

# Sistemas Estelares 2024

Cúmulos Abiertos - clase 02

Prof. Gabriel Ferrero

# Masa total de un cúmulo abierto

- Supongamos que conocemos el brillo y la distancia  $\Rightarrow$  obtenemos  $M_V$
  - Con  $M_V$  + Tipo Espectral  $\Rightarrow$  Corrección Bolométrica  $\Rightarrow$  Luminosidad
  - Usamos relación estadística Masa – Luminosidad
- Y obtenemos estadística sobre la masa. Sumamos todas las masas y tenemos la masa total (“luminosa”, es decir, la que corresponde a los objetos que están emitiendo luz).

Esto no es fácil hacer esto sobre el fondo de la Vía Láctea.

## Observaciones:

- Un cúmulo abierto tiene de decenas a miles de estrellas.
- La cantidad de estrellas determina la perdurabilidad del cúmulo a lo largo del tiempo.

# Masa total de un cúmulo abierto

Existen varios métodos para determinar (o al menos estimar) la masa de un cúmulo abierto. La elección del método depende de los datos disponibles. Las determinaciones más precisas se logran cuando se dispone de velocidades radiales y movimientos propios de un número adecuado de estrellas, distribuidas adecuadamente.

Ver [Leonard and Merritt \(1989\)](#)

## THE MASS OF THE OPEN STAR CLUSTER M35 AS DERIVED FROM PROPER MOTIONS

PETER J. T. LEONARD

University of Toronto

AND

DAVID MERRITT

Canadian Institute for Theoretical Astrophysics, and Rutgers University

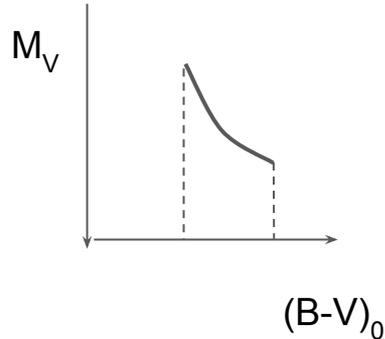
*Received 1988 July 12; accepted 1988 September 9*

### ABSTRACT

Proper-motion studies of several open and globular clusters have yielded accurate, two-component (radial and tangential) velocity dispersion profiles for the brightest stars in these systems. We show that velocity dispersions derived from proper motions, unlike those derived from radial velocities, contain enough information to determine the shape and amplitude of the velocity ellipsoid at all radii in a spherical cluster. This information, in turn, is sufficient to yield the cluster potential  $\Phi(r)$  without any additional assumptions about the kinematics or the mass-to-light ratio. Proper-motion data for the open star cluster M35 imply a dynamical mass within the central 3.75 pc between 1600 and 3200  $M_{\odot}$  (95% confidence), consistent with the mass of a realistic stellar population within the same radius.

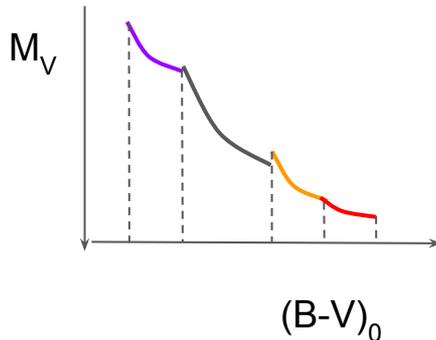
# Determinación de distancias usando la ZAMS

Secuencia principal de edad cero (ZAMS) se puede construir empalmando cúmulos de distintas edades (identificados aquí con distintos colores), aunque no se conozcan las distancias.



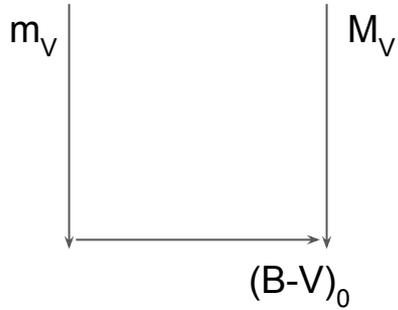
Tomamos un cúmulo cuya distancia podemos calcular (las Híades, por ejemplo) y lo ponemos en el diagrama.

