



---

**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
**PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA**  
Instituto de Astronomía

**Hacia un Estudio Completo de la  
Función de Masa Inicial y la Evolución  
Cinemática Temprana del Grupo Estelar 25 Orionis**

**PROTOCOLO DE INVESTIGACIÓN**

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:  
**MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)**

*PRESENTA:*

**Lic. Genaro Suárez Castro**

*TUTORES:*

**Dr. Carlos G. Román Zúñiga**, Instituto de Astronomía - UNAM  
**Dr. Juan José Downes Wallace**, Instituto de Astronomía - UNAM

Ensenada, BC., enero 2015.

# Resumen

En este trabajo nos enfocamos en el grupo estelar 25 Orionis; un agregado estelar suficientemente cercano ( $d \sim 360$  pc), joven ( $\sim 7 - 10 \times 10^6$  años), con muy baja extinción ( $A_V \approx 0.3$  mag) y concentrado espacialmente ( $\sim 360$  estrellas/grado<sup>2</sup>), en el que, como discutiremos, es posible llevar a cabo un estudio fotométrico y espectroscópico estadísticamente completo en masa, cobertura espacial y números de miembros. Además, también se estudiará la cinemática de miembros de masa alta e intermedia ( $2-10 M_\odot$ ) de 25 Ori para determinar si es un grupo estelar ligado gravitacionalmente. Este trabajo convertirá a 25 Ori en el grupo estelar más y mejor estudiado a la edad crucial de  $\sim 10$  millones de años.

En este proyecto consideramos trabajar con datos de distintos observatorios: i) En fotometría, con datos de Mosaic KP4m, GTC-OSIRIS y ESO-VISTA, entre otros. ii) En espectroscopía, con datos de SPM-Echelle (resolución alta), APOGEE-2 (resolución media-alta), WIYN (resolución media), GTC-OSIRIS (resolución baja) y MMT-Hectospec (resolución baja). iii) Y en cinemática, con datos de APOGEE-2 y SPM-Echelle. Además, tenemos datos adicionales de distintos catálogos públicos, y datos de candidatos y miembros de 25 Ori confirmados espectroscópicamente por varios autores.

Como trabajo preliminar, consideramos los candidatos altamente confiables y miembros de 25 Ori previamente identificados. Con estos definimos un locus en un diagrama color-magnitud óptico-infrarrojo para hacer una selección en los catálogos de 2MASS y UCAC4. Usando los modelos de Besançon estimamos la población de estrellas de campo en el locus definido que contaminan la muestra fotométrica. Con esto determinamos la FMI fotométrica a orden cero de 25 Ori en el rango de masas de  $0.25 \lesssim m/M_\odot \lesssim 4.0$ . El valor del índice de la ley de potencias que mejor ajusta a los datos es  $\alpha \approx 1.91 \pm 0.55$ , el cual, dentro del rango de error, acuerda con la pendiente de Salpeter ( $\alpha = 2.35$ ).

# Índice

<b>1. Introducción</b>	<b>5</b>
1.1. Función de Masa Inicial . . . . .	5
1.1.1. Determinación observacional de la FMI . . . . .	5
1.1.2. Parametrización . . . . .	7
1.2. Poblaciones Estelares . . . . .	13
1.2.1. Vecindad Solar . . . . .	13
1.2.2. Cúmulos Estelares . . . . .	13
1.3. Efectos Dinámicos en Cúmulos Estelares Jóvenes . . . . .	14
1.4. Universalidad de la FMI . . . . .	16
1.5. FMI en un Rango Completo de Masa . . . . .	18
1.6. Resultados Observacionales de 25 Ori . . . . .	19
1.7. Justificación . . . . .	21
<b>2. Objetivos</b>	<b>22</b>
<b>3. Metodología</b>	<b>23</b>
<b>4. Resultados Previos</b>	<b>29</b>
4.1. FMI fotométrica a orden cero . . . . .	32
<b>5. Resultados Esperados</b>	<b>37</b>
<b>6. Referencias</b>	<b>38</b>

# Lista de Siglas y Acrónimos

2MASS : Two Micron All Sky Survey  
APASS : AAVSO Photometric All-Sky Survey  
APO : Apache Point Observatory  
APOGEE : APO Galactic Evolution Experiment  
AAVSO : American Association of Variable Star Observers  
CDSO : CIDA Deep Survey of Orion  
CVSO : CIDA Variability Survey of Orion  
CIDA : Centro de Investigaciones de Astronomía, Mérida, Venezuela  
DENIS : Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky  
EC : Enana Café  
ESPRESSO : Echelle SPectrograph from REosc for the Sierra San pedro martir Observatory  
FL : Función Luminosidad  
FLWO : Fred Lawrence Whipple Observatory  
FMI : Función de Masa Inicial  
FMTP : Función de Masa al Tiempo Presente  
GTC : Gran Telescopio de Canarias  
IRAC : InfraRed Array Camera  
IRSA : InfraRed Science Archive  
KPNO : Kitt Peak National Observatory  
KP : Kitt Peak  
KTG93 : Kroupa, Tout & Gilmore (1993)  
MS79 : Miller & Scalo (1979)  
MIR : Mid-InfraRed  
NASA : National Aeronautics and Space Administration  
NIR : Near-InfraRed  
NOMAD : Naval Observatory Merged Astrometric Dataset  
OSIRIS : Optical System for Imaging and low-Intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy  
PSP : Pre-Secuencia Principal  
SDSS : Sloan Digital Sky Survey  
SP : Secuencia Principal  
SPM : San Pedro Martir  
TNE : Taza de Natalidad Estelar  
TPL : Tapered Power Law  
UCAC : USNO CCD(Charge Coupled Device) Astrograph Catalog  
USNO : United States Naval Observatory  
VISTA : Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy  
WISE : Wide-field Infrared Survey Explorer

# 1. Introducción

Cuando observamos el cielo nocturno, distinguimos una enorme cantidad de estrellas; algunas se encuentran aisladas, otras se encuentran atadas gravitacionalmente en sistemas múltiples y otras pertenecen a grupos de estrellas. También vemos estrellas con distintos brillos, relacionados con sus luminosidades y sus distancias, y con distintas temperaturas, relacionadas con sus masas, las cuales determinan la evolución de las estrellas. Las estrellas menos masivas tienen tiempos de vida más prolongados en la Secuencia Principal (SP), mientras que las más masivas evolucionan más rápido.

Las estrellas se forman en grupos dentro de gigantescas nubes moleculares. En estas poblaciones de estrellas se encuentran miembros con distintas masas, desde decenas de veces la masa de Júpiter hasta decenas de veces la masa del Sol. Saber cuántas estrellas por intervalo de masa se forman en el nacimiento de una población estelar es uno de los objetivos de la astrofísica moderna, y como veremos, es uno de los ingredientes básicos en el estudio de las poblaciones estelares en nuestra y otras galaxias.

Aunque se han desarrollado trabajos observacionales y teóricos muy importantes sobre cuál es la distribución que siguen las masas de las estrellas, todavía persisten grandes interrogantes sobre cuáles son los procesos que regulan la formación de estrellas de distintas masas y si son los mismos en todas las regiones de formación estelar.

## 1.1. Función de Masa Inicial

La distribución de las masas de las estrellas de una población estelar al momento de su formación se conoce como Función de Masa Inicial (FMI) y es, como ya veremos, una de las funciones de distribución más importantes en astrofísica. Observacionalmente, la determinación de la FMI es complicada debido a que las masas estelares se miden indirectamente y, usualmente, no se puede observar el rango completo de masas estelares en una misma población estelar. Sin embargo, se han hecho una gran diversidad de trabajos sobre la FMI. Más adelante se revisarán algunos de los trabajos más relevantes sobre la FMI.

La FMI de una población estelar es una propiedad que aún no se puede reproducir con exactitud con las teorías de formación estelar. Una de las principales fuentes de incertidumbre son las condiciones iniciales que por el momento sólo pueden ser determinadas a partir de las observaciones.

### 1.1.1. Determinación observacional de la FMI

El primer paso para determinar observacionalmente la FMI de una población estelar es obtener una muestra completa de sus miembros a partir de conteos de estrellas.

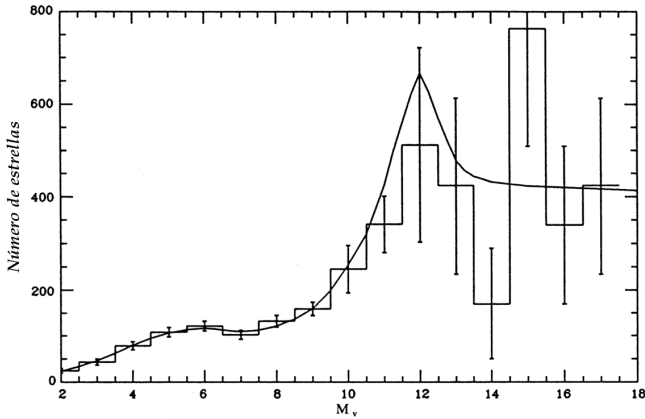
Al realizar conteos de estrellas en distintos tipos de poblaciones estelares (e.g. vecindad solar, cúmulos estelares), la medición directa que se obtiene es la distribución de brillos de sus estrellas, conocida como Función Luminosidad (FL), la cual se emplea para calcular la FMI. La FL se define como:

$$dN = \phi(M_V)dM_V \quad (1)$$

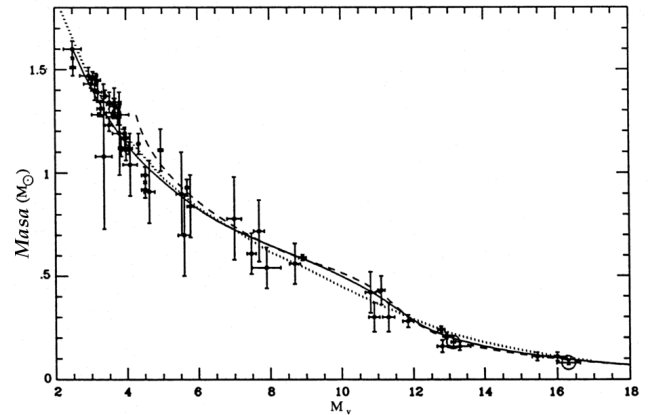
donde  $dN$  es el número de estrellas con magnitud visual absoluta entre  $M_V$  y  $M_V + dM_V$  en un volumen de un parsec cúbico. Para ejemplificar, la Figura 1 muestra la forma de la FL para estrellas de la vecindad solar. La línea sólida indica la FL que Kroupa, Tout & Gilmore (1993)(KTG93)

ajustaron a la FL obtenida por Wielen *et al.* (1983), más la extensión que ellos mismos realizaron para  $M_V \geq 13$ .

Ahora bien, para determinar cuántas estrellas se formaron en una población estelar por intervalo de masa (FMI), primero se necesita saber cuántas estrellas hay en la población por intervalo de masa en la actualidad, llamada Función de Masa al Tiempo Presente (FMTP). La FMTP se deriva de la FL a partir de una relación masa- $M_V$  que, usualmente, se basa en modelos de evolución estelar, y que es una manera simplificada de representar la relación entre las masas y las luminosidades de las estrellas (relación masa-luminosidad). La curva sólida de la Figura 2 muestra la relación masa- $M_V$  para las estrellas de la SP con las que trabajaron KTG93. Además, también se muestra con una línea a trazos y con una línea punteada la relación masa- $M_V$  usada por Kroupa *et al.* (1991) y Scalo (1986), respectivamente.

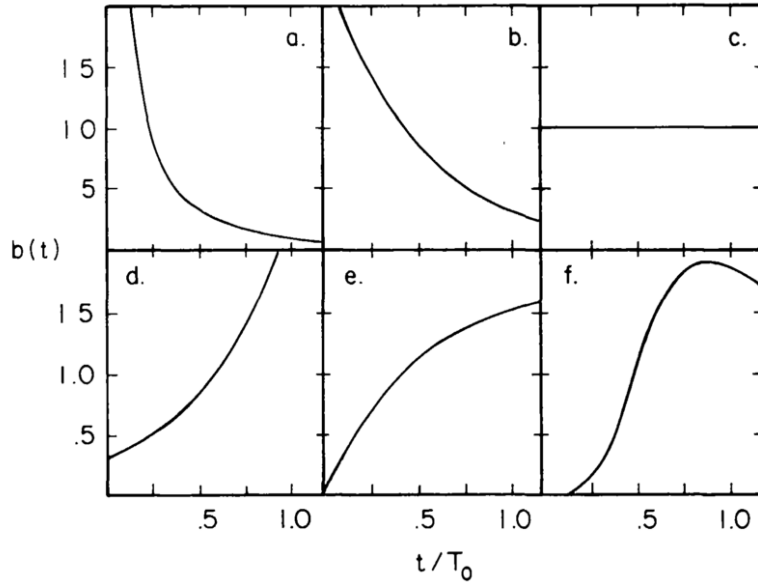


**Figura 1:** Histogramas la FL en la vecindad solar obtenida por Wielen *et al.* (1983) más la extensión hecha por KTG93 para  $M_V \geq 13$ . La línea sólida representa la FL que KTG93 adoptaron. El eje vertical indica el número de estrellas dentro de una esfera de radio igual a 20 pc, para alcanzar la completitud en las estrellas menos masivas.



**Figura 2:** Relaciones masa- $M_V$  derivadas por KTG93 (curva sólida), por Kroupa *et al.* (1991) (línea a trazos) y por Scalo (1986) (línea punteada). Los puntos sólidos indican los datos observacionales compilados por Popper (1980) y los círculos vacíos por Liebert (1987).

Luego, para pasar de la FMTP a la FMI necesitamos saber cuántas estrellas se produjeron en la población a lo largo del tiempo, a lo que se conoce como Tasa de Natalidad Estelar (TNE). No se conoce con certeza la forma de la TNE pero podría tener formas muy variadas dependiendo de la población en cuestión, las cuales van desde funciones con un crecimiento muy agudo hasta funciones con una disminución muy marcada (Miller & Scalo 1979 (MS79)). En la Figura 3 se muestran algunos tipos de TNE respecto a la TNE promedio como función de la fracción de tiempo respecto a la edad de la Galaxia.



**Figura 3:** TNE respecto a la TNE promedio ( $b(t)$ ) como función de la fracción del tiempo con respecto a la vida de la Galaxia. a) Ley de potencia con exponente 2 y fue usada por Schmidt (1959); b) exponencial decreciente y es una de las formas más usadas en la literatura (e.g. Tinsley 1974); c) constante y fue usada por Salpeter (1955); d) exponencial creciente; e) exponencial creciente asintóticamente; y f) polinomio. Las últimas tres TNE's fueron estudiadas por MS79.

Para entender cómo la TNE corrige a la FMTP para obtener la FMI, consideremos estrellas que tienen un tiempo de vida en la SP menor que la edad de la Galaxia. En este caso, la FMTP se debe aumentar por alguna cantidad dependiendo de la forma de la TNE debido a las estrellas que ya salieron de la SP. Para una TNE que decrece rápidamente con el tiempo (Figura 3a-b), una gran cantidad de estrellas han salido de la SP, por lo que la corrección de la FMTP para obtener la FMI, en este caso, será mayor. Por el contrario, si la TNE aumenta rápidamente con el tiempo (3d-f), serán pocas las estrellas que han salido de la SP, por lo que la FMTP será ligeramente menor que la FMI y, la corrección para pasar a la FMI, en este caso, será menor. Si ahora consideramos estrellas con tiempos de vida en la SP mayores que la edad de la Galaxia, la FMI y la FMTP son equivalentes.

Una vez que se tiene una estimación de la FMI es importante determinar una forma funcional y los parámetros que mejor la representen para poder hacer comparaciones de su forma en distintas poblaciones estelares.

### 1.1.2. Parametrización

Tener una aproximación de la distribución de masas de una población estelar permite conocer las propiedades y la evolución de la población misma. Además, la FMI es útil para estudiar las propiedades integradas de poblaciones suficientemente lejos como para no poder resolver sus miembros. Las parametrización de la FMI más usadas en la literatura se describen en esta sección.

#### Salpeter (1955)

El trabajo inicial sobre la FMI fue hecho por Salpeter (1955) con estrellas de la vecindad solar. Las hipótesis que formuló son que las estrellas salen de la SP después de consumir cerca del 10%

de su masa de H y que la TNE ha sido uniforme en la vecindad solar durante los últimos 5 Gaños<sup>1</sup>. La Figura 4 muestra la forma de la FMI que obtuvo, donde se puede observar que la relación logarítmica entre la masa y la  $\xi(m)$  no tiene cambios marcados en su pendiente en el intervalo de  $\log(m)$  entre  $-0.4$  y  $1.0 M_{\odot}$  ( $0.4 \lesssim m/M_{\odot} \lesssim 10$ ). Además, esta relación presenta una caída intensa para masas mayores que  $10 M_{\odot}$ , lo cual no es claro si es un efecto real o es el sesgo que impone que la muestra de la vecindad solar posee pocas estrellas con estas masas. En base a la forma constante de esta relación, Salpeter encontró que la FMI ( $\xi(m)$ ) se puede escribir como la siguiente ley de potencias:

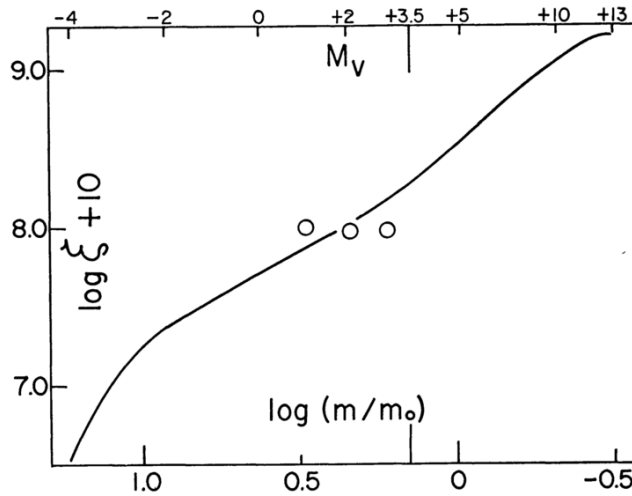
$$\xi(m) = \frac{dN}{dm} = k_1 m^{-\alpha} \quad (2)$$

donde  $dN$  es el número de estrellas en el intervalo de masas entre  $m$  y  $m+dm$ , y  $k_1$  es una constante de normalización. Alternativamente, esta ecuación se puede escribir como función del logaritmo de la masa, como se indica en la Ecuación 3.

$$\xi(\log(m)) = \frac{dN}{d(\log(m))} = k_2 m^{-\Gamma}, \quad \text{donde} \quad \Gamma = \alpha - 1 \quad (3)$$

Para las constantes de normalización se emplearon nombres distintos para aclarar su diferencia. *En lo sucesivo, usaremos a  $\alpha$  como el parámetro que determina la pendiente de la ley de potencias.*

Los valores de los parámetros que Salpeter (1955) reportó para la forma de la FMI de las estrellas de la vecindad solar son  $\alpha=2.35$  y  $k_1=0.01$  para el intervalo de masa  $0.4 \lesssim m/M_{\odot} \lesssim 10$ .



