astronomy & Astrophysics*, 358:593–599.
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., Huchra, J., Liebert, J., Lonsdale, C., Monet, D. G., Price, S., Seitzer, P., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Gizis, J. E., Howard, E., Evans, T., Fowler, J., Fullmer, L., Hurt, R., Light, R., Kopan, E. L., Marsh, K. A., McCallon, H. L., Tam, R., Dyk, S. V., and Wheelock, S. (2006). The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *The Astronomical Journal*, 131:1163–1183.
- Soderblom, D. R., Hillenbrand, L. A., Jeffries, R. D., Mamajek, E. E., and Naylor, T. (2014). Ages of Young Stars. *Protostars and Planets VI*, page 219–241.

- Strassmeier, K. G., Fekel, F. C., Bopp, B. W., Dempsey, R. C., and Henry, G. W. (1990). Chromospheric CA II H&K and H alpha Emission in Single and Binary Stars of Spectra Types F6–M2. *Astrophysical Journal Supplement*, 72:191.
- Thanathibodee, T., Calvet, N., Herczeg, G., Briceño, C., Clark, C., Reiter, M., Ingleby, L., McClure, M., Maucó, K., and Hernández, J. (2018). The Evolution of Protoplanetary Disks: Probing the Inner Disk of Very Low Accretors. *The Astrophysical Journal*, 861:73.
- Tognelli, E., Prada Moroni, P. G., and Degl’Innocenti, S. (2011). The PISA Pre-Main Sequence Tracks and Isochrones. *Astronomy & Astrophysics*, 533:A109.
- Wang, S., Su, D., Chu, Y., Cui, X., and Wang, Y. (1996). Special Configuration of a Very Large Schmidt Telescope for Extensive Astronomical Spectroscopic Observation. *Applied Optics*, 35:5155–5161.
- Warren, W. and Hesser, J. (1977). A Photometric Study of the Orion OB 1 Association. I - Observational Data. II - Photometric Analysis. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 34:115–206.
- Warren, W. and Hesser, J. (1978). A Photometric Study of the Orion OB 1 Association. III. Subgroup Analysis. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 36:497–572.
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., Dubois, P., Bonnarel, F., Borde, S., Genova, F., Jasniewicz, G., Laloë, S., Lesteven, S., and Monier, R. (2000). The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 143:9–22.

- White, R. J. and Basri, G. (2003). Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs in Taurus-Auriga. *The Astrophysical Journal*, 582:1109–1122.
- Williams, J. P. and Cieza, L. A. (2011). Protoplanetary Disks and Their Evolution. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 49:67–117.
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., Ressler, M. E., Cutri, R. M., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Padgett, D., McMillan, R. S., Skrutskie, M., Stanford, S. A., Cohen, M., Walker, R. G., Mather, J. C., Leisawitz, D., Gautier, T. N., McLean, I., Benford, D., Lonsdale, C. J., Blain, A., Mendez, B., Irace, W. R., Duval, V., Liu, F., Royer, D., Heinrichsen, I., Howard, J., Shannon, M., Kendall, M., Walsh, A. L., Larsen, M., Cardon, J. G., Schick, S., Schwalm, M., Abid, M., Fabinsky, B., Naes, L., and Tsai, C.-W. (2010). The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-Orbit Performance. *The Astronomical Journal*, 140:1868–1881.
- Zhao, G., Zhao, Y., Chu, Y., Jing, Y., and Deng, L. (2012). LAMOST Spectral Survey.
- Zhou, Y., Yan, H., Shi, J., Blanco-Cuaresma, S., Gao, Q., Pan, K., Xu, X., Zhang, J., and Zhao, G. (2019). High-resolution Spectroscopic Analysis of a Large Sample of Li-rich Giants Found By LAMOST. *The Astrophysical Journal*, 877:104.
- Zhu, Y., Hu, Z., Wang, L., Wang, J., Hou, Y., Tang, Z., Dai, S., Wu, Z., and Chen, Y. (2010). *Scientia Sinica Phys. Mech & Astron*, 40:1–15.