Después tomamos otros cúmulos galácticos (más rojos o más azules) y los movemos a color constante hasta que empalmen en el diagrama.



Se define una envolvente inferior.

Luego, para un cúmulo de distancia desconocida, hago el diagrama con  $m_V$ . Si lo hago coincidir con la ZAMS, tengo el módulo de distancia:  $M_V - m_V$



Recordemos que nosotros medimos  $V$ , y  $(B-V)$ .

Calculamos  $(B-V)_0$  con el diagrama color-color.

$$V_0 = V - \underbrace{R E(B-V)}_{A_V} = V - \underbrace{R_i E(B-V)_i}_{\text{Promedio del medio interestelar (a lo largo de la visual)}} - \underbrace{R_c E(B-V)_c}_{\text{Constante de absorción selectiva del cúmulo}}$$

$R_c$  del material que muchas veces se encuentra en cúmulos jóvenes (material asociado).

Las estrellas jóvenes, muy calientes, emiten mucha radiación UV y pueden cambiar las características del polvo interestelar.

$R_i = 3.1 \pm 0.1$  (estándar)

$R_c =$  entre 4 y 5

En cúmulos de más de  $10^7$  años, ya no hay material (polvo) circundante. Sí lo hay en cúmulos más jóvenes.

Consideremos un cúmulo cualquiera del cual ignoro la distancia.

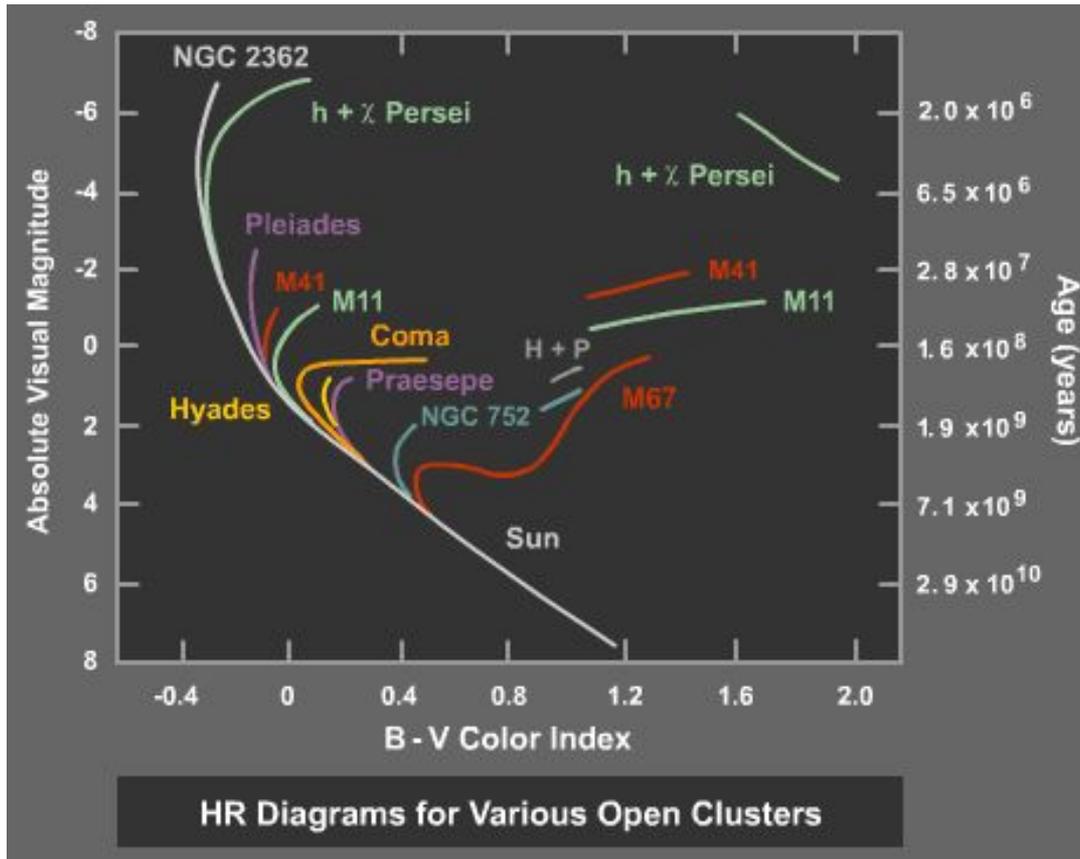
A la secuencia que forman las estrellas del cúmulo estudiado le empalmo la secuencia modelo que está calibrada.