**Figura 4:** FMI ( $\xi(m)$ ) versus la masa según el trabajo de Salpeter (1955). Esta curva pasa por todos los puntos de la muestra, excepto por los círculos señalados. El eje superior muestra la magnitud absoluta  $M_V$  correspondiente a las masas de las estrellas.

### Miller & Scalo (1979)

Considerando la forma de la FMI propuesta por Salpeter (1955) se espera que el número de objetos aumente cada vez más conforme disminuye su masa. MS79, trabajando con estrellas del disco en la vecindad solar y suponiendo que la FMI es independiente del tiempo y que es una función continua con la masa, buscaron una representación de la FMI que describiera la caída observada en el régimen de masas bajas, que no era predicha por la parametrización de Salpeter.

<sup>1</sup>En lo sucesivo usaremos los prefijos del Sistema Internacional de Unidades para representar cantidades.

Ellos consideraron las TNEs mostradas en la Figura 3 y encontraron que la FMI es bien aproximada por una distribución log-normal para masas en el intervalo  $0.1 \leq m/M_{\odot} \leq 50$ , como se indica en la Ecuación 4.

$$\xi(\log(m)) = C_0 \exp[-C_1 (\log(m) - C_2)^2] \quad (4)$$

donde

$C_0 = 66.20$ ,  $C_1 = 1.15$  y  $C_2 = -0.88$  considerando una TNE que aumenta con el tiempo.

$C_0 = 106.0$ ,  $C_1 = 1.09$  y  $C_2 = -1.02$  considerando una TNE contante.

$C_0 = 242.4$ ,  $C_1 = 1.14$  y  $C_2 = -0.93$  considerando una TNE que decrece con el tiempo.

La FMI que determinaron MS79 en las estrellas de la vecindad solar está en acuerdo con la FMI para los cúmulos en el rango  $1 < m/M_{\odot} < 10$ , pero algunos cúmulos tienen un déficit en estrellas de masa baja. Además, ellos encontraron que esta FMI acuerda bien con la FMI para la asociación OB1 de Orión para  $m \geq 2.5 M_{\odot}$ .

Existen ligeras diferencias entre la pendiente de Salpeter (1955) y la log-normal de MS79, debido principalmente a que MS79 mejoraron los tiempos de vida de las estrellas en la SP, y a que Salpeter consideró sólo estrellas del disco galáctico y no integró en la dirección perpendicular al plano.

### Scalo (1986)

Scalo (1986) trabajó con poblaciones de estrellas de la vecindad solar, asociaciones estelares, cúmulos estelares y galaxias para encontrar similitudes entre sus FMIs. Las conclusiones que obtuvo sobre las FMIs de estas poblaciones estelares son:

i) Para las estrellas del disco y del halo de la vecindad solar, la FMI es similar en el rango  $0.3 \leq m/M_{\odot} \leq 0.8$  y alcanza su pico en  $m \approx 0.3 M_{\odot}$ .

ii) La FMI para las asociaciones OB es muy similar a la FMI para las estrellas de la vecindad solar en el rango de masa  $1.5 \leq m/M_{\odot} \leq 10$  y para masas altas.

iii) La FMI para cúmulos parece tener una caída más pronunciada que para las estrellas de la vecindad solar en el rango de las estrellas de masa baja, lo cual puede deberse a la segregación de masa.

iv) Una FMI que tiene una forma constante para masas altas pero variable para masas bajas explica las características observadas en la vecindad solar y en otras galaxias.

v) La FL para las estrellas masivas es similar para galaxias con diferentes morfologías, luminosidades y metalicidades, las diferencias en el valor de  $\alpha$  son de  $\pm 0.5$ . Este resultado argumenta fuertemente sobre la universalidad de la FMI, al menos para estrellas masivas con  $m > 10-20 M_{\odot}$ .

vi) Para estrellas con masas menores a  $m \sim 2 M_{\odot}$ , la FL para varias regiones en las nubes de Magallanes es parecida a la FL para las estrellas de la vecindad solar, sugiriendo una FMI similar para estas estrellas.

### Kroupa *et al.* (1993)

KTG93 derivaron una relación masa- $M_V$  y desarrollaron un modelo para el cambio de la luminosidad de una estrella dependiendo de su abundancia química y su edad. Ellos encontraron que la FMI para las estrellas de la vecindad solar se puede aproximar con tres segmentos de ley de potencias, como se muestra en la Ecuación 5.

$$\xi(m) = \begin{cases} 0.035m^{-\alpha_1} & , & 0.08 \leq m/M_\odot < 0.5 \\ 0.019m^{-\alpha_2} & , & 0.5 \leq m/M_\odot < 1.0 \\ 0.019m^{-\alpha_3} & , & m/M_\odot \geq 1.0 \end{cases} \quad (5)$$

donde  $\alpha_1=1.3$ ,  $\alpha_2=2.2$  y  $\alpha_3=2.7$ .

El valor de  $\alpha_2$  empata bien con el valor encontrado por Salpeter (1955). KTG93 encontraron que para las etrellas más masivas que  $1 M_\odot$ , el exponente de la FMTP tiene un valor de  $\alpha_3=4.5$ . Sin embargo, para evaluar la FMI para estas masas se debe tomar en cuenta la evolución estelar con lo cual se obtiene  $\alpha_3 \approx 2.7$  (Scalo 1986). Para masas menores los efectos de evolución estelar son menores y la FMTP es una buena aproximación a la FMI.

KTG93 también encontraron que la FL para las estrellas de masa baja es plana a  $M_V \approx 7$  y tiene un máximo sobresaliente en  $M_V \approx 12$  (Figura 1). Además, ellos también determinaron que la densidad de masa en estrellas de la SP en la vecindad solar con masas  $0.08 \leq m/M_\odot \leq 100$  es  $\rho = 0.05 \pm 0.01 M_\odot/\text{pc}^{-3}$ , siendo la contribución de las estrellas menos masivas que el Sol de  $\approx 80\%$ .

Posteriormente, Kroupa (2001, 2002) investigó las incertidumbres presentes en las estimaciones observacionales de la FMI estudiando la dispersión producida por el ruido de Poisson y la evolución dinámica de los cúmulos estelares. Él determinó los siguientes parámetros para la FMI de las estrellas de la vecindad solar:

$$\xi(m) \propto \begin{cases} m^{-\alpha_0} & , & 0.01 \leq m/M_\odot < 0.08 \\ m^{-\alpha_1} & , & 0.08 \leq m/M_\odot < 0.50 \\ m^{-\alpha_2} & , & m/M_\odot \geq 0.50 \end{cases} \quad (6)$$

con  $\alpha_0=0.3 \pm 0.7$ ,  $\alpha_1=1.3 \pm 0.5$  y  $\alpha_2=2.3 \pm 0.3$ .

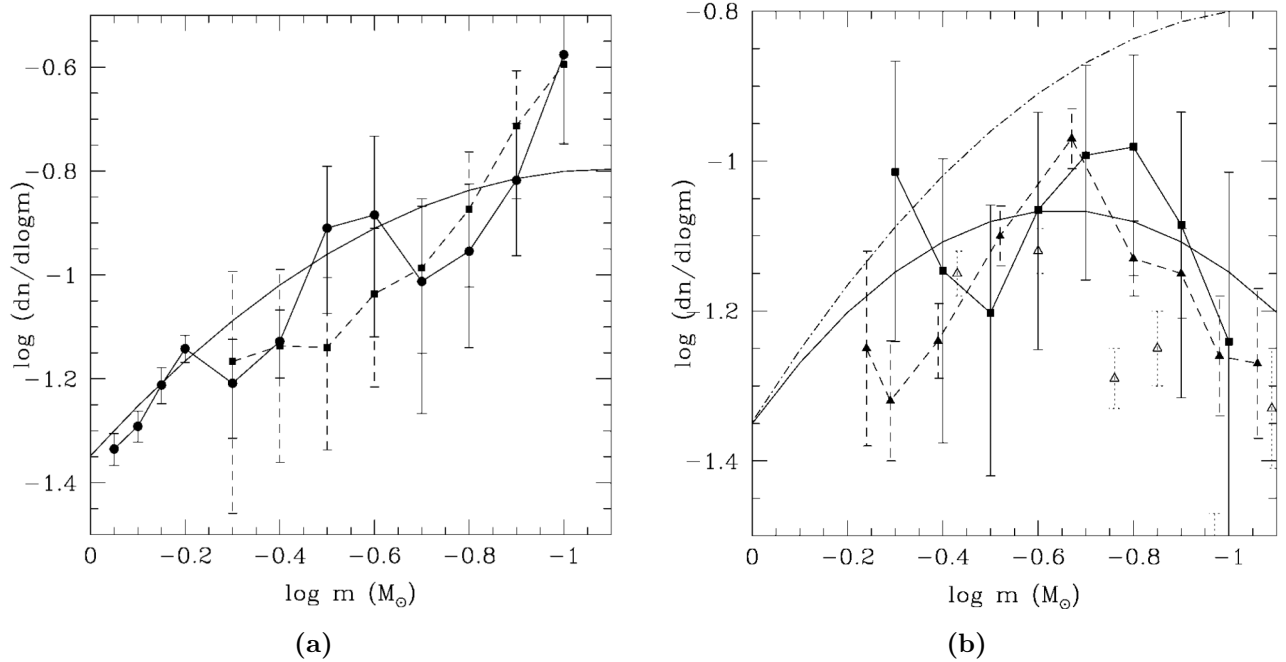
### Chabrier (2003)

Un trabajo importante sobre la FMI característica de objetos individuales y binarios del disco Galáctico fue hecho por Chabrier (2003a), centrándose en las masas  $m < 1 M_\odot$  y usando las FLs locales en las bandas fotométricas V y K. En la Figura 5a se muestran estas FLs, además de la FL que mejor las representa según Chabrier (2003a) (línea sólida). Estas FLs se obtuvieron con datos de estrellas para las que se conoce su paralaje y para las que están resueltos los sistemas binarios. La forma que Chabrier encontró que describe bien ambas FLs es una función log-normal, normalizada a  $1 M_\odot$ , como indica la Ecuación 7.

$$\xi(\log(m)) = \frac{A}{\sqrt{2\pi\sigma}} \exp\left(-\frac{[\log(m) - \log(m_c)]^2}{2\sigma^2}\right) \quad (7)$$

donde  $m_c$  es la masa característica y  $\sigma^2 = \langle (\log(m) - \langle \log(m) \rangle)^2 \rangle$  es la varianza.

Para estudiar el efecto de los sistemas binarios en la FMI, Chabrier (2003a) trabajó con las FL donde están resueltas las binarias. En la muestra con la que se obtuvieron estas FLs él juntó los sistemas binarios de manera que quedaron como sistemas no resueltos. Con esto obtuvo la FL del sistema y calculó la FMI del sistema ( $FMI_{sis}$ ) i.e. la FMI sin la corrección debido a los sistemas binarios. En la Figura 5b se muestra la forma de la  $FMI_{sis}$  y de la FMI con una línea sólida y una línea punto-trazos, respectivamente. Los valores que él determinó para la FMI son  $m_c = 0.08$  y  $\sigma = 0.69$ , mientras que para la  $FMI_{sis}$  son  $m_c = 0.22$  y  $\sigma = 0.57$ .



**Figura 5:** (a) FMI del disco derivada de la FL local en la banda V (línea sólida con círculos) y de la FL local en la banda K (línea discontinua con cuadrados). La línea sólida representa la forma log-normal que mejor representa las dos FLs. (b) FMI del disco derivada con la FL del sistema en la banda K (línea sólida con cuadrados), con la FL obtenida con fotometría corregida del HST (Zheng et al. 2001) (línea a trazos con triángulos) y con la FL del HST asumiendo que todas las estrellas tienen la metalicidad solar (Zheng et al. 2001) (triángulos vacíos). La línea sólida y la línea puntos-trazos muestran las curvas log-normal para la  $(FMI)_{sis}$  y para la FMI, respectivamente.

Chabrier (2003a) concluyó que la FMI y la  $FMI_{sis}$  para el disco Galáctico en el régimen de la enanas M son bien reproducidas por una forma log-normal. Obsérvense las diferencias importantes entre ambas en la Figura 5b.

Chabrier (2003b) determinó la FMI para distintas componentes de la Galaxia (disco, bulbo, cúmulos jóvenes y cúmulos globulares). Él encontró que FMI depende débilmente del entorno y es bien descrita por una ley de potencias para  $m \gtrsim 1 M_{\odot}$  y por una función logarítmica para masas menores. La FMI en el disco, para objetos individuales, tiene una masa característica  $m_c \sim 0.1 M_{\odot}$  y un  $\sigma \sim 0.7$ , mientras que la  $FMI_{sis}$  en el disco tienen una masa característica  $m_c \sim 0.2 M_{\odot}$  y un  $\sigma \sim 0.6$ . Estas FMIs son consistentes con una fracción de binarias en estrellas de masa baja de  $\sim 50\%$ .

Además, Chabrier (2003b) encontró que la FMI de cúmulos jóvenes es consistente con la FMI de estrellas del campo del disco, confirmando el hecho de que los cúmulos estelares jóvenes y las estrellas del campo del disco representan una misma población estelar. La FMI que él encontró para el bulbo es similar a la FMI determinada para los cúmulos globulares y queda bien descrita por una función log-normal pero con una masa característica un poco mayor que para el disco, aproximadamente  $0.2-0.3 M_{\odot}$ .

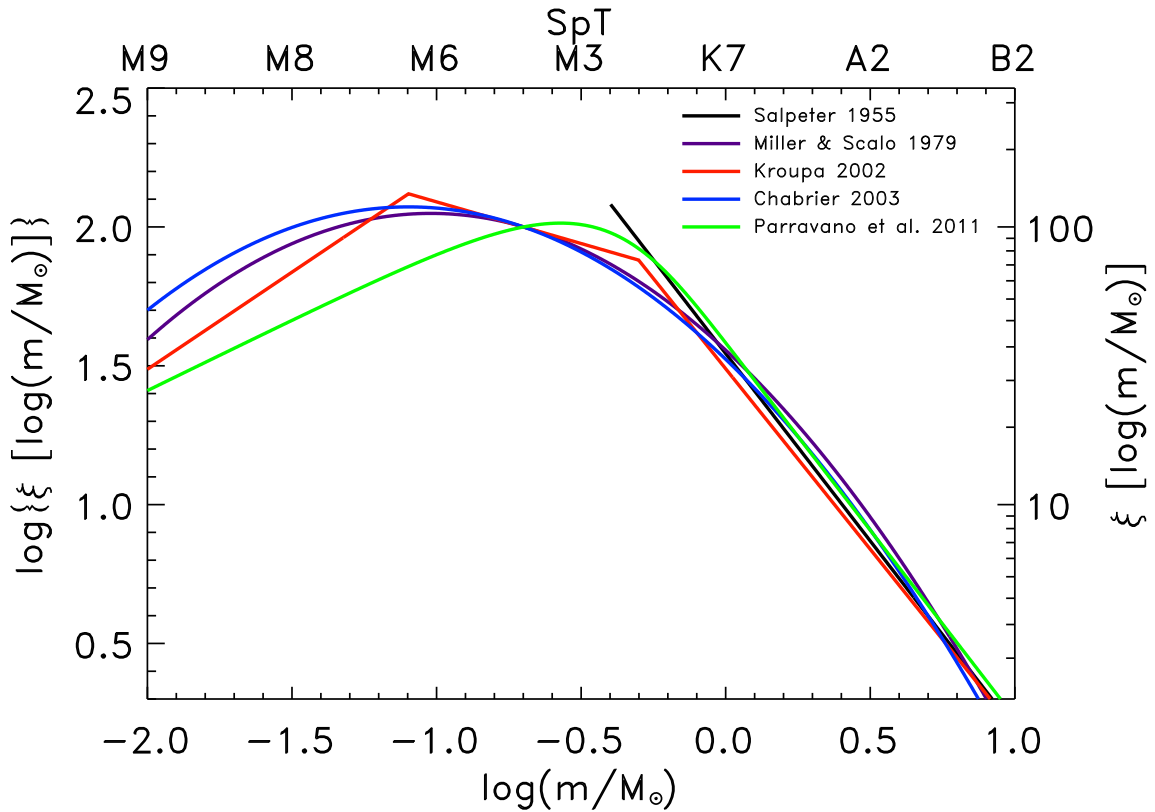
Resumiendo los trabajos aquí presentados sobre la forma funcional de la FMI, es notable que a más de 50 años del trabajo de Edwin Salpeter, la forma de la FMI para masas mayores a  $1 M_{\odot}$  permanece como una ley de potencia con  $\alpha = 2.35$ . Para masas menores a  $1 M_{\odot}$ , la FMI puede ser aproximada como una distribución log-normal con un pico en  $m_c \sim 0.2 - 0.3 M_{\odot}$  y con  $\sigma \sim 0.5 - 0.6 M_{\odot}$ , o por una serie truncada de leyes de potencia con una forma similar.

Una parametrización adicional, usada frecuentemente en los trabajos actuales, que describe bien el rango completo de masas (al menos en los cúmulos Galácticos y en las estrellas del disco Galáctico), la cual retomaremos más adelante, es la “Tapered Power Law” (TPL) con un truncamiento exponencial (de Marchi *et al.* 2001, 2005; Parravano *et al.* 2011), como se indica en la Ecuación 8. Esta función, a diferencia de la log-normal, tiene la ventaja de que no es simétrica, y por lo tanto, representa mejor la distribución de masas en ambos lados del pico de masa.

$$\xi(m) = \frac{dN}{dm} \propto m^{-\alpha} \{1 - \exp[-(m/m_p)^\beta]\}, \quad (8)$$

donde  $m_p$  es la masa donde se alcanza el pico de la distribución (similar a  $m_c$  en la Ecuación 7),  $\alpha$  es el índice de la ley de potencias para altas masas (similar al  $\alpha$  de la Ecuación 2), y  $\beta$  es el “tapering exponent” que describe la FMI para las más bajas masas. De Marchi *et al.* (2001, 2005) estudiaron una muestra de cúmulos Galácticos con edades desde  $\sim 1$  Maño hasta  $\sim 12$  Gaños, y encontraron que el valor promedio de  $\alpha$  es muy cercano al valor de Salpeter (1955),  $m_p = 0.35 \pm 0.04 M_\odot$  y  $\beta = 2.6 \pm 0.3$  para la muestra completa. Parravano *et al.* (2011) trabajaron con estrellas individuales del disco Galáctico y determinaron los valores de  $m_p = 0.35 M_\odot$  y  $\beta = 1.86$ .