# Apéndice A

## Tabla de datos de la muestra total

La muestra completa de estrellas estudiadas consta de 983 estrellas, y esta incluye 363 candidatas cinemáticas y 620 candidatas espectroscópicas. En la tabla de datos se encuentran los siguientes parámetros para cada estrella:

- **Cinemáticos:** obtenidos a partir del análisis con GAIA EDR3 ([Gaia Collaboration et al., 2021](#)).
- **Espectroscópicos:** obtenidos a partir del análisis de los objetos con SPT-CLASS ([Hernandez et al., 2017](#)).
- **Estimación de edad y masas:** obtenidos a partir del análisis con MESSAGE (Hernandez et al. in prep) con los modelos evolutivos de MIST ([Dotter, 2016](#)) y PARSEC ([Marigo et al., 2017](#)).
- **Tipo de acretor:** obtenidos de acuerdo con parámetros conocidos como tipo espectral (SpT) y ancho equivalente de  $H\alpha$  (EWH $\alpha$ ).
- **Excesos infrarrojos:** obtenidos a partir del análisis de datos de los catálogos 2MASS ([Skrutskie et al., 2006](#)) y ALLWISE ([Wright et al., 2010](#)).

El catalogo completo puede ser consultado a mayor detalle en el siguiente sitio Web:

[Sitio Web con el catalogo completo de estrellas T-Tauri en la sub asociación OB1b estudiadas en esta tesis.](#)

# Apéndice B

## Tabla de datos de las nuevas estrellas T-Tauri

Partiendo de la muestra **BONA FIDE**, se decidió realizar un análisis con catálogos conocidos para así determinar la presencia de posibles nuevas TTS en esta. Para ello se siguió la siguiente metodología:

1. Se realiza una correlación cruzada entre la muestra de 244 estrellas T-Tauri **BONA FIDE** y estrellas reconocidas como jóvenes en el catálogo SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)). La correlación se hizo con el objetivo de obtener los miembros presentes en la muestra **BONA FIDE** y no en SIMBAD, dando como resultado 22 estrellas denotadas como “Nuevas\_estrellas”.
2. Se realiza una correlación cruzada entre las muestras “Nuevas\_estrellas” y “TTS\_Briceno+2019” (esta segunda obtenida del catálogo *The CIDA Variability Survey of Orion OB1. II* ([Briceño et al., 2019b](#))) con la intención de identificar los miembros compartidos en ambas. La diferencia, es decir, aquellos miembros no presentes en la muestra “TTS\_Briceno+2019”, se compone

de 19 estrellas denotadas como “Nuevas\_estrellas\_NoBriceno+2019”.

3. De la muestra “Nuevas\_estrellas” se identifican aquellas etiquetadas con “**STAR**”, sin categorizar, dando 3 estrellas denotadas como “Nuevas\_SIMBAD”.
4. Se concatenan ambas muestras de estrellas posiblemente nuevas, “Nuevas\_estrellas\_NoBriceno+2019” y “Nuevas\_SIMBAD”, dando un total de 22 estrellas denotadas por “NEW\_Luisa\_TTS.datos”.

La Tabla [VIII](#) incluye los datos básicos de cada estrella identificada, con su respectivo nombre de archivo, así como sus identificadores en los catálogos 2MASS y ALLWISE (este último para las que aplican).

Para una consulta mas detallada del subcatalogo completo de las 22 estrellas T-Tauri puede visitarse el mismo sitio Web referido en el Apéndice [A](#), usando la siguiente dirección electrónica:

[Sitio Web con el catálogo completo de nuevas estrellas T-Tauri reportadas en esta tesis.](#)