$V_0$  ,  $(B-V)_0$  corregidos por efecto del material interestelar.

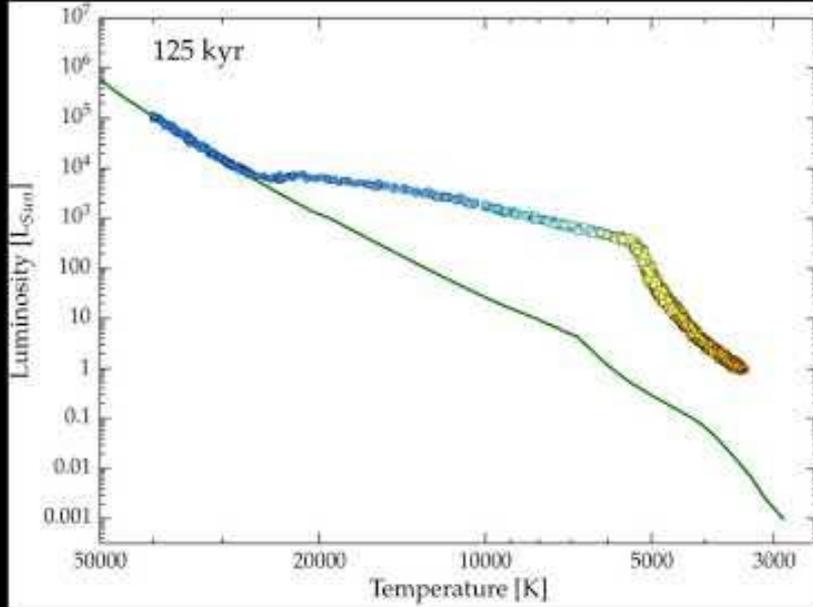
$$V_0 - M_V = \text{constante} = 5 \log(d) + 5$$

(para todas las estrellas)

Módulo de distancia del  
cúmulo



Los cúmulos presentan distintos puntos de apartamiento de la ZAMS, éstos son indicadores de la edad (turn-off point). A medida que el cúmulo evoluciona, la parte superior de la ZAMS se va despoblando.



Veamos en esta simulación (evolución temporal), cómo se puebla la secuencia principal, y cómo van evolucionando las estrellas más masivas, abandonando la secuencia principal. Observen que la secuencia principal ¡en ningún momento de la vida del cúmulo es igual a la ZAMS!

## **Comentarios:**

A veces tenemos cúmulos muy jóvenes con la parte superior de la secuencia principal muy poblada, y la inferior no.

Esto se debe a que las estrellas de mayor masa ya se formaron (son las que colapsan más rápido), y todavía no lo hicieron las de menor masa.

Otros cúmulos tienen la parte inferior de la secuencia, pero no la superior, porque esas estrellas ya evolucionaron y dejaron la secuencia principal.

Con esto se construye un cúmulo ideal, empalmándolos a un cúmulo de referencia. Para eso, en lo posible se eligen cúmulos de bajo enrojecimiento y cercanos al sol.

**Para una estrella**, podíamos obtener el módulo de distancia así:

primero medíamos la magnitud en varios filtros (por lo menos 2, entre ellos V), luego corregíamos por extinción y obteníamos  $V_0$

Por otra parte, con el espectro determinábamos el tipo espectral, a partir del cual podíamos estimar  $M_V$  y de allí obteníamos  $(V_0 - M_V)$

**En el caso de los cúmulos**, usando la secuencia principal, podemos calcular  $(V_0 - M_V)$  para todas las estrellas al mismo tiempo, obteniendo errores menores.