En la Figura 6 se muestran las curvas de las parametrizaciones revisadas a lo largo de esta sección (excepto la de Scalo 1986, debido a que no tiene una forma funcional que la describa), donde se observa la concordancia de todas para masas altas, mientras que para masas bajas se aprecia que aún es necesario precisar la forma de la FMI.



**Figura 6:** Algunas de las parametrizaciones de la FMI más usadas en la literatura. El eje inferior representa la masa en unidades de  $M_\odot$  en escala logarítmica. El eje superior indica el tipo espectral asociado a la masa de las estrellas. El eje de la izquierda muestra el logaritmo del número de estrellas como función de logaritmo de la masa, mientras que el eje de la derecha representa el número de estrellas por logaritmo de la masa.

## 1.2. Poblaciones Estelares

En esta sección vamos a revisar las ventajas y desventajas en el estudio de la FMI que ofrecen las poblaciones estelares más relacionadas con el proyecto que aquí se presenta. El detalle en el que más se enfatiza en esta revisión es en la detección de los miembros en el rango completo de masas.

### 1.2.1. Vecindad Solar

Estudiar la forma de la FMI nos lleva a la selección de una muestra de estrellas adecuada. Una población que contiene estrellas de la vecindad solar nos ofrece la posibilidad de poder observar las estrellas de más baja masa, pero debido a lo débil de sus brillos, para tener la muestra completa en este régimen, se necesita que el volumen esté limitado a estrellas relativamente cercanas al Sol ( $\sim 25$  pc) (Lada & Lada 2003). Entonces, en esta muestra se tiene el problema de completitud para las estrellas más masivas debido a que son menos numerosas. Para minimizar este problema, se seleccionan las estrellas de masa alta de asociaciones jóvenes a unas cuantas decenas de parsecs del Sol (e.g. la asociación OB1 de Orión). Luego se normalizan ambas muestras a un mismo volumen para tener la muestra final de las estrellas de la vecindad solar. Las edades de las estrellas en los extremos de la muestra van de 1.0-100 Maños para las de masa alta y de 0.1-10 Gaños para las de masa baja (Meyer *et al.* 2000). Debido a estas grandes diferencias en edades dentro la muestra, para estudiar la distribución de masas de las estrellas de la vecindad solar se requiere asumir que la FMI no cambia con el tiempo ni de una región a otra dentro del disco de la Galaxia i.e. que las nubes moleculares que dieron origen a las estrellas que hoy conforman la vecindad solar, formaron estrellas con la misma FMI que las nubes que actualmente están produciendo estrellas. La distribución de masa que se deriva con las estrellas de la vecindad solar es la FMTP, la cual debe ser corregida por la TNE para obtener la FMI, debido a que las edades de las estrellas de masa baja son del orden de la edad de la galaxia y las estrellas masivas ya han salido de la SP.

### 1.2.2. Cúmulos Estelares

En contraste con la población de estrellas de la vecindad solar donde están mezcladas estrellas de distintas edades y metalicidades, los cúmulos estelares jóvenes ofrecen la ventaja de que sus miembros tienen prácticamente la misma edad y metalicidad, y se localizan a la misma distancia del Sol. El estudio de la distribución de masa en varios cúmulos jóvenes determina la FMI en distintas épocas (correspondiendo a las distintas edades de los cúmulos) y distintas regiones espaciales, por lo que estas poblaciones son importantes para investigar posibles variaciones espaciales y temporales de la FMI. Además, los cúmulos estelares jóvenes favorecen la observación de las estrellas de masa baja debido a que son intrínsecamente más luminosas en la PSP que en la SP. Sin embargo, algunas de estas ventajas se reducen debido a las grandes distancias a las que se encuentran los cúmulos (con respecto a las estrellas de la vecindad solar), lo cual minimiza la sensibilidad a las estrellas de masa baja, y la contaminación de las estrellas de campo complica la determinación de los miembros del cúmulo. Además, debido a la evolución dinámica se produce la segregación de masa y la evaporación del cúmulo, por lo que se necesitan correcciones (inciertas) para obtener la FMI para cúmulos estelares con edades  $\gtrsim 10$  Maños (Lada & Lada 2003). En adición, la evolución de las estrellas más masivas que  $m \sim 15 M_{\odot}$  comienza a reflejarse para cúmulos con edades mayores que 10 Maños (Prialnik, 2000), por lo que es necesario considerar la TNE para las estrellas con masas  $m \gtrsim 15 M_{\odot}$  para determinar la FMI de estos cúmulos.

Es importante considerar los dos tipos de cúmulos estelares jóvenes que existen dependiendo de su mezcla con la materia interestelar: i) los cúmulos expuestos; que son cúmulos con poca o sin

materia interestelar dentro de sus límites, y ii) los cúmulos embebidos; que son cúmulos que están parcial o completamente embebidos en el gas y polvo interestelar.

Los cúmulos embebidos tienen las ventajas de que son lo suficientemente jóvenes como para no haber perdido un número considerable de miembros debido a la evolución estelar y/o a la evaporación dinámica (Lada & Lada 2003), por lo que la FMTP es igual que la FMI. Además, la nube molecular presente bloquea la contaminación de las estrellas de fondo. Esta ventaja podría ser favorable si el estudio se hace con estrellas masivas para que a pesar de la extinción puedan ser observadas, pero se tendrían que hacer correcciones individuales a los miembros del cúmulo debido a que la extinción, por lo general, no es homogénea en estas poblaciones estelares. Por el contrario, la nube molecular impide la detección de los objetos menos masivos, lo que restringe a los cúmulos embebidos como blancos de estudio para las estrellas de masa baja y las enanas café (ECs). Además, la formación estelar puede continuar aún en los cúmulos embebidos, por lo que la FMI todavía no termina de ensamblarse. Con la presencia de las nubes moleculares en algunos cúmulos estelares también surgen efectos de interacciones con sus miembros, lo que afecta en la evolución del cúmulo como tal.

Los cúmulos expuestos son lugares especiales para el estudio de la FMI porque la extinción que presentan es mínima o nula, lo que permite la detección de las estrellas en todo el rango de masa. Además, si se selecciona un cúmulo expuesto que sea suficientemente joven ( $\lesssim 10$  Maños), la FMTP será igual que la FMI. Veremos esto con más detalle cuando exponamos las propiedades del grupo de estrellas 25 Ori (Sección 1.6).

### 1.3. Efectos Dinámicos en Cúmulos Estelares Jóvenes

Los cúmulos estelares nacen embebidos en nubes moleculares gigantes, por lo que están sujetos a constantes interacciones con las nubes interestelares, adicionalmente a los efectos de marea de la Galaxia. Para que un grupo estelar sobreviva a estos efectos depende principalmente de su densidad de masa. La densidad de masa necesaria para que el grupo no se destruya ante los efectos de marea de la Galaxia es de  $\rho_* \geq 0.1 M_\odot \text{pc}^{-3}$  (Bok 1934), mientras que la densidad de masa requerida para que el grupo sea estable ante las interacciones con nubes moleculares es de  $\rho_* \geq 1.0 M_\odot \text{pc}^{-3}$  (Spitzer 1958). Además, el grupo estelar debe tener más de  $\approx 35$  estrellas para que el tiempo de evaporación<sup>2</sup> sea mayor que el tiempo de relajación<sup>3</sup>. Entonces, un cúmulo estelar se define como un grupo con más de 35 estrellas relacionadas físicamente el cual debe tener una densidad de masa mayor a  $1.0 M_\odot \text{pc}^{-3}$  (Lada & Lada 2003).

Ahora bien, se distinguen dos tipos de cúmulos de acuerdo a su dinámica: i) los cúmulos ligados, que son sistemas que tienen una energía total (cinética + potencial) negativa, y ii) los cúmulos no ligados, que son sistemas que tienen una energía total positiva.

Para entender cómo los cúmulos embebidos evolucionan para convertirse en cúmulos expuestos es importante considerar la tasa de formación de cúmulos. Lada & Lada (1991) determinaron que la tasa de formación de cúmulos embebidos es mínimo un orden de magnitud más grande que la tasa de formación de cúmulos clásicos abiertos (cúmulos ligados y expuestos e.g. las Pleiades), sugiriendo que sólo una pequeña fracción de los cúmulos embebidos sobrevive a su salida de las nubes moleculares para convertirse en cúmulos clásicos abiertos.

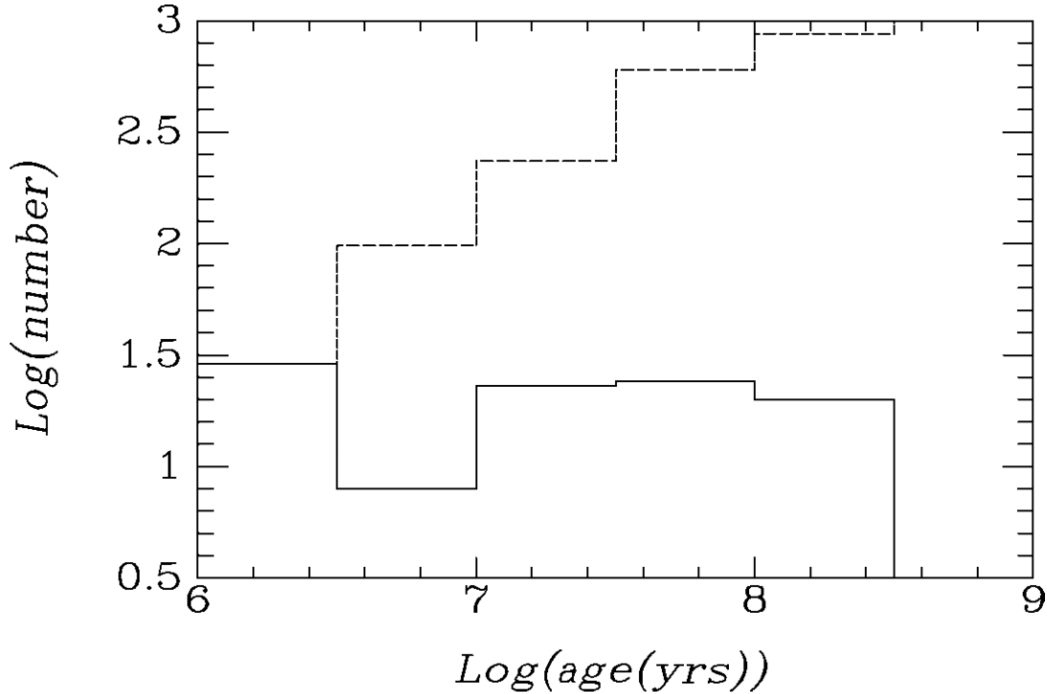
Trabajando con una muestra de 53 cúmulos embebidos dentro de 2.0 kpc, Lada & Lada (2003) encontraron que la tasa de formación de cúmulos embebidos, asumiendo una edad de 1-2 Maños, es  $\sim 10$  veces más grande que la tasa de formación de cúmulos clásicos abiertos. Esta diferencia es

---

<sup>2</sup> *Tiempo necesario para que los encuentros internos entre estrellas expulsen a todos los miembros del grupo.*

<sup>3</sup>  $\tau_{rel} \approx \frac{0.1N}{\ln N} \tau_{cruise}$ , donde  $\tau_{cruise}$  es el tiempo dinámico del sistema mientras que  $N$  es el número de estrellas del grupo.

fundamental para entender la formación y evolución de los cúmulos. En la Figura 7 se muestra la distribución de edades de todos los cúmulos embebidos y abiertos conocidos a menos de 2 kpc de distancia (línea sólida). La línea a trazos indica la distribución de edades esperada para una tasa de formación de cúmulos constante.



**Figura 7:** Distribución observacional de edades de cúmulos embebidos y cúmulos abiertos a menos de 2 kpc del Sol (Lada & Lada 2003) (línea sólida) comparada con la distribución de edades esperada considerando una tasa de formación de cúmulos constante (línea a trazos). Todos los cúmulos embebidos caen en el primer bin.

Hay una gran discrepancia entre la distribuciones de edades observada y esperada, con un enorme déficit de cúmulos con edades mayores que 10 Maños, lo que confirma la hipótesis de que la mayoría de los cúmulos embebidos no sobreviven a su salida de la nube molecular, a lo que se le conoce como mortandad infantil (Lada & Lada 2003). Menos del  $\sim 4\%$  de los cúmulos formados en nubes moleculares en la vecindad solar alcanzan edades mayores que 100 Maños, y menos que el 10% sobreviven a edades mayores que 10 Maños. En efecto, la destrucción que sufren los cúmulos estelares es significativa a edades entre 10-100 Maños.

Los cúmulos embebidos muestran dos tipos de estructuras: i) jerárquica; con una distribución de densidad superficial con picos múltiples y con dimensiones espaciales grandes, y ii) condensada centralmente; con una distribución de densidad superficial más intensa en el centro. Se piensa que la estructura jerárquica se debe a las turbulencias en el gas y polvo interestelar de donde se forman las estrellas (e.g. Elmegreen *et al.* 2000), mientras que la estructura condensada en el centro es una característica global del dominio de la gravedad sobre la turbulencia en los sistemas de formación estelar. En algunos cúmulos como el Trapecio de ONC e IC 348 se han observado excesos de estrellas de masa baja en las regiones más externas, debido probablemente a la segregación de masa (Muench *et al.* 2002).

La segregación de masa en cúmulos abiertos puede ser causada por la evolución dinámica y por la equipartición de energía de estos sistemas. Los cúmulos embebidos son muy jóvenes (1-2 Maños) como para evolucionar significativamente debido a la segregación de masa. La indicación más fuerte de posible segregación de masa en cúmulos embebidos se deriva de las observaciones que

sugieren que las estrellas más masivas están cerca de los centros de los cúmulos (e.g. Hillenbrand & Hartmann 1998).

Para poblaciones estelares más viejas que los cúmulos embebidos, la evaporación produce la segregación de masa de las estrellas menos masivas, la que se traduce como una desviación en los valores de los parámetros de la FMI si este sesgo espacial no es considerado apropiadamente.

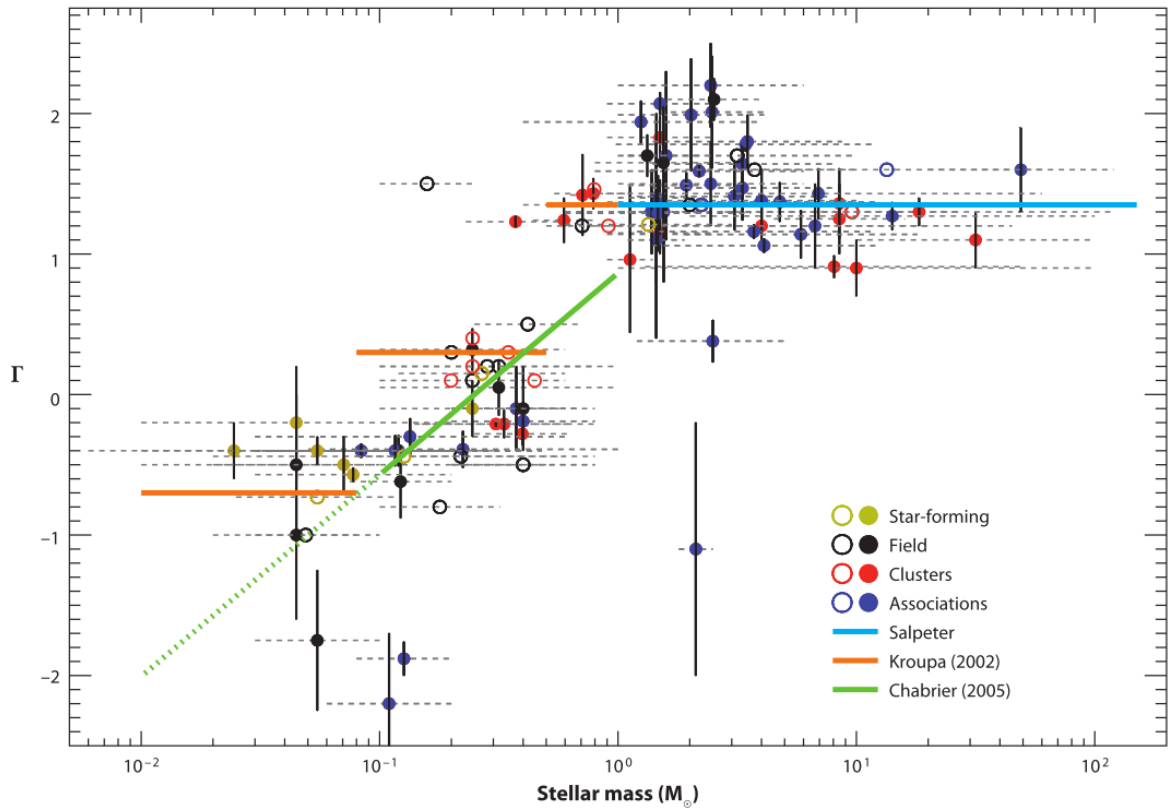
## 1.4. Universalidad de la FMI

Trabajar en la construcción de la FMI de distintas poblaciones estelares es indispensable para entender si la FMI ha cambiado en el tiempo y si es la misma en todas éstas. A este problema se le conoce como el de la “Universalidad de la FMI”, que, en pocas palabras, pretende responder si la FMI depende del tiempo y del lugar.

Es importante entender las restricciones que cada población de estrellas presenta en el estudio de la forma y universalidad de la FMI. Comprender si la FMI es universal o no, depende de si la formación estelar es un proceso auto-regulado o si las masas estelares se determinan por las propiedades físicas del medio interestelar. El primer proceso da lugar a la universalidad de la FMI y el segundo a dependencias de la FMI con las condiciones ambientales locales.