file	RA	DEC	SpT	WLLi	EWHa	PLXcor	2MASS	Kmag	AllWISE	W2mag	W3mag
Orion4_1.sp03.0052_air.fits	79.7568	-2.292503	72.2	6707.9	-7.8	2.828252896271693	05190161-0217319	11.992	J051901.63-021733.3	10.92	9.817
Orion4_1.sp16.0230_air.fits	80.27043	-0.410095	71.6	6707.6	-4.4	2.9635882042935298	05210497-0024355	12.116	J052332.55-024921.9	11.621	11.411
Orion4_2.sp04.0193_air.fits	80.8856	-2.82277	71.4	6708.0	-4.1	2.759803677159467	05233255-0249219	11.938	J052339.96-035919.3	12.279	12.079
Orion4_2.sp05.0094_air.fits	80.91651	-3.988678	62.0	6707.6	1.5	2.1431305403028786	05233997-0359193	12.353	J052655.36-042736.0	11.222	11.031
Orion4_1.sp01.0089_air.fits	81.21667	-4.689574	66.3	6708.0	-1.6	2.6408345906223258	05245210-0441233	11.246	J052856.41-030458.8	12.101	12.279
Orion4_1.sp01.0114_air.fits	81.73064	-4.45999	68.3	6708.2	-1.0	2.785421207694064	05265530-0427365	11.451	J053153.37-040518.3	10.91	11.603
Orion4_1.sp08.0231_air.fits	81.84962	-2.807242	67.1	6707.9	-0.5	2.7482190745372272	05272398-0248268	11.351	J053203.32-033256.6	12.106	11.557
Orion4_1.sp09.0207_air.fits	81.98825	-2.029891	67.8	6707.7	-4.9	2.8260412051714896	05275716-0201491	10.959	J053223.54-032857.7	11.814	12.052
Orion4_1.sp08.0139_air.fits	82.23505	-3.082975	67.6	6708.1	-2.3	2.481612107213598	05285641-0304587	12.294	J053306.92-034600.5	11.822	11.802
Orion4_2.sp12.0115_air.fits	82.86449	-0.856512	70.7	6708.3	-7.8	2.879623717504546	05312741-0031238	12.207	J053330.82-020639.4	12.028	12.301
Orion4_1.sp07.0100_air.fits	82.97233	-4.088692	65.0	6708.2	-1.1	3.0298432721433053	05315337-0405182	10.963	J053354.69-020853.0	11.631	12.288
Orion4_1.sp06.0201_air.fits	83.01383	-3.549027	68.0	6708.2	-3.3	2.42974680045140853	05320332-0332566	12.198	J053359.68-020430.5	11.622	11.611
Orion4_1.sp06.0203_air.fits	83.0981	-3.482699	65.3	6708.1	-1.0	2.386208954474234	05322354-0328579	11.944	J053437.50-022724.5	11.348	11.333
Orion4_1.sp06.0191_air.fits	83.12709	-3.246468	66.2	6707.6	0.5	2.3807727840711306	05323050-0314473	11.424	J052641.18-013751.4	11.711	11.671
Orion4_1.sp07.0148_air.fits	83.27885	-3.766769	65.4	6708.4	-1.7	2.529684392973845	05330692-0346004	11.916	J053324.55-021121.4	10.827	10.668
Orion4_1.sp13.0045_air.fits	83.37845	-2.1109	67.9	6708.2	-3.2	2.48093382631443	05333082-0206394	12.146	J053416.98-015610.2	10.943	11.072
Orion4_2.sp13.0036_air.fits	83.47789	-2.1482	65.5	6708.0	-1.4	2.5063486275345235	05335468-0208537	11.668	J053416.98-015610.2	10.943	11.072
Orion4_1.sp13.0039_air.fits	83.49873	-2.075096	62.5	6708.0	-0.6	2.45540973584349	05335968-0204305	11.703	J053416.98-015610.2	10.943	11.072
Orion4_1.sp13.0067_air.fits	83.65628	-2.456789	62.6	6707.8	-0.3	2.343734821687908	05343750-0227246	11.432	J053437.50-022724.5	11.348	11.333
Orion4_1.sp09.0110_air.fits	81.67159	-1.630983	67.7	6708.0	-1.6	2.8753083719108576	05264117-0137514	11.816	J052641.18-013751.4	11.711	11.671
Orion4_1.sp13.0027_air.fits	83.35233	-2.189236	69.7	6707.8	-4.0	2.4221771439430744	05332455-0211212	11.09	J053324.55-021121.4	10.827	10.668
Orion4_1.sp13.0014_air.fits	83.57082	-1.93608	60.8	6707.9	0.5	2.4027542850022194	05341698-0156104	11.126	J053416.98-015610.2	10.943	11.072

Tabla VIII. 22 nuevas estrellas T-Tauri identificadas