El error del ajuste es  $\sim \pm 0.1$  mag.

Propagación de errores:

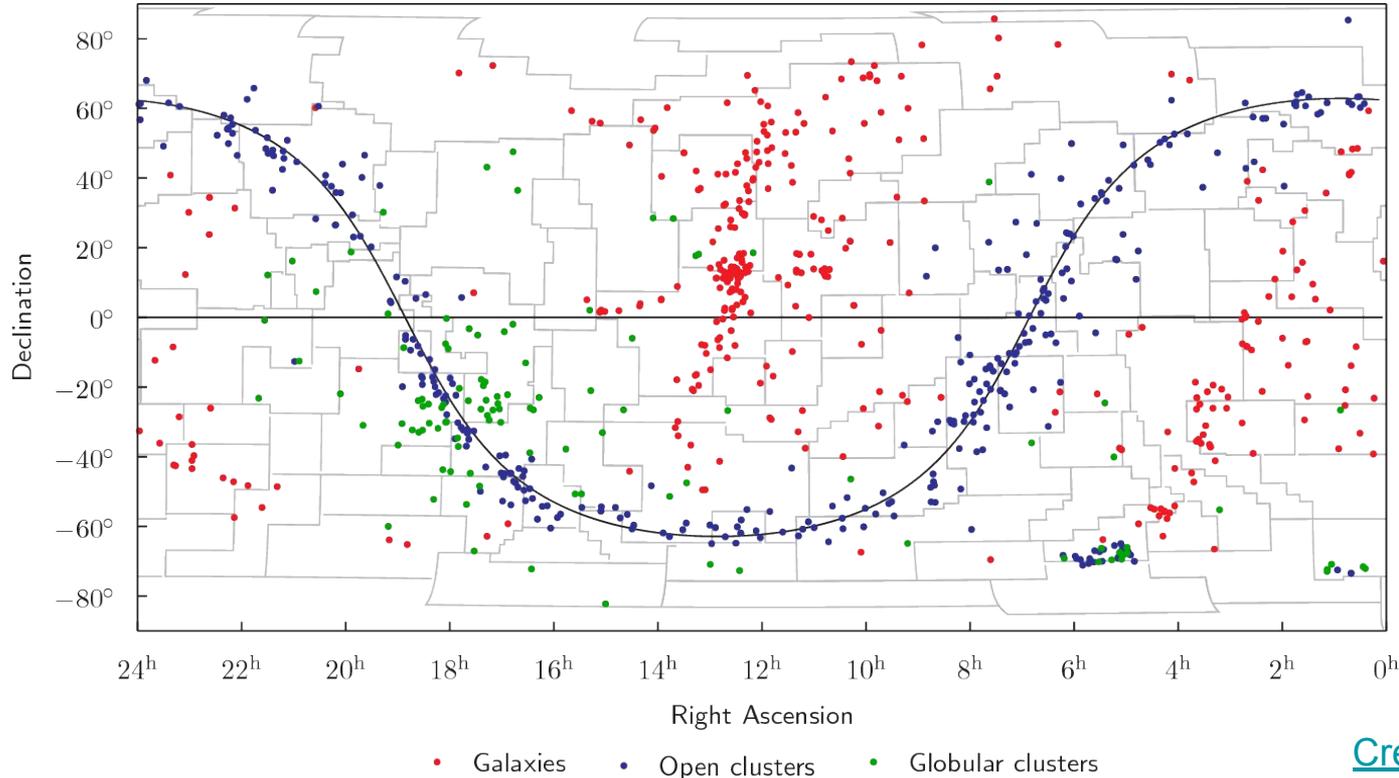
$$\Delta (V_0 - M_V) = 5 \Delta d/d \log_{10} e \rightarrow \Delta d/d \approx \underbrace{0.5}_{0.1} \Delta (V_0 - M_V) \approx 0.05 \quad (\text{error muy pequeño})$$

Recurriremos más adelante a los cúmulos para describir la estructura espiral de la Vía Láctea (en las cercanías del sol).