Trabajando con una muestra extensa de cúmulos jóvenes y cúmulos Galácticos, de Marchi *et al.* (2010) consiguieron un buen ajuste para la FMTP con una TPL (Ecuación 8) con los valores promedios de  $\alpha \sim 2$  y  $\beta \sim 2.5$ , mientras que la masa característica  $m_p$  está en el rango  $0.1 - 0.8 M_\odot$  y no varía sistemáticamente con los parámetros de cada cúmulo como la abundancia de metales, la masa total del cúmulo y la densidad central. Sin embargo, ellos notaron que  $m_p$  tiene una notable correlación con la edad del cúmulo, lo cual atribuyen a la segregación de masa que se produce por la pérdida preferencial de estrellas de masa baja (Baumgardt *et al.* (2008) y, por lo tanto, la  $m_p$  se desplaza a valores más altos. Si la evolución dinámica es lo que explica los valores más altos de la  $m_p$  en cúmulos globulares que en cúmulos Galácticos, entonces la FMI de estas poblaciones debe ser similar, a pesar de que la  $m_p$  para la FMTP de cúmulos globulares sea  $\approx 0.33 M_\odot$ , mientras que para los cúmulos Galácticos jóvenes es  $\approx 0.15 M_\odot$ . En la Figura 9 se muestra la selección completa de las poblaciones estelares con las que ellos trabajaron. Algunas de las poblaciones más viejas (e.g. M35, las Pléyades y los cúmulos globulares) tienen masas características sistemáticamente mayor que el resto.

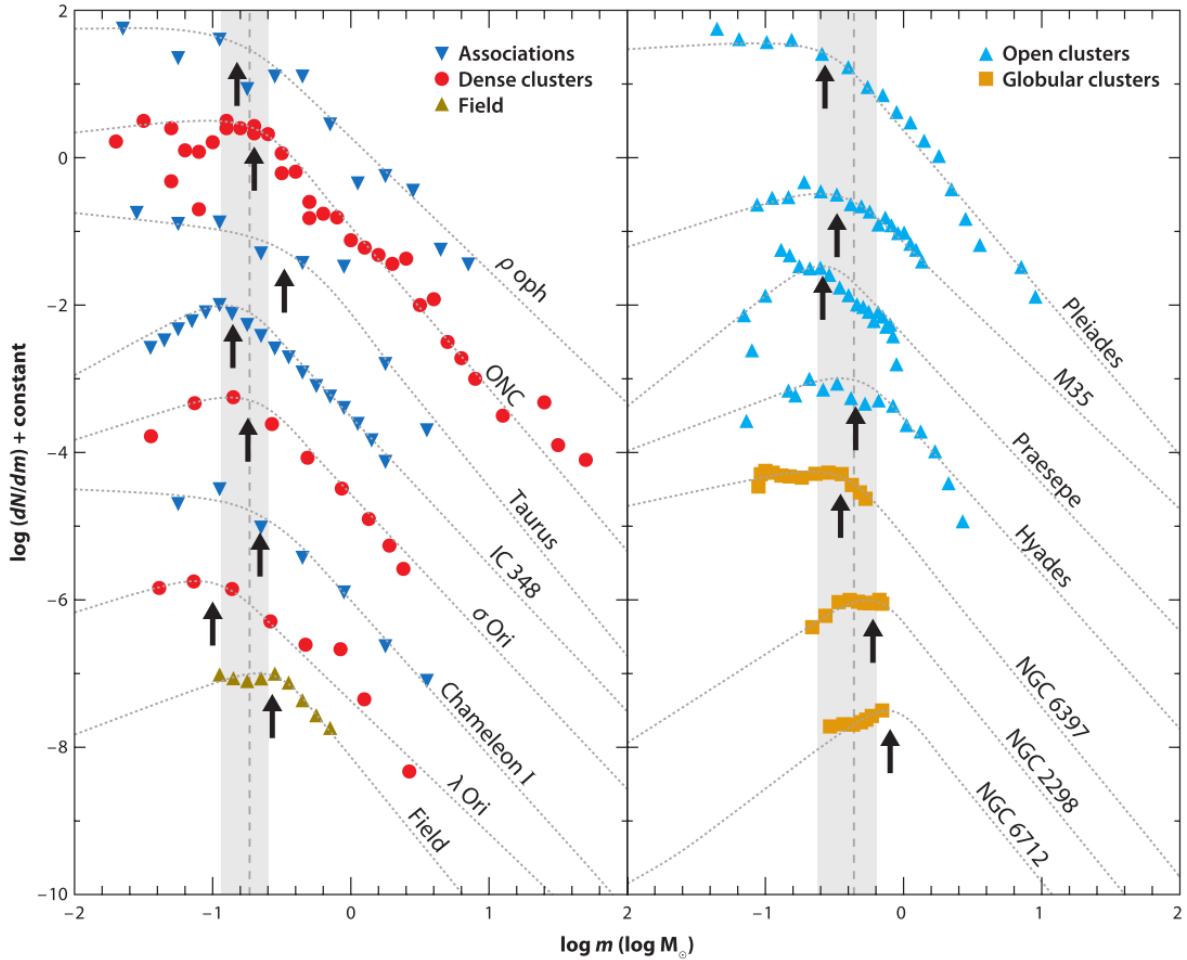
Bastian *et al.* (2010) consideraron los trabajos existentes sobre la FMI para estrellas de la vecindad solar, para regiones activas en formación estelar y para cúmulos de estrellas, con el objetivo de determinar las posibles variaciones en la FMI. En la Figura 8 se muestra el valor del índice  $\Gamma$  de la FMI para las poblaciones con las que trabajaron Bastian *et al.* (2010). Ellos encontraron que estas poblaciones estelares quedan bien determinadas por una única FMI de la forma de ley de potencias ( $\alpha = 2.35$ ) por encima de unas pocas masas solares, y log-normal o ley de potencias ( $\alpha \sim 0 - 0.25$ ) para las estrellas menos masivas (Figura 9). Sin embargo, existen algunas regiones, en particular Tauro, que presentan una FMI que no parece ser consistente con la FMI de regiones como Orion, IC 348 y Cha I (Figura 9) debido a un exceso de estrellas de  $m < 0.2 M_\odot$  y a que el pico de la FMI se alcanza a masas más altas. Además, Tauro presenta un déficit de ECs (Lumhan 2000).



**Figura 8:** Valor del índice  $\Gamma$  como función de la masa para las distintas poblaciones estelares con las que trabajaron Bastian *et al.* (2010). Con líneas punteadas se indica el rango considerado para determinar  $\Gamma$ . Los círculos abiertos denotan los estudios donde no se tiene el error de  $\Gamma$ , mientras que los círculos sólidos están acompañados por el correspondiente error (línea sólida vertical). Las líneas en color azul, naranja y verde, representan las FMI de Salpeter (1955), Kroupa (2002) y Chabrier (2003), respectivamente. La parte punteada de la línea naranja indica la extrapolación en el régimen subestelar.

La forma y la universalidad de la FMI está aún bajo estudio. Sin embargo, no hay evidencia clara que la FMI varíe fuerte y sistemáticamente como función de las condiciones iniciales (Bastian *et al.* 2010).

Offner *et al.* (2013) revisaron las técnicas que se han empleado para determinar la FMI en diferentes poblaciones estelares, las incertidumbres que afectan los resultados, y las evidencias de desviaciones de la universalidad de la FMI bajo condiciones extremas. Ellos encontraron que, dentro de las incertidumbres de las observaciones existentes en regiones locales y en regiones extremas, las determinaciones de la FMI apuntan hacia su universalidad, sugiriendo que tiene una mínima dependencia con el tamaño de la región y con su metalicidad.



**Figura 9:** Comparaciones de las FMTP hechas por Bastian et al. (2010) con las FMTP derivadas por de Marchi et al. (2010) para una muestra extensa de regiones de formación estelar, cúmulos abiertos y cúmulos globulares. Además, se muestra la FMI para las estrellas de campo (estrellas de la vecindad solar). Las líneas punteadas representan la TPL ajustada a los datos, la flecha negra señalan la masa característica, la línea punteada indica la masa característica promedio para las poblaciones de cada panel, y la región sobreada muestra la desviación estandar de la masa característica de cada panel (sin considerar las estrellas de campo).

## 1.5. FMI en un Rango Completo de Masa

Basta con hacer una rápida revisión en la literatura para darse cuenta de la gran cantidad de trabajos que existen sobre la FMI de distintas poblaciones estelares. Sin embargo, la mayoría de estos estudios sólo abarcan pequeños intervalos de masas, con una clara tendencia hacia el rango de masa baja, que es donde más incertidumbre existe en la forma de la FMI.

En la Tabla 1 se listan algunos de los cúmulos estelares mejor estudiados fotométricamente de manera similar al estudio que se plantea en este proyecto. Como vemos, la mayoría de los cúmulos son relativamente jóvenes, a excepción de las Pléyades, por lo que la formación estelar aún continúa y la FMI todavía no se ensambla.

Los estudios espectroscópicos existentes en la literatura no cubren el rango completo de masa de ninguno de estos cúmulos. De los cúmulos mejor estudiados espectroscópicamente destaca el ONC, el cual tiene  $\approx 3500$  miembros, de los cuales el 50% ( $\approx 1700$ ) son estrellas ópticamente visibles. Hillenbrand (1997) obtuvo espectros de resolución media y fotometría de  $\approx 900$  estrellas visibles en el óptico, enfocándose en los miembros más azules. Posteriormente, Hillenbrand et al. (2013)

obtuvieron 600 espectros ópticos con resolución media en la parte roja, ampliando la muestra de datos a un 90% de la completitud para las estrellas ópticamente visibles. Una posible razón por la que no hay un trabajo sobre la FMI espectroscópica que cubra el rango completo de masa de algún cúmulo estelar es la falta de regiones estelares jóvenes con las condiciones suficientes que hagan posible tal estudio.

Existen grupos de estrellas con edades  $\sim 10$  Maños, como TW Hydra,  $\beta$  Pictoris y  $\epsilon$  Cha, que se encuentran a distancias adecuadas (decenas de parsec) para estudiar a detalle las propiedades de los miembros individuales, pero sus miembros se encuentran en regiones del cielo extensas (cientos de grados cuadrados) (Torres *et al.* 2007). Otros cúmulos con edades similares son NGC 7160 y NGC 2362, pero se localizan a  $\sim 800$  pc (Kun *et al.* 2008) y  $\sim 1500$  pc (Dahm 2008) del Sol, respectivamente, lo que dificultaría el estudio de las estrellas de más baja masa. Un lugar adecuado para estudiar las estrellas de más baja masa y las ECs probablemente sea Lacerta OB1b por su edad y su distancia de 12-16 Maños y  $\sim 400$  pc, respectivamente, sin embargo, el área que cubre en el cielo es de  $\sim 70$  grados<sup>2</sup> (Chen & Lee 2008).

Un grupo de estrellas con una edad de  $\sim 7$  Maños, a una distancia de  $\sim 360$  pc y con una área relativamente chica en el cielo ( $\sim 7$  grados<sup>2</sup>) es 25 Orionis (Briceño *et al.* 2007). Esto, sumado a su baja extinción y, relativamente, alta densidad superficial, convierten a 25 Ori en un grupo estelar adecuado para estudiar todos sus miembros en el rango completo de masas, motivo por el cual estamos interesados en realizar un estudio observacional sobre este grupo estelar.

Estudios Fotométricos Similares al Propuesto para 25 Ori

Cúmulo	Edad (Maños)	Distancia (pc)	Rango de masa ( $M_{\odot}$ )	Miembros	Completitud ( $M_{\odot}$ )	Área del cúmulo	Área estudiada (%)	Referencias
$\rho$ Oph	0.5	160	0.02-7	$\approx 150$	$\sim 0.08$	$\sim 314 \text{ min}^2$	$\approx 80$	a
ONC	1.0	$414 \pm 7$	0.02-50	$\approx 3500$	$\sim 0.02$	$\sim 1300 \text{ min}^2$	100	b,c
NGC 6611	2-3	1800	2.1-85	$\approx 500$	0.16	$\sim 615 \text{ min}^2$	100	d
$\sigma$ Ori	3.2	360-420	0.03-18	$\sim 10^2 - 10^3$	0.01	$\sim 0.8 \text{ grados}^2$	100	e,f
$\lambda$ Ori	5.0	$450 \pm 50$	0.01-14	$\approx 1000$	$\sim 0.02$	$\sim 1 \text{ grados}^2$	$\approx 30$	g,h
Cha I	5.0	$156 \pm 10$	0.025-1.2	$\approx 30$	0.2	$\sim 0.5 \text{ grados}^2$	100	i,j,k
Pléyades	126	120-130	0.04-10	$\approx 500$	0.04	$\sim 4 \text{ grados}^2$	100	l

**Tabla 1:** Cúmulos estelares en los que se ha estudiado un amplio rango de masas para determinar la FMI. (a) Luhman & Rieke 1999. (b) Muenten 2007. (c) Hillenbrand *et al.* 2000. (d) Belikov *et al.* 2000. (e) Lodieu *et al.* 2009. (f) Caballero 2008. (g) Dolan & Mathieu 1999, 2001. (h) Barrado & Navascues *et al.* 2004. (i) López Matí 2004. (j) Comerón *et al.* 1999. (k) Comerón *et al.* 2000. (l) Moroux *et al.* 2004.

## 1.6. Resultados Observacionales de 25 Ori

El grupo de 25 Ori fue originalmente identificado por Biceño *et al.* (2005) en el CIDA<sup>4</sup> Variability Survey of Orion (CVSO) como una sobre densidad de estrellas con un radio de cerca de  $1^{\circ}$  con  $\sim 20$  estrellas PSP centradas aproximadamente en la estrella Be llamada 25 Ori ( $\alpha_{J2000}=05:24:44.8$ ,  $\delta_{J2000}=+01:50:47.20$ ) con  $10.5 M_{\odot}$  (Kaler *et al.* 2007)<sup>5</sup> en la sub-asociación OB1a de Orión.

Biceño *et al.* (2005) trabajaron con una muestra de estrellas de masa baja ( $0.45 \leq m/M_{\odot} \leq 0.95$ ) que les permitió determinar la edad de la sub-asociación 25 OB1a en 7-10 Maños, la cual es consistente con la fracción de discos de esta región. Ellos también encontraron que la distribución espacial de las estrellas jóvenes de masa baja es consistente con la de los miembros de masa alta.

<sup>4</sup>Centro de Investigaciones de Astronomía ‘Francisco J. Duarte’, Mérida, Venezuela.

<sup>5</sup><http://stars.astro.illinois.edu/sow/25ori.html>

Kharchenko *et al.* (2005), usando una lista de 29 miembros con alta probabilidad de pertenecer a 25 Ori y que son más brillantes que  $V \sim 12$ , determinaron las coordenadas centrales para 25 Ori en  $\alpha_{J2000}=05:24:36$ ,  $\delta_{J2000}=+01:48:00$ , el radio del grupo en  $0.62^\circ$  y el radio del núcleo en  $0.25^\circ$ . Ellos también estimaron la distancia, el enrojecimiento  $E(B-V)$ , la edad y la velocidad radial de 25 Ori en 460 pc, 0.09,  $\sim 8.5$  Maños y  $0.75 \pm 8.75$  km/s, respectivamente.

McGehee (2006) usó fotometría multi-época del Sloan Digital Sky Survey para trazar la parte sur de 25 Ori y caracterizar su población. Él sugirió que 25 Ori podría extenderse hacia el sur y por lo tanto podría tener un radio de  $\sim 1.4^\circ$ , correspondientes a aproximadamente 8 pc. Además, él encontró que el radio obtenido para 25 Ori es mayor que el radio esperado para cúmulos Galácticos (van der Bergh 2006), lo que le permitió sugerir que 25 Ori no es un cúmulo abierto sino una asociación no ligada gravitacionalmente. Debido a que la población de 25 Ori presenta un fracción de estrellas T-Tauri clásicas (ETTC) de  $\sim 10\%$ , él concluyó que 25 Ori tiene una edad comparable con la de la sub-asociación de Orión OB1a la cual es de 11 Maños.

Briceño *et al.* (2007) trabajaron con estrellas de masa baja de 25 Ori y encontraron que a pesar de que 25 Ori está en la sub-asociación de Orión OB1a, sus velocidades radiales son distintas, con valores de 19.7 km/s y -4 km/s para 25 Ori y OB1a, respectivamente, sugiriendo que 25 Ori es una entidad cinemáticamente distinta. Ajustando una isocrona a estos miembros de masa baja, ellos reafirmaron la edad de 25 Ori de  $\sim 7-10$  Maños. Además, considerando la distribución espacial de estas estrellas de masa baja, ellos encontraron una densidad superficial máxima de  $\sim 128$  estrellas/grado<sup>2</sup> con masas  $m > 0.5 M_\odot$  y derivaron un radio de  $\sim 7$  pc para 25 Ori.

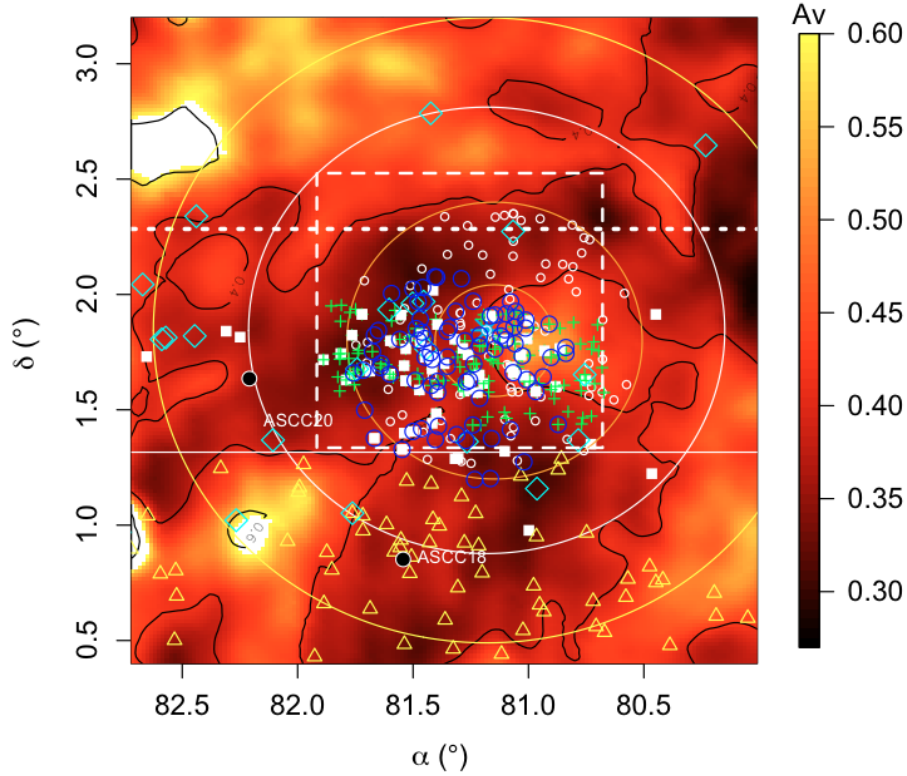
Biazzo *et al.* (2011) midió las abundancias de 8 estrellas T-Tauri en 25 Ori con tipos espectrales entre K7 y M0. Ellos encontraron una metalicidad promedio  $[Fe/H] = -0.05 \pm 0.05$  y, comparándola con previas metalicidades determinadas para el complejo de Orión, detectaron variaciones pequeñas pero medibles en la distribución de  $[Fe/H]$  en el complejo, las cuales soportan la idea de que Orión es un complejo en el que la formación de estrellas se da en un medio químicamente inhomogéneo.

Recientemente, Downes *et al.* (2014a) estudiaron la población de estrellas de masa baja y de ECs en 25 Ori con fotometría óptica del CIDA Deep Survey of Orion (CDSO), con datos en el infrarrojo cercano del Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy y con espectros de baja resolución obtenidos con el Hectospec en el MMT. Ellos encontraron que la  $FMI_{sis}$  de 25 Ori queda bien descrita por la función de ley de potencias de Kroupa  $\xi(m) \propto m^{-\alpha_i}$  (Kroupa 2002), y por la función logarítmica de Scalo  $\xi(\log m) \propto \exp((\log m - \log m_c)^2 / 2\sigma^2)$  (Chabrier *et al.* 2003a). Para masas en los intervalos  $0.03 < m/M_\odot < 0.08$  y  $0.08 < m/M_\odot < 0.5$  la función de tipo Kroupa tiene los valores de  $\alpha_3 = -1.73 \pm 0.31$  y  $\alpha_2 = 0.68 \pm 0.41$ , respectivamente. Para el rango de masas de  $0.03 < m/M_\odot < 0.8$ , la  $FMI_{sis}$  para los candidatos dentro de la sobre densidad espacial queda bien descrita por una función log-normal con coeficientes  $m_c = 0.21 \pm 0.02$  y  $\sigma = 0.36 \pm 0.02$ .

Downes *et al.* (2014a) también confirmaron el alargamiento de este a oeste de 25 Ori y descartaron su extensión hacia el sur, como lo sugirió McGehee (2006). Adicionalmente, ellos encontraron que la distribución espacial de las estrellas de masa baja y de las ECs es similar.

En la Figura 10 de Downes *et al.* (2014a) se muestra la distribución espacial de los candidatos y miembros conocidos en el grupo de 25 Ori discutidos en los párrafos anteriores.

Lo que hace importante a 25 Ori sobre otras poblaciones similares es que es uno de los grupos más numerosos ( $\sim 2500$  miembros) y espacialmente densos ( $\sim 360$  estrellas/grado<sup>2</sup>) dentro de 500 pc del Sol. Su edad ( $\sim 7-10$  Maños) (Briceño *et al.* 2005) marca el final de la disipación de los discos circumstelares (Calvet *et al.* 2005). A esta edad los efectos de destrucción dinámica son críticos (Lada & Lada 2003). Además, 25 Ori está casi libre del gas progenitor y, por lo tanto, presenta una extinción mínima ( $E_{B-V}=0.09$ ) (Kharchenko *et al.* 2005). Estas propiedades nos permiten el estudio en todo el rango de masas de 25 Ori para buscar todos los miembros y contruir una FMI completa.



**Figura 10:** Distribución espacial de los candidatos fotométricos y miembros confirmados de 25 Ori reportados en distintos estudios. Círculos vacíos pequeños: Candidatos fotométricos y astrométricos de Kharchenko et al. (2005). Cuadros sólidos: Estrellas de masa baja confirmadas como miembros por Briceño et al. (2005, 2007). La línea horizontal punteada indica el límite norte del estudio de Briceño et al. (2005). Cruces: Miembros y candidatos de Hernández et al. (2006). Triángulos: Candidatos fotométricos de McGehee (2006). La línea horizontal sólida indica la máxima RA del estudio de McGehee (2006). Diamantes: Candidatos a sistemas eclipsantes y/o ETTC del estudio de van Eyken et al. (2011). Círculos vacíos medianos: miembros de masa baja y ECs confirmados por Downes et al. 2014a. Los círculos grandes del interno al externo indican, el radio del núcleo y la corona ( $0.25^\circ$  y  $0.62^\circ$ , respectivamente) del grupo calculado por Kharchenko et al. (2005), radio sugerido por Briceño et al. (2005) ( $\sim 1^\circ$ ), y el radio propuesto por McGehee (2006) ( $\sim 2.4^\circ$ ). El cuadro a trazos indica la cobertura de Spitzer/IRAC. Fondo: Mapa de extinción  $A_V$  de Schlegel et al. (1998) con el panel de valores a la derecha. El asterisco grande en el centro representa a la estrella 25 Ori. Los círculos sólidos indican otros cúmulos de Kharchenko et al. (2005).

## 1.7. Justificación

La determinación de la FMI es uno de los problemas más importantes de la astrofísica por varias razones: i) Es un indicador importantes de los procesos físicos y las condiciones físicas que regulan la formación estelar. ii) Proporciona la cantidad relativa que hay de estrellas de distintas masas, lo cual es indispensable para predecir el estado evolutivo de cualquier población estelar. iii) Es un elemento importante en el estudio de las propiedades de poblaciones estelares donde no se pueden resolver sus miembros. iv) Es un elemento indispensable para la reconstrucción de la evolución química de la Galaxia.

Como vimos en la Sección 1.5, no existen trabajos en la literatura que estudien la FMI de poblaciones estelares jóvenes en el rango completo de masas y con confirmaciones espectroscópicas de las membresías. Las principales razones son que algunas de las regiones más estudiadas cubren

áreas grandes en el cielo, que se encuentran a grandes distancias y no se alcanzan a estudiar las estrellas de masa baja, que la extinción no permite detectar los objetos menos masivos, o una combinación de las anteriores. De hecho, son muy pocas las regiones susceptibles de un sondeo espectroscópico completo con los instrumentos actuales.

En este trabajo demostraremos que, debido a las ventajas observacionales que ofrece el grupo 25 Ori (véase Sección 1.6), es viable llevar a cabo un estudio que cubra el rango completo de masa ( $0.01-10 M_{\odot}$ ) con una muestra espectroscópicamente completa en número, para construir la FMI del grupo. Esto convertirá a 25 Ori en el grupo más y mejor estudiado en términos de la FMI a la edad crucial de  $\sim 10$  Maños.

Para estudiar el problema de la universalidad de la FMI, a pesar de que no existe alguna población estelar trabajada al nivel de detalle que aquí se propone para 25 Ori, podremos hacer comparaciones en los distintos rangos de masa de la FMI de 25 Ori con la FMI de otras poblaciones estelares, para revisar las similitudes entre ambas.

Es importante mencionar que para la determinación de la FMI de 25 Ori no será necesario hacer todo el proceso de reconstrucción (véase Sección 1.1.1) de la FMI a partir de la FMTP y la TNE debido a que a la edad de 25 Ori, la FMTP y la FMI son iguales.

Estudiar poblaciones a edades de  $\sim 10$  Maños ayuda a entender no sólo cómo se forman la mayoría de las estrellas sino cómo evolucionan hacia la SP y cómo migran desde los lugares donde nacieron. Además, esta edad es crítica para estudiar el efecto de la catástrofe dinámica temprana.

## 2. Objetivos

El objetivo general de este trabajo es ofrecer un estudio observacional sin precedente de la FMI y la cinemática de un cúmulo estelar joven ( $< 10$  Maños).

La originalidad del trabajo se basa en que pretendemos alcanzar la confirmación espectroscópica de una muestra estadísticamente completa de los miembros de un cúmulo joven con masas en el intervalo  $0.01 < m/M_{\odot} < 10$ . Demostraremos que es posible lograr este objetivo en un tiempo razonable si se selecciona apropiadamente el cúmulo a estudiar, las técnicas y los instrumentos para controlar los sesgos observacionales.

Hemos escogido el grupo 25 Ori pues sus propiedades físicas permiten una observación completa en masa y distribución espacial. Las técnicas e instrumentos que proponemos emplear permitirán completar en un tiempo razonable un sondeo esencialmente completo.

Nuestros objetivos específicos con el grupo 25 Ori son:

- Confirmar espectroscópicamente una muestra completa de sus miembros con masas  $0.01 < m/M_{\odot} < 10$ .
- Construir las FMI fotométrica y espectroscópica en el rango de masas de  $0.01 < m/M_{\odot} < 10$ .
- Comparar parcialmente la FMI obtenida con las determinadas para regiones distintas y de diferente edad.
- Comparar la FMI con la predicha por simulaciones de fragmentación de nubes moleculares.
- Caracterizar la cinemática del cúmulo en términos de la dispersión y gradiente de velocidad radial de sus miembros de masa intermedia y alta.
- Determinar si se trata o no de un grupo gravitacionalmente ligado.

- Comparar la cinemática y distribución espacial con las predichas por los modelos de evolución cinemática temprana de cúmulos estelares.

A partir de las mismas observaciones estimamos obtener los siguientes productos secundarios:

- El desarrollo de un software a cargo de Downes, J. J. y Román-Zúñiga, C., en el cual seré colaborador, para simular las FMIs observadas de cúmulos jóvenes sujetos a sesgos observacionales.
- Evaluar cómo las FMIs obtenidas a partir de fotometría dependen de las propiedades de los cúmulos.
- Definir un procedimiento estándar para el cálculo de la FMI a partir de fotometría.
- Estimar la metalicidad promedio del grupo y compararla con la de otras regiones de Orión.

El único sesgo que no podremos controlar completamente es el producido por la resolución espacial de los instrumentos que no nos permitirá resolver sistemas binarios o múltiples muy cercanos pertenecientes a 25 Ori ni evitar el solapamiento casual de miembros con estrellas del campo.

### 3. Metodología

Para cumplir los objetivos planteados anteriormente se requiere de un buen plan de trabajo que se ajuste a la duración del proyecto y que considere las complicaciones que puedan surgir eventualmente. En la Tabla 5 se detallan las tareas a realizar en el periodo especificado, donde se indican las propuestas y las temporadas de observación, y las reducciones de los datos necesarias para contruir las FMIs fotométrica y espectroscópica. Además, en base a las fechas impuestas por el posgrado, se indican las fechas de las evaluaciones requeridas durante el doctorado. Conforme se avance en el proyecto se planean las siguientes tres publicaciones como primer autor: i) la FMI fotométrica para el rango completo de masa de 25 Ori (Artículo 1), ii) la cinemática interna de 25 Ori y la caracterización de los miembros de masa intermedia y alta (Artículo 2), y iii) la FMI de 25 Ori construida a partir de una muestra completa de espectros (Artículo 3). También, en el transcurso del proyecto serán convenientes visitas cortas para trabajar personalmente con colaboradores en distintas instituciones en las fechas estimadas señaladas en la Tabla 5. Adicionalmente, a la par del trabajo observacional, Downes, J. J. y Román-Zúñiga, C. estarán trabajando en un software que simule la observación de cúmulos estelares jóvenes y la parametrización de la FMI a partir de observaciones fotométricas y espectroscópicas, en el cual estaré involucrado para interpretar las observaciones fotométricas de 25 Ori.

Como vemos en la Tabla 5, el proyecto está estructurado para finalizarse en 3 años (para finales del 2017) que es la duración de la etapa de doctorado. La carga de trabajo observacional para el año 2017, específicamente la segunda parte, está más ligera, pensando en alguna complicación que pueda surgir en el transcurso de las propuestas y/o temporadas de observación en los semestres previos.

En el proyecto se planean varias temporadas de observación con distintos instrumentos y en distintos observatorios para aprovechar las ventajas que cada uno ofrece (Tabla 2), por lo que en el transcurso del proyecto se trabajará en la elaboración de las propuestas de observación necesarias. Cabe destacar que de las cuatro propuestas enviadas a la fecha para observaciones fotométricas y

espectroscópicas, dos ya han sido aprobadas (SPM-1, GTC-2) y en las otras dos (SPM-2, Mosaic-KP4m), más recientes, estamos a la espera de la respuesta.

En la Tabla 2 se indica el número de noches estimado para completar las muestras fotométrica y espectroscópica de los miembros de 25 Ori, así como la muestra cinemática requerida para lograr los objetivos del proyecto. Como vemos, el proyecto demanda una cantidad considerable de noches de observación pero las cuales son accesibles dentro del periodo que abarca el doctorado.

## Trabajo Observacional en 25 Ori

Telescopio	Instrumento	Rango	Estrellas Esperadas	Estrellas a Observar	Noches	Estado
<b>Fotometría</b>						
KPNO-4m	Mosaic	M8-L2	≈150	≈150	2	Enviar Propuesta
GTC-10.4m	OSIRIS	M7.5-L0	≈250	≈25	1(h)	10%(1h)
<b>Espectroscopía</b>						
SPM-2.1m	ESPRESSO	O-G	≈80	≈80	30	30 %
APO-2.5m	APOGEE-2	A-K	≈500	≈350	2	En proceso
MMT-6.5m	Hectospec	K-M	≈2000	≈1000	3	Enviar propuesta
WIYN-3.5m	Hydra	K-M	≈2000	≈1000	5	Enviar propuesta
GTC-10.4m	OSIRIS	M7.5-L0	≈250	≈250	40(h)	10%(12h)
<b>Cinemática</b>						
SPM-2.1m	ESPRESSO	O-G	≈80	≈80	30	30 %
APO-2.5m	APOGEE-2	A-K	≈500	≈350	2	En proceso

**Tabla 2:** *Estimación del tiempo de telescopio requerido en distintos observatorios para completar los datos fotométricos y espectroscópicos de 25 Ori en el rango completo de masa, y para tener la cinemática de los miembros de masa alta e intermedia.*

En cuanto a las observaciones para medir las abundancias químicas y la cinemática de los miembros de masa intermedia de 25 Ori, presentamos la propuesta de trabajo de este proyecto al “Young Clusters Working Group” de APOGEE-2<sup>6</sup> para garantizar que se asignen placas<sup>7</sup> al grupo 25 Ori. En la Tabla 3 se lista la información de mayor importancia para este proyecto respecto al espectrógrafo de APOGEE-2. La Figura 11 muestra los campos de Orión que se estudiarán con APOGEE-2. 25 Ori (ASCC016) quedará cubierto por las placas Ori\_E y Ori\_F. En la Tabla 4 se indica el número de estrellas de 25 Ori que APOGEE-2 puede observar.

Resolución	~ 22500
Rango	1.52 – 1.58, 1.62–1.68 $\mu\text{m}$
Número de fibras	300
Cobertura espacial	$r \sim 1.5^\circ$
S/N	> 100
Tiempo de exposición	3 h
Magnitud límite	H = 13
Detector	2048x2048 pixeles

**Tabla 3:** *Detalles del espectrógrafo que usará APOGEE-2. Del número de fibras disponibles en cada placa, 35 son dedicadas para medir el cielo, las cuales se colocan homogéneamente sobre toda la placa, y otras 35 fibras se usan para correcciones telúricas (líneas atmosféricas principalmente de  $\text{CO}_2$ ,  $\text{H}_2\text{O}$  y  $\text{CH}_4$ ). El resto son asignadas a los objetos de interés científico.*

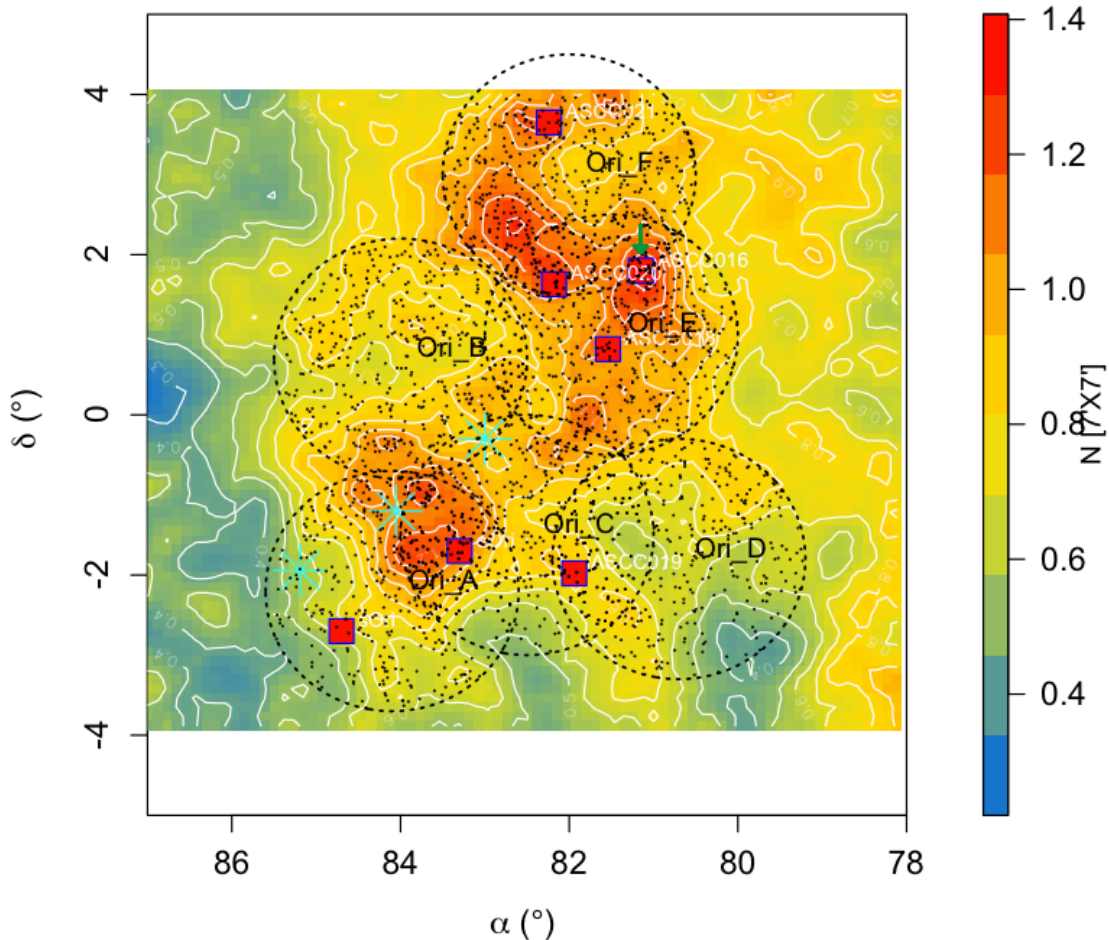
<sup>6</sup>Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment para explorar la historia de formación de la Vía Láctea como parte del proyecto SDSS-IV.