# Distribución espacial e historia evolutiva

Si miramos la distribución de los cúmulos en *coordenadas ecuatoriales* ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) veremos lo siguiente:

**Los puntos azules son cúmulos abiertos.**



En cambio, si graficamos la posición de los cúmulos abiertos en **coordenadas galácticas**, vemos claramente que se agrupan en el plano galáctico.

THE ASTRONOMICAL JOURNAL, 157:12 (14pp), 2019 January

Notar que los pocos cúmulos con  $|b|$  grandes, no necesariamente están lejos del plano, sino que pueden ser cercanos al Sol.

EC: cúmulos embebidos (*embedded clusters*)  
OC: cúmulos abiertos (*open clusters*)

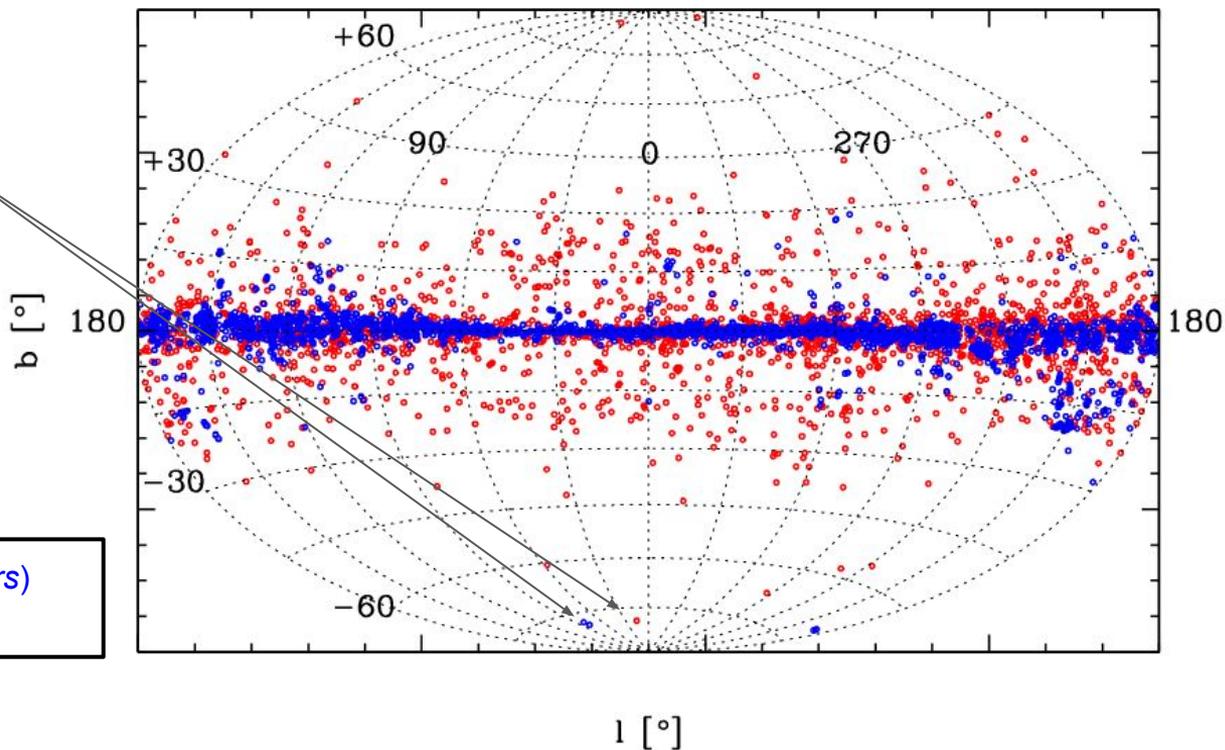