<sup>7</sup>Área del cielo que cubre cada observación del espectrógrafo de APOGEE-2.

A la observación de 25 Ori se le asignó como de alta prioridad, aunque debido a las fechas planeadas para llevarse a cabo (finales de 2016) y la demora esperada en la reducción de los datos, no tenemos completa seguridad sobre si esta observación formará parte de los resultados finales de este proyecto de doctorado. Sin embargo, la lista final de miembros de 25 Ori que serán asignados a las fibras de APOGEE-2 surgirán de este trabajo. En caso de que no tengamos disponible aún la observación de 25 Ori con APOGEE-2 durante este proyecto, los resultados finales no se verán críticamente afectados.

ID	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	Kharchenko	Nuestras
Ori_E	81.5	+1.0	358	491
Ori_F	82.0	+3.0	325	450

**Tabla 4:** Número de estrellas en 25 Ori que podrán ser estudiadas por APOGEE-2. Kharchenko son los candidatos presentes en el catálogo de Kharchenko et al. (2005). Nuestras es la selección de candidatos de 25 Ori que hicimos nosotros de manera análoga a la selección que se presenta en la Sección 4.



**Figura 11:** Campos de Orión que se estudiarán con APOGEE-2. Los círculos punteados corresponden a las placas de APOGEE-2. Los puntos muestran los candidatos en cada campo de APOGEE-2. Los cuadros rojos son los cúmulos que identificó Kharchenko et al. (2005). Los tres asteriscos indican las estrellas del cinturón de Orión. El cúmulo ASCC016 es 25 Ori y se señala por la flecha. La escala de colores representa la densidad de candidatos fotométricos a estrellas de muy baja masa y ECs de 25 Ori (Downes et al. 2014a, en prep.).

## Plan de Trabajo. Proyecto 25 Ori.

Semestre	Temporada de Observación	Reducción de Datos	Propuesta de Observación	Exámenes	Publicaciones	Estancias Cortas	Software
Otoño 2014	SPM-1(A) GTC-2(A)	GTC-1 (O)	SPM-2* Mosaic-KP4m*	Protocolo			Diseño
Primavera 2015	SPM-2 Mosaic-KP4m	SPM-1,2 GTC-2 Mosaic-KP4m	GTC-MOS-1 HECTO-1 WIYN-1 SPM-3				V.0
Otoño 2015	GTC-MOS-1 HECTO-1 SPM-3 WIYN-1	GTC-MOS-1 HECTO-1 SPM-3	SPM-4	Candidatura	Artículo 1		V.1
Primavera 2016	SPM-4	WIYN-1 HECTO-1	GTC-MOS-2 WIYN-2			CIDA, Venezuela J. Downes	V.1
Otoño 2016	APOGEE (A) GTC-MOS-2 WIYN-2 HECTO-2	GTC-MOS-2 SPM-4 WIYN-2 HECTO-2 APOGEE (DD)	Por Definir (Plan B)		Artículo 2	CTIO, Chile C. Briceño	V.2
Primavera 2017	APOGEE (inclusive)	WIYN-2 HECTO-2 GTC-MOS-2 SPM-4 APOGEE (DD)	Por Definir (Plan B)			Lowell Observatory K. Covey	V.2
Otoño 2017	Por definir (Plan B)	Por definir (Plan B)	Por definir (Plan B)	Defensa	Artículo 3		V.3 (publicable)
Primavera 2018				Defensa (Plan B)			

**Tabla 5:** Plan de trabajo para el proyecto sobre el estudio completo del grupo de estrellas 25 Ori. Los detalles de la tabla se explican en la siguientes páginas.

**Definiciones:**

Primavera: semestre que corre de febrero a junio.

Otoño: semestre que corre de agosto a diciembre.

**Observaciones:**

Mosaic KP4m - Telescopio de 4m del KPNO (Kitt Peak National Observatory) usando Mosaic, una cámara para imagen óptica de campo amplio.

Observaciones fotométricas profundas en la banda i para complementar el catálogo infrarrojo VISTA.

GTC (1,2) - Gran Telescopio Canario de 10.4m con el fotómetro y espectrógrafo óptico OSIRIS (Optical System for Imaging and low-Intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy).

Imagen profunda en la banda i para la clasificación de objetos con tipos espectrales M7.5-L0 usando espectros de baja resolución tomados con una sola rendija.

GTC (1) son datos ya observados y reducidos.

GTC (2) está en proceso.

GTC-MOS (1,2) - Gran Telescopio Canario de 10.4m con el instrumento OSIRIS.

Clasificación espectroscópica de objetos con tipos espectrales M7.5-L0 usando espectros de baja resolución tomados en modo multi-objeto.

SPM (1-4) - Telescopio de 2.1m del observatorio astronómico nacional ‘San Pedro Mártir’ con el instrumento ESPRESSO (Echelle Spectrograph from REosc for the Sierra San pedro martir Observatory).

Espectroscopía Echelle de alta resolución para la clasificación espectroscópica y para conocer la cinemática de objetos con tipos espectrales O-G para determinar sus membresías.

SPM (1) agendada para diciembre de 2014.

HECTO (1,2) - Fred Lawrence Whipple Observatory (FLWO) con el telescopio MMT de 6.5m con Hectospec, un espectrógrafo multi-objeto de resolución moderada.

Clasificación espectroscópica con datos de baja resolución de objetos con tipos espectrales K-M, tomados en modo multi-objeto. Es un complemento a la base de datos existente.

WIYN (1,2) - Telescopio WIYN de 3.5m del KPNO con el espectrógrafo multi-objeto Hydra.

Clasificación espectroscópica de objetos con tipos espectrales K-M con datos de resolución media tomados en modo multi-objeto. Con

estos datos se busca alcanzar la completitud de la muestra y estudiar la evolución espacial del grupo.

APOGEE - Telescopio de 2.5m en el APO (Apache Point Observatory) del SDSS-IV de la misión APOGEE-2 que usará un espectrógrafo de alta resolución.

Clasificación espectroscópica de una muestra completa de objetos con tipos espectrales A-K, usando datos de resolución media-alta. Además, con los espectros conoceremos la cinemática para asignar membristas y para determinar las abundancias químicas. Campos asignados como de alta prioridad.

- (\*) - Propuesta Enviada
- (A) - Propuesta Aprobada
- (O) - Datos ya observados
- [DD] - Reducción por datoducto

#### Publicaciones

Artículo 1: FMI fotométrica de 25 Ori en el rango completo de masas.

Artículo 2: Determinación de la cinemática interna de 25 Ori y caracterización de los miembros de masa intermedia y alta.

Artículo 3: Construcción de la FMI espectroscópicamente completa para 25 Ori.

SIMULADOR (el proyecto hará uso de un simulador de observaciones de cúmulos estelares jóvenes y de parametrización de funciones de masa a partir de observaciones fotométricas y espectroscópicas. Downes, J. y Román-Zúñiga, C., en preparación).

V0.0 - parámetros artificiales

V1.0 - generar cúmulos sintéticos + sesgos observacionales, parametrización FMI básica.

V2.0 - incluir parametrización de la FMI con sesgos observacionales.

V3.0 - incluye estadística Bayesiana para optimizar comparación FMI sintética vs. FMI observada y caracterización de muestras incompletas.

Los campos marcados como Por definir (Plan B) se manejan así por sí, en el transcurso del proyecto, se requieren enviar propuestas de observación adicionales y para tener espacio de trabajar dichas observaciones.

## 4. Resultados Previos

Una vez planteados los objetivos del trabajo, lo primero que hicimos fue buscar en los catastros públicos los datos existentes en 25 Ori. La búsqueda se realizó a través de los portales Vizier<sup>8</sup> y Gator<sup>9</sup> con una área espacial de 3x3 grados<sup>2</sup> centrados en  $\alpha_{J2000} = 81.5^\circ$  y  $\delta_{J2000} = 2.0^\circ$ . Adicionalmente a la datos públicos recopilados, tenemos acceso a los datos del CDSO y del GTC-OSIRIS (Downes *et al.* 2014a). Con toda esta fotometría reunida, se determinaron las magnitudes de saturación, completitud y límite de cada banda de cada catálogo para luego pasarlas a masa haciendo uso de los modelos de Baraffe *et al.* (1998), para conocer el rango de masa que cubre cada catálogo y mostrar los intervalos de masas de la FMI donde los datos son completos. En la Tabla 6 se muestran las magnitudes y las masas para un sólo filtro de los catálogos que más detecciones tuvieron en 25 Ori (los valores del resto de los filtros no se muestra por lo extenso del contenido) determinadas usando las relaciones masa-M de los modelos de Baraffe *et al.* (1998) para las estrellas de masa baja y en Schmidt-Kaler (1982) para las estrellas más masivas.

Catálogo	Filtro	$\lambda_c$ ( $\mu\text{m}$ )	Sat (mag)	Com (mag)	Lím (mag)	$m_{com}$ ( $M_\odot$ )	$m_{sat}$ ( $M_\odot$ )
Óptico							
Palomar_TF	g	0.4770	—	21	21.7	0.070	—
Tycho-2	VT	0.5340	5	11.5	12.5	1.4-2.0	13
USNO-B1.0	R1	0.675	5	19	20	0.075	10
UCAC4	V	0.551	5	16	17	0.65	13
SDSS-DR9	g	0.4770	14	22	28	0.04	1.20
GAIA	G	0.700	*	20	22	0.085	> 10.5
CDSO	I <sub>c</sub>	0.7865	13	20.3	21.8	0.03	0.8
GTC-OSIRIS	i	0.7625	18	22	23.5	< 0.02	0.06
NIR							
VISTA	J	1.25	11	20.2	21.7	< 0.02	1.4-2.0
2MASS	J	1.2	3	16.2	17	0.03	> 10.5
DENIS	J	1.24	3	16	17	0.04	> 10.5
MIR							
Spitzer/IRAC	[4.5]	4.5	6	16.7	19	< 0.02	13
WISE	W2	4.6	4	16.5	17.5	< 0.02	> 10.5

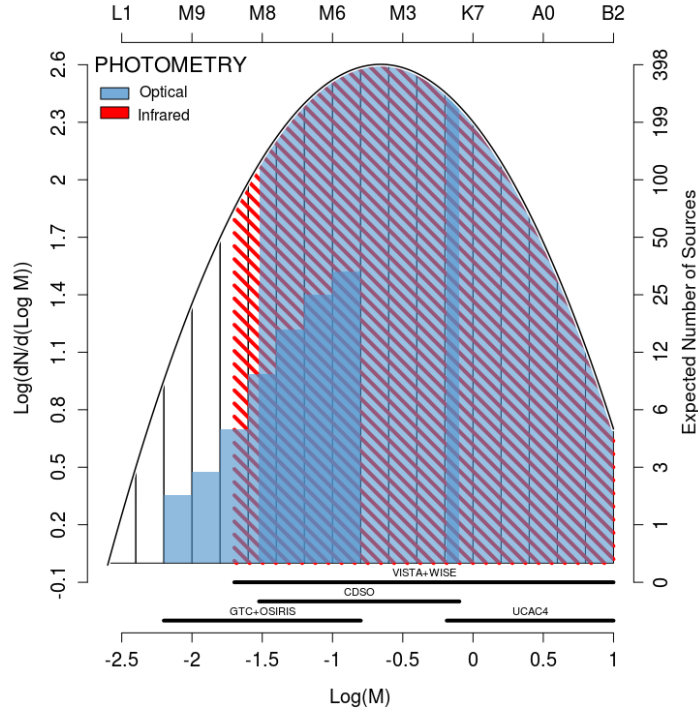
**Tabla 6:** Información de algunos de los catálogos trabajados. Las columnas indican:(1) nombre del catálogo,(2) filtro considerado,(3) longitud central del filtro,(4) magnitud aparente de saturación,(5) magnitud aparente de completitud,(6) magnitud aparente límite,(7) masa de completitud y (8) masa límite. De los filtros disponibles en cada catálogo sólo consideramos uno para indicar aproximadamente en qué masas el catálogo es completo. En algunos catálogos, la masa de saturación está por encima de la masa de la estrella más masiva del grupo 25 Ori, que es precisamente 25 Ori con  $10.5 M_\odot$  (Kaler *et al.* 2007). En los catálogos donde la masa de completitud es < 0.02 es porque el catálogo es completo más allá del valor de la masa mínima dada en los modelos de Baraffe *et al.* (1998). La indicación \* es para señalar que ese filtro no se satura, gracias al diseño del instrumento que lo porta.

Como vemos en la Tabla 6, existen varios catálogos que cubren rangos de masa similares. Para el análisis posterior consideramos los catálogos representativos en cada rango del espectro electromagnético. Con los valores de la masa de completitud y masa de saturación construimos

<sup>8</sup>Servicio de catálogos a cargo del centro de datos astronómicos Strasbourg en Francia.

<sup>9</sup>Motor de búsqueda del catálogo IRSA, el cual es operado por el Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, bajo contrato de la NASA.

el histograma mostrado en la Figura 12, ajustando una función log-normal a la FMI (Downes *et al.* 2014a). En esta figura se puede apreciar que para masas  $\lesssim 0.02 M_{\odot}$  los datos fotométricos existentes son aún incompletos (razón por la cual propusimos observar con Mosaic KP4m porque sus datos son profundos en i). Además, vemos que la completitud en la fotometría óptica e infrarroja es similar, siendo ligeramente más profunda la fotometría infrarroja.

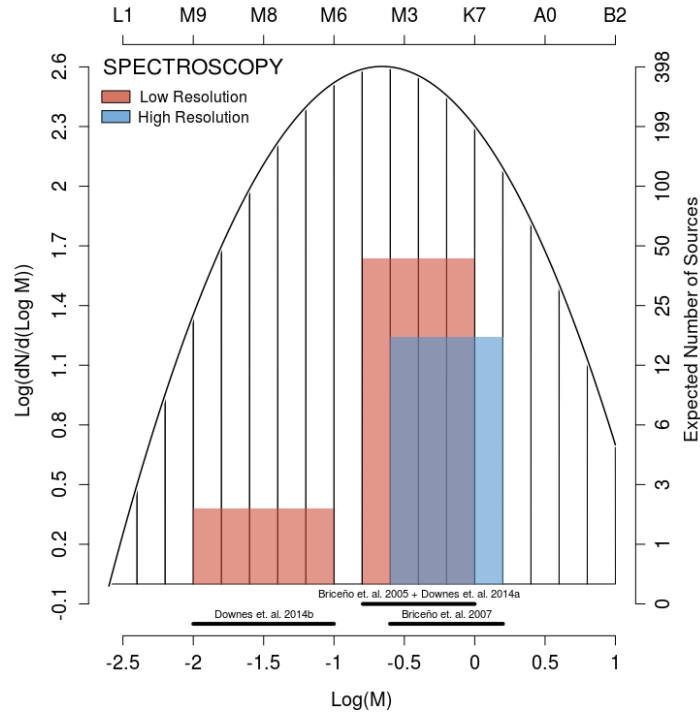


**Figura 12:** Histogramas de los datos fotométricos en el óptico e infrarrojo disponibles para 25 Ori en varios catálogos públicos y en bases de datos privadas. La curva sólida indica la FMI log-normal ajustada al grupo 25 Ori por Downes *et al.* (2014a) con datos fotométricos en el rango de las ECs. La parte coloreada de los histogramas señala la completitud de los catálogos seleccionados, indicando en la parte inferior de cada histograma el nombre del catálogo y el rango que cubre.

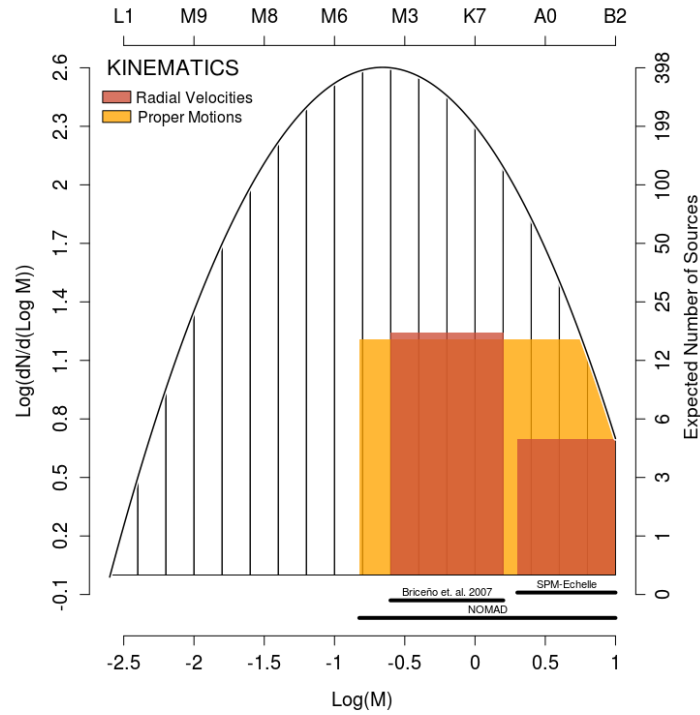
Los datos espectroscópicos que tenemos de miembros de 25 Ori son de los estudios realizados por Briceño *et al.* (2005), Downes *et al.* (2014a, 2014b) y Briceño *et al.* (2007), donde los primeros tres trabajos mencionados son con espectros de baja resolución, mientras que el último es con espectros de alta resolución.

Obviamente, la muestra de datos espectroscópicos que tenemos de miembros de 25 Ori es menos numerosa que la fotométrica, lo que se refleja en la Figura 13. En esta figura mostramos los rangos de masa que cubren los estudios espectroscópicos de resolución baja y alta. Como vemos, el rango de masas  $0.25 \lesssim m/M_{\odot} \lesssim 1.2$  es el más estudiado pero, aún así, no alcanza ni la cuarta parte de la completitud en ese rango de masas.

De manera similar a como recopilamos los datos fotométricos, trabajamos para la parte cinemática de 25 Ori. El catálogo NOMAD contiene mediciones de los movimientos propios de algunos miembros en 25 Ori, mientras que Briceño *et al.* (2007) contiene velocidades radiales de algunos miembros confirmados de 25 Ori. En la Figura 14 se muestra la completitud de estos trabajos, donde se aprecia que solamente para masas  $\gtrsim 6 M_{\odot}$  la muestra de movimientos propios es completa. Para velocidades radiales la muestra es incompleta aún para los rangos más altos de masa. Como vemos en esta figura, en la parte de masas bajas no se han hecho estudios cinemáticos de 25 Ori; los trabajos mostrados alcanzan hasta  $\sim 0.2M_{\odot}$ .



**Figura 13:** Histogramas de los datos espectroscópicos de baja y alta resolución para algunos miembros de 25 Ori obtenidos por Briceño et al. (2005); Downes et al. (2014a, 2014b), y por Briceño et al. (2007), respectivamente. La parte coloreada de los histogramas señala la completitud de los estudios mencionados, indicando en la parte inferior de cada histograma el trabajo y el rango que cubre. La curva sólida es la misma que en la Figura 12.



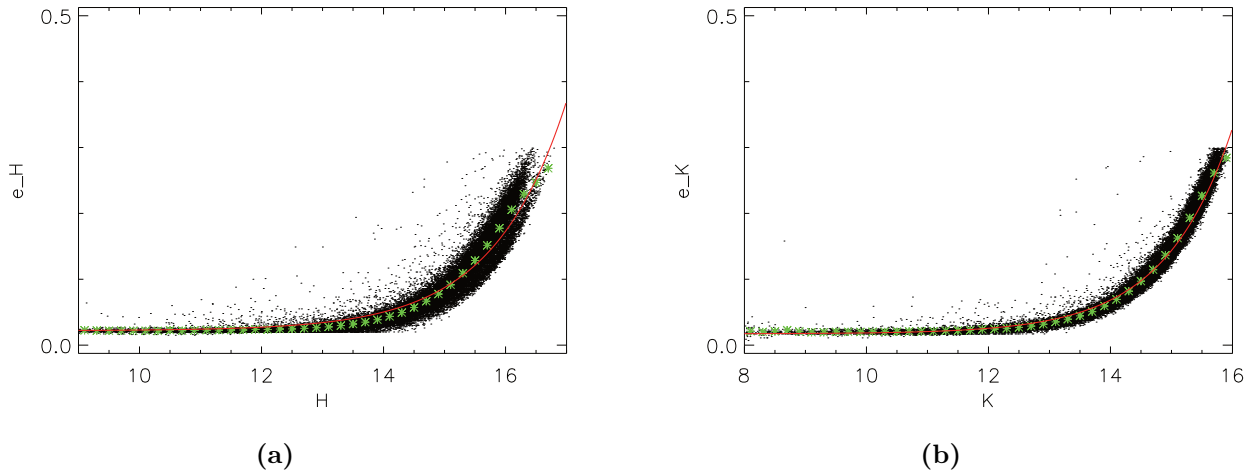
**Figura 14:** Histogramas de la información cinemática que se tiene sobre 25 Ori con movimientos propios (NOMAD) filtrado por calidad de datos astronómicos y velocidades radiales (Briceño et al. 2007). La parte coloreada de los histogramas señala la completitud de los catálogos seleccionados, indicando en la parte inferior de cada histograma el rango que cubren. La curva sólida es la misma que en la Figura 12.

La Figuras 12, 13 y 14 se presentaron como poster en el SDSS-IV Collaboration Meetings realizado por el Departamento de Física y Astronomía de la Universidad de Utah en Park City, Utah, USA, en el verano pasado. La intención de asistir a este evento fue mostrar al “Young Clusters Working Group” de APOGEE-2, el proyecto que tenemos y las razones por las que necesitamos datos de APOGEE-2 para el estudio sobre 25 Ori. Como resultado de esta visita y del trabajo invertido en mostrar la viabilidad del sondeo, se le asignó al estudio de 25 Ori como de alta prioridad.

#### 4.1. FMI fotométrica a orden cero

Para demostrar la viabilidad del proyecto, con los datos fotométricos recopilados, construimos la FMI de 25 Ori (como una primera aproximación) para el rango intermedio de masas  $0.25 \lesssim m/M_{\odot} \lesssim 4$ . La fotometría que usamos fue la de UCAC4, que contiene la banda V de APASS, y 2MASS con las bandas J, H y K. Para hacer la selección de los candidatos en UCAC4 y 2MASS, usamos la fotometría de los candidatos a miembros con masas altas de 25 Ori propuestos por Kharchenko *et al.* (2005) ( $\sim 50$  miembros), la de los miembros de masa baja confirmados por Briceño *et al.* (2007) ( $\sim 190$  miembros) y la de los miembros de muy baja masa confirmados por Downes *et al.* (2014) ( $\sim 80$  miembros).

Para estimar la contaminación por estrellas de campo en la dirección de 25 Ori, usamos los modelos de Besançon, que son modelos de síntesis de población estelar de la Galaxia que generan la densidad estelar esperada en distintas direcciones de observación. Para generar las estrellas con este modelo, usamos la misma área que se cubre en los catálogo recopilados. Para hacer más realistas los resultados del modelo, ajustamos una curva a los errores en los catálogos UCAC4 y 2MASS para luego usar estos parámetros en el modelo de Besançon. En la Figura 15 se muestran los ajustes para los errores fotométricos en las bandas H y K del catálogo de 2MASS.



**Figura 15:** Errores fotométricos de las bandas H (a) y K (b) de los datos de 2MASS. Los asteriscos representan el valor promedio del error para cada bin de magnitud. La línea sólida indica el ajuste que se hizo a los errores promedios en cada bin de magnitud.

Para separar las estrellas de 25 Ori en el catálogo de UCAC4 y en las estrellas de Besançon, construimos el diagrama color-magnitud con las bandas V y J. En la Figura 16a se muestra este diagrama color-magnitud con la ubicación de los candidatos y miembros confirmados de 25 Ori, donde se ve que forman una clara secuencia sobre el diagrama. De manera similar, para separar

las estrellas de 25 Ori del catálogo de 2MASS, usamos un diagrama color-magnitud, pero en este caso con las bandas H y K, que separa mejor la secuencia que si usamos las banda J y H o J y K. En la Figura 16b se muestra el diagrama H vs H-K con el que trabajamos. Como vemos en la Figura 16, la secuencia se separa mejor en el diagrama V vs V-J.

Siguiendo las secuencias marcadas en la Figura 16, se definió un locus para cada diagrama, los cuales contienen a los miembros probables y confirmados de 25 Ori. Luego se seleccionó de los catálogos de UCAC4, 2MASS y Besançon, sólo las estrellas que caen dentro de cada locus. En la Figura 17 se muestran los locus definidos para seleccionar las estrellas de UCAC4 y Besançon (a), y de 2MASS y Besançon (b). En esta figura se aprecia que los miembros candidatos y confirmados de 25 Ori forman una secuencia más clara en el diagrama V vs V-J que en el diagrama H vs H-K.

Antes de determinar las masas de las estrellas seleccionadas de los catálogos UCAC4 y 2MASS, y antes de asignarle una masa a las estrellas de Besançon (si las confundieramos como miembros de 25 Ori), se convirtieron las magnitudes aparentes V y H a magnitudes absolutas  $M_V$  y  $M_H$ , respectivamente, a través de las relaciones módulo de distancia, mostradas en la Ecuación 9, donde se consideraron las extinciones  $A_V = 0.3$  mag y  $A_H = 0.05$  mag. Para pasar  $M_V$  y  $M_H$  a masa, se interpolaron los valores individuales basándonos en los modelos de Baraffe *et al.* (1998) para las estrellas de masa baja y en Schmidt-Kaler (1982) para las estrellas más masivas. En la Figura 18 se muestran las relaciones masa- $M_V$  y masa- $M_H$  con las que trabajamos.

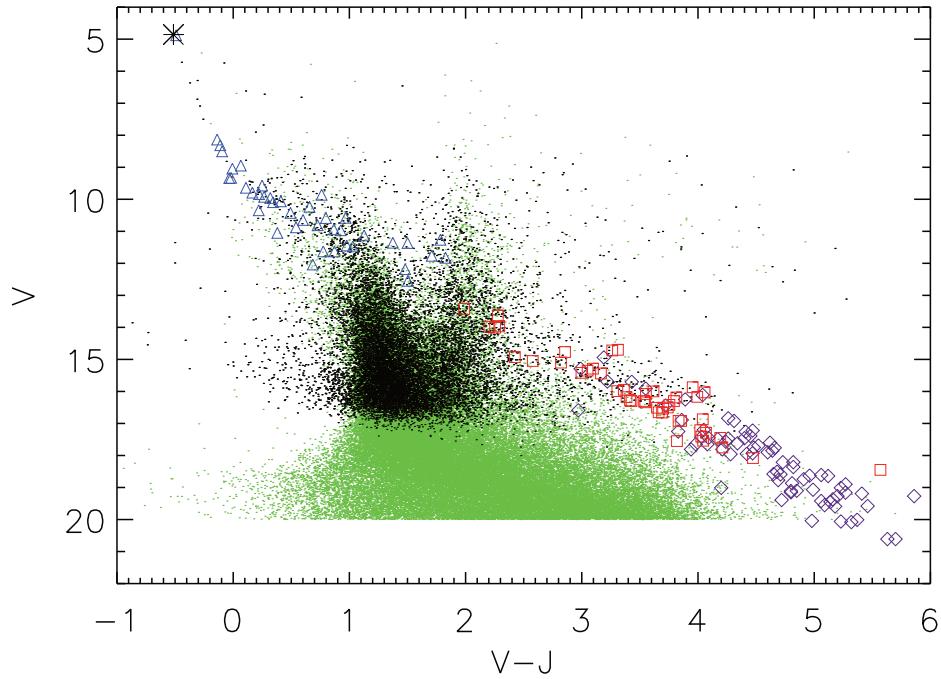
$$\begin{aligned} V - M_V &= 5 \log d - 5 + A_V \\ H - M_H &= 5 \log d - 5 + A_H \end{aligned} \quad (9)$$

Con las masas determinadas para las estrellas seleccionadas de UCAC4, 2MASS y Besançon, hicimos los histogramas para la masa. El histograma de UCAC4 aún lo estamos trabajando porque, al parecer, este catálogo está incompleto debido a un posible filtrado por movimientos propios, lo cual nos complica su comparación con el histograma de los datos de Besançon. Para confirmar la incompletitud del catálogo de UCAC4 vamos a comparar estos datos con el catálogo de 2MASS (que sabemos es completo), y de confirmarse nuestra hipótesis, vamos a revisar si es posible conseguir el catálogo completo de UCAC4 para trabajar con éste.

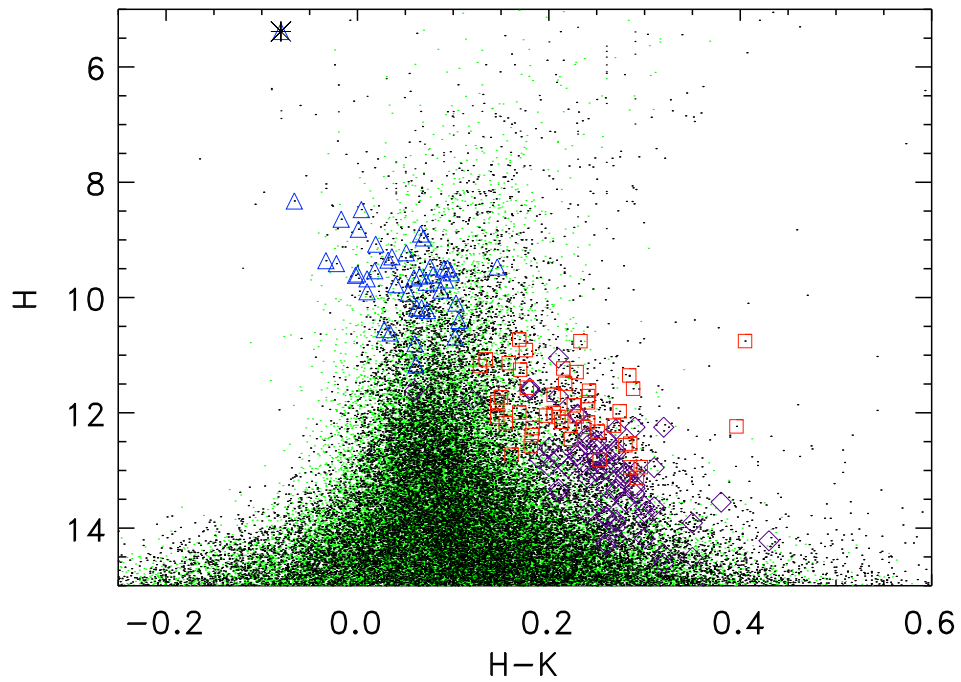
En la Figura 19 se muestran los histogramas resultantes con los datos de 2MASS (negro) y de Besançon (rojo). El histograma en color azul muestra la diferencia en el número de estrellas en cada bin de masa entre los datos de 2MASS y Besançon. Las barras de error que aparecen en el centro de cada bin se obtuvieron con la Ecuación 10, donde  $N$  indica el número de estrellas por bin.

$$\text{error}_{superior} = N + \sqrt{N} \quad , \quad \text{error}_{inferior} = N - \sqrt{N} \quad (10)$$

El histograma azul (Figura 19) es una aproximación a la FMI en el rango de masas intermedias para el grupo 25 Ori. Se ve clara la tendencia a disminuir el número de estrellas conforme aumenta la masa. A este histograma se le ajustó una recta (línea punteada) para compararla con la pendiente de Salpeter (1955) (línea a trazos). El valor que se obtuvo para la pendiente es  $\approx -1.91 \pm 0.55$ , equivalente a  $\alpha = 1.91 \pm 0.55$ , el cual, dentro del margen de error, es consistente con el valor del índice de Salpeter  $\alpha = 2.35$  (Ecuación 2).

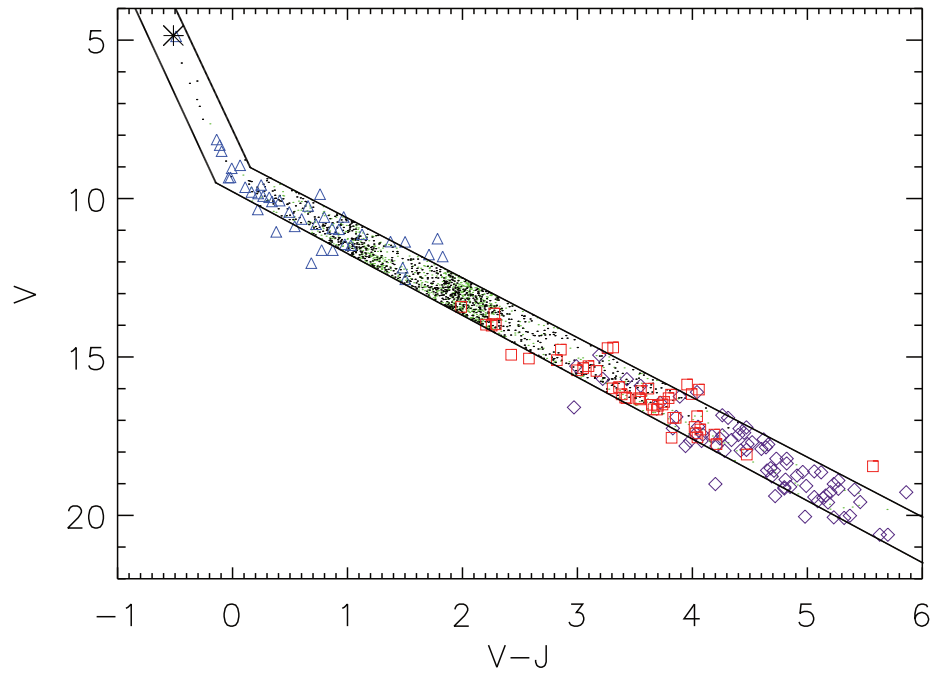


(a)

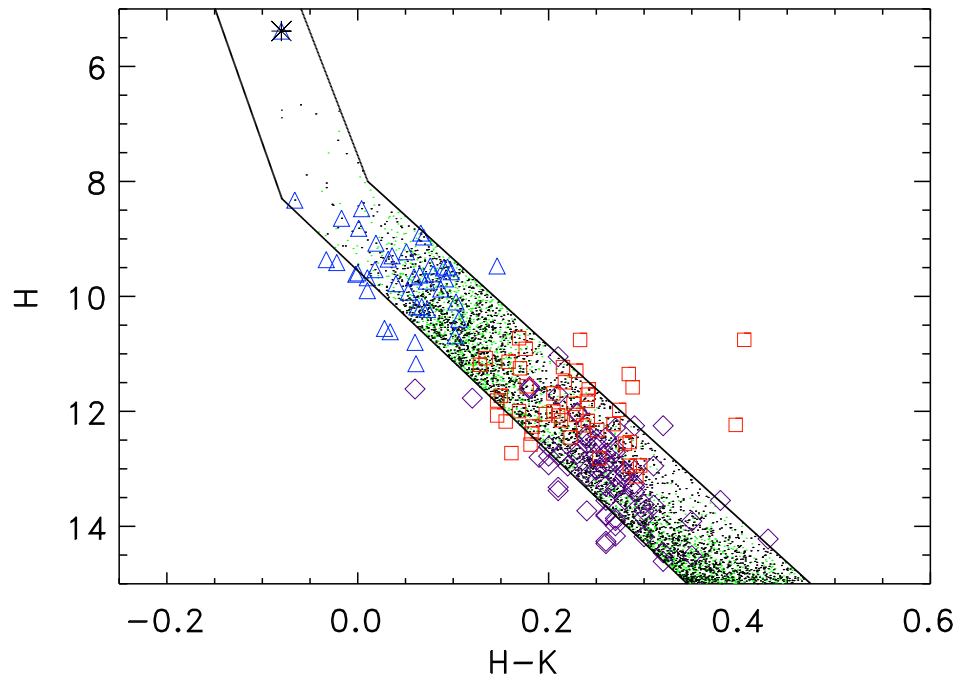


(b)

**Figura 16:** Diagramas color-magnitud para separar las estrellas de 25 Ori. Puntos negros: estrellas en dirección de 25 Ori presentes en los catálogos de UCAC4 (a) y 2MASS (b). Puntos verdes: estrellas generadas con el modelo de Besançon. Triángulos azules: candidatos a miembros de 25 Ori de Kharchenko et al. (2005). Cuadros rojos: miembros masa baja de 25 Ori estudiados por Briceño et al (2007). Diamantes morados: miembros en el régimen de las ECs que pertenecen a 25 Ori trabajadas por Downes et al. (2014). El asterisco indica la localización de la estrella 25 Ori. En (a) se distinguen dos ramas en los datos de UCAC4 y Besançon que cruzan la secuencia definida por los miembros de 25 Ori en  $V \approx 11.5$  y  $V \approx 13$ ; el pico más al azul corresponde a las estrellas enanas y el más rojo a las estrellas gigantes (Lucas et al. 2008).

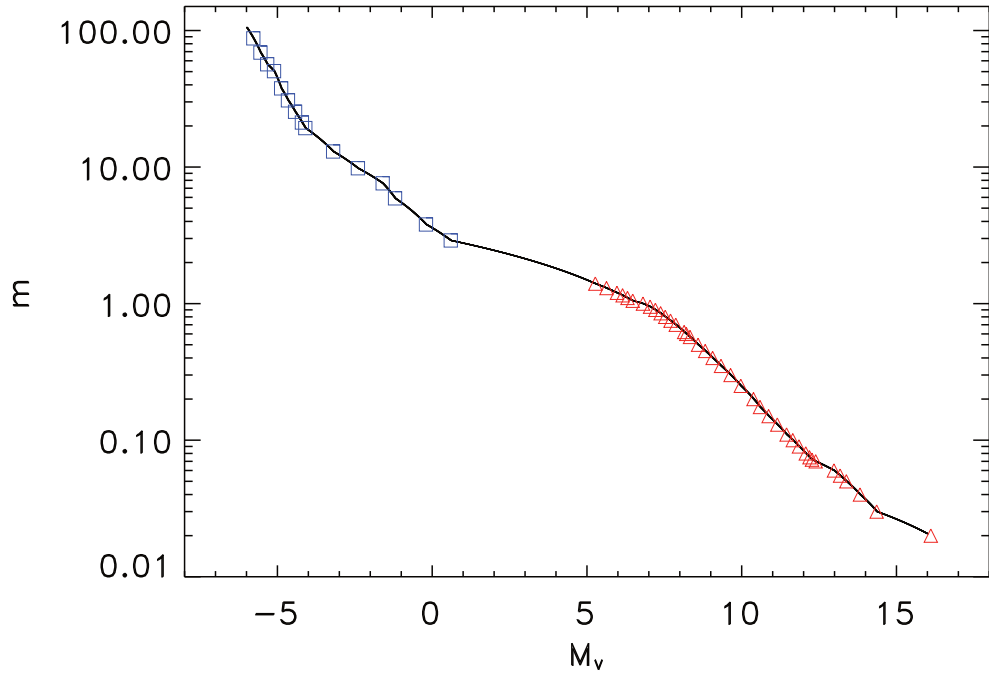


(a)

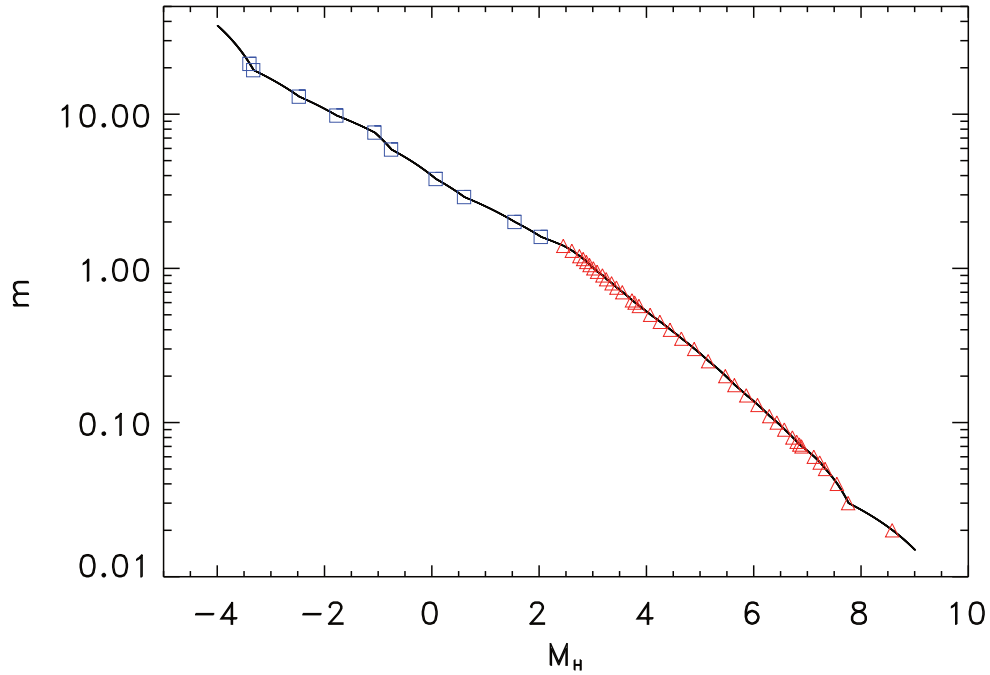


(b)

**Figura 17:** Locus definidos en base a la posición de los candidatos y miembros de 25 Ori en los diagramas color-magnitud con datos de UCAC4 (a) y 2MASS (b). Los puntos y símbolos tienen la misma representación que en la Figura 16.

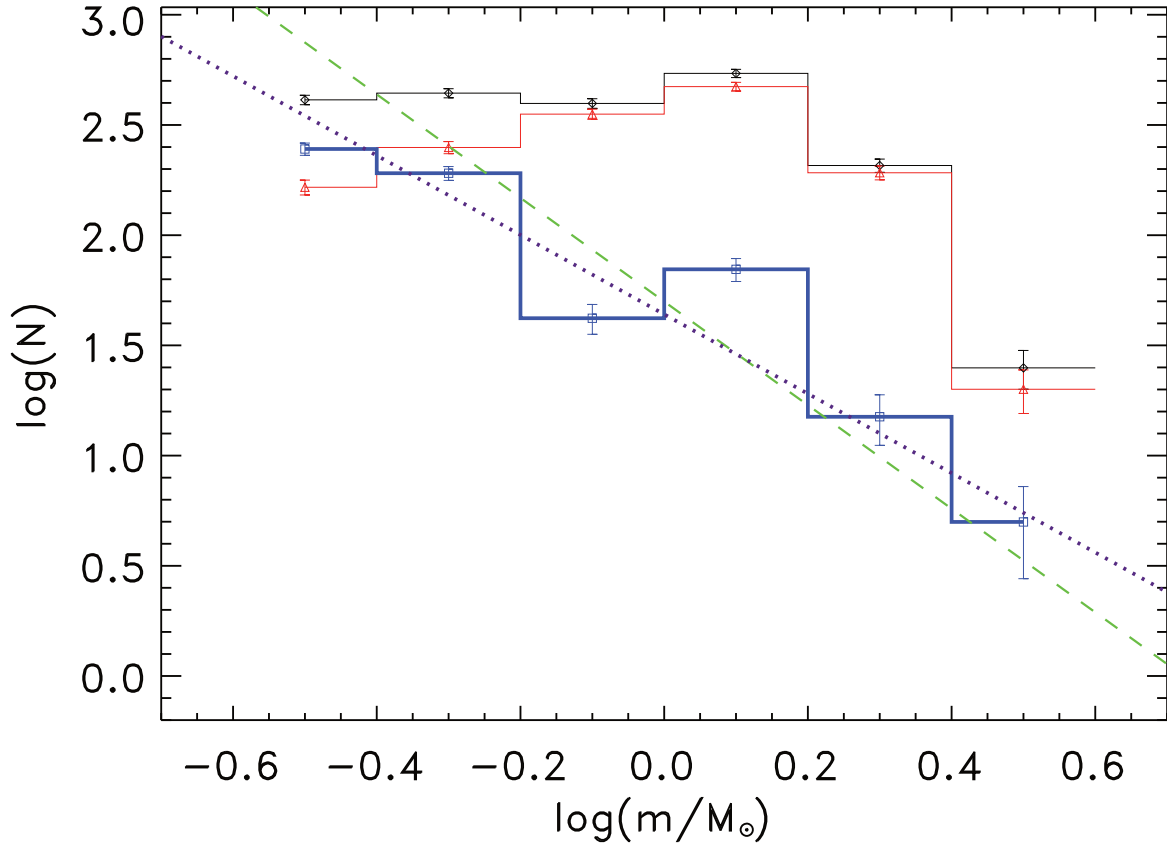


(a)



(b)

**Figura 18:** Relaciones masa- $M_V$  y masa- $M_H$  usadas para determinar las masas de las estrellas seleccionadas en UCAC4 (a) y en 2MASS (b). Para asignarle masas a las estrellas de Besançon, usamos las mismas relaciones masa- $M_V$  y masa- $M_H$ . Los triángulos rojos indican la posiciones según los modelos de Baraffe et al. (1998) para las estrellas de PSP. Los cuadros azules muestran la relación que hay entre la masa y la magnitud para estrellas de la SP según SK82. Las líneas sólidas señalan las interpolaciones que hicimos para cada relación en todo el rango de masa de 25 Ori.



**Figura 19:** Distribución de masa en los datos de 2MASS (negro) y Besançon (rojo). El histograma azul es la diferencia entre el histograma de 2MASS y el de Besançon, y es una aproximación de la FMI de 25 Ori. La línea morada punteada es un ajuste al histograma azul y la línea verde a trazos es la pendiente de Salpeter (1955).

## 5. Resultados Esperados

Siguiendo la metodología discutida en la sección 3, se espera cumplir con todos los objetivos científicos mencionados en la sección 2.

En este trabajo se plantea la publicación de 3 artículos científicos con Genaro Suárez como primer autor. El primer artículo ya en desarrollo versará sobre la FMI fotométrica de 25 Ori en el rango completo de masas. El segundo artículo en el que se trabajará será sobre la cinemática interna y la caracterización de los miembros de masa intermedia y alta en 25 Ori. El tercer artículo que se espera al final de proyecto versará sobre la FMI de 25 Ori con datos espectroscópicos en el rango completo de masas. Además, en el transcurso del proyecto se esperan artículos de investigación adicionales en los que Genaro Suárez participará como coautor como resultado de su colaboración en otros proyectos relacionados.

En vista de que en el proyecto se considera el uso de una extensa cantidad de datos provenientes de distintos catálogos del observatorio virtual y de varios instrumentos de observación con los que se planea trabajar, se realizará un método genérico para procesarlos y organizarlos.

Conforme se avance en el trabajo se espera la participación de Genaro Suárez en congresos nacionales e internacionales para mostrar los avances y para intercambiar opiniones y/o aportes al trabajo que nos ayuden a mejorarlo, a la vez que puedan surgir colaboraciones adicionales.

## 6. Referencias

- Baraffe I., Chabrier G., Allard F., Hauschildt P. H., 1998, *A&A*, **337**, 403
- Barrado y Navascués D., Stauffer J., Bouvier J., Jayawardhana R., Cuillandre J. C., 2004, *ApJ*, **610**, 1064
- Bastian N., Covey K. R., Meyer M. R., 2010, *ARA&A*, **48**, 339
- Baumgardt H., de Marchi G., Kroupa P., 2008, *ApJ*, **685**, 247
- Belikov A. N., Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach, E., 2000, *A&A*, **358**, 886
- Biazzo K., Randich S., Palla F., Briceño C., 2011, *A&A*, **530**, A19
- Bok B. J., 1934. Harvard Circ. No. 384. Cambridge, MA: Harvard Univ. Press
- Briceño C., Calvet N., Hernández J. *et al.* 2005, *AJ*, **129**, 907
- Briceño C., Hartmann L., Hernández J. *et al.* 2007, *ApJ*, **661**, 1119
- Caballero J., 2008, *A&A*, **478**, 667
- Calvet N., Briceño C., Hernández J. *et al.* 2005, *AJ*, **129**, 935
- Chabrier G., 2003a, *ApJ*, **586**, L133
- Chabrier G., 2003b, *Pub. Astro. Soc. Pac.*, **115**, 763
- ChenW. P., Lee H. T., 2008, arXiv.org, astro-ph, to appear in the Handbook of Star Forming Regions, Vol. I, edited by Bo Reipurth
- Comerón F., Neuhäuser R., Kaas A. A., 2000, *A&A*, **359**, 269
- Comerón F., Rieke, G. H., Neuhäuser R., 1999, *A&A*, **343**, 477
- Dahm S. E., 2008, The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264, Reipurth, B., ed., pp. 966–+
- de Marchi G. and Paresce F., 2001, in: Astronomische Gesellschaft Meeting Abstracts, vol. **18** of Astronomische Gesellschaft Meeting Abstracts, (edited by E. R. Schielicke), p. 551.
- de Marchi G, Paresce F, Portegies Zwart S. 2005. See Corbelli, Palla & Zinnecker, 2005, p. 77
- de Marchi G, Paresce F., Portegies Zwart S., 2010, *ApJ*, **718**, 105
- Dolan C. J., Mathieu R. D., 1999, *AJ*, **118**, 2409
- Dolan C. J., Mathieu R. D., 2001, *AJ*, **121**, 2124
- Downes J. J., Briceño C., Mateu C. *et al.* 2014a, *MNRAS*, **444**, 1793
- Downes J. J., Román-Zúñiga, C., Ballesteros, J. *et al.*, 2014b (en prep.)
- Elmegreen BG, Efremov Y, Pudritz RE, Zinnecker H. 2000. See Mannings *et al.* 2000, pp. 179–215
- Hernández J., Briceño C., Calvet N. *et al.* 2006, *ApJ*, **652**, 472
- Hernández J., Calvet N., Briceño C. *et al.* 2007, *ApJ*, **671**, 1784
- Hillenbrand L. A., 1997, *AJ*, **113**, 1733
- Hillenbrand L. A., Carpenter J. M., 2000, *ApJ*, **540**, 236
- Hillenbrand L. A., Hoffer A. S., Herczeg G. J., 2013, *AJ*, **146**, 86
- Ingleby L., Calvet N., Hernández J. *et al.* 2011, *AJ*, **141**, 127
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R., 2005, *A&A*, **440**, 403
- Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G., 1991, *MNRAS*, **251**, 293
- Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G., 1993, *MNRAS*, **262**, 545
- Kroupa P., 2001, *MNRAS*, **322**, 231
- Kroupa P., 2002, *ASP Con. Ser.*, **285**, 86
- Kroupa P., Weidner C., Pflamm-Altenburg J. *et al.* 2013, *Planets*, 115
- Kun M., Kiss Z. T., Balog Z., 2008, Star Forming Regions in Cepheus, Reipurth, B., ed., pp. 136–+
- Lada C., Lada E., 1991. In The Formation and Evolution of Star Clusters, ed. K Janes, pp. 3–22. San Francisco: ASP

- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *Annu. Rev. Astro. Astrophys.*, **41**, 57
- Liebert J., Probst R. G., 1987, *ARA&A*, **25**, 473
- Lodieu N., Zapatero Osorio M. R., Rebolo R., Martín E. L., Hambly N. C., 2009, *A&A*, **505**, 1115
- López M., Eislöffel J. 2004, *A&A*, **416**, 555
- Lucas P. W., Hoare M. G., Longmore A. *et al.* 2011, *MNRAS*, **391**, 136
- Luhman K. L., 2000, *ApJ*, **544**, 1044
- Luhman K. L., 2007, *ApJS*, **173**, 104
- Luhman K. L., Mamajek E. E., Allen P. R., Cruz K. L., 2009, *ApJ*, **703**, 399
- Luhman K., Rieke G., 1999, *ApJ*, **525**, 440
- McGehee P. M., 2006, *AJ*, **131**, 2959
- Massey P. 1998, in *ASP Conf. Ser. 142, The Stellar Initial Mass Function (38th Herstmonceux Conference)*, eds. G. Gilmore, & D. Howell (San Francisco, CA: ASP), 17
- Meyer M. R., Adams F. C., Hillenbrand L. A., Carpenter J. M., 2000, *Protostars and Planets IV*, 121
- Miller G. E., Scalo J. M., 1979, *ApJS*, **41**, 513
- Moroux E., Kroupa P., Bouvier J., 2004, *A&A*, **426**, 75
- Muench A. A., Lada E. A., Lada C. J., Alves J. F., 2002, *ApJ*, **573**, 366
- Menten K. M., Reid M. J., Forbrich J., Brunthaler A., 2007, *A&A*, **474**, 515
- Neuhäuser R., Errmann R., Berndt A. *et al.* 2011, *Astronomische Nachrichten*, **332**, 547
- Offner S. S. R., Clark P. C., Hennebelle P. *et al.* 2013, arXiv:1312.5326
- Parravano A., McKee C. F., Hollenbach D. J., 2011, *ApJ*, **726**, 27
- Popper D. M., 1980, *ARA&A*, **18**, 115
- Prialnik D., 2000, *An Introduction to the Theory of Stellar Structure and Evolution*, Cambridge University Press, p. 142
- Salpeter E. E. 1955, *ApJ*, **121**, 161
- Scalo J. M., 1986, *FCP*, **11**, 1
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, **500**, 525
- Schmidt M., 1959, *ApJ*, **129**, 243
- Schmidt-Kaler T. 1982, in *Landolt-Bornstein, Group VI, Vol. 2*, ed. K.-H. Hellwege (Berlin: Springer), 454
- Scholz A., Eislöffel J., 2005, *A&A*, **429**, 1007
- Spitzer L. 1958. *ApJ*, **127**, 17
- Tinsley B. M., 1974, *ApJ*, **192**, 629
- Torres C. A. O., Quast G. R., Melo C. H. F., Sterzik M. F., 2008, *Young Nearby Loose Associations*, Reipurth, B., pp. 757–+
- van Eyken J. C. *et al.*, 2011, *AJ*, **142**, 60
- Whitworth A., Bate M. R., Nordlund A., Reipurth B., Zinnecker H., 2007, *Protostars and Planets V*, **999**, 459
- Wielen R., Jahreiss H., Krüger R., 1983, in David Philip A. G., Uppgren A. R., eds, *Proc. IAU Colloq. 76, The Nearby Stars and Stellar Luminosity Function*. David Press, Schenectady, New York, p. 163 (WJK)
- Zheng Z., Flynn C., Gould A., Bahcall J. N., Salim S., 2001, *ApJ*, **555**, 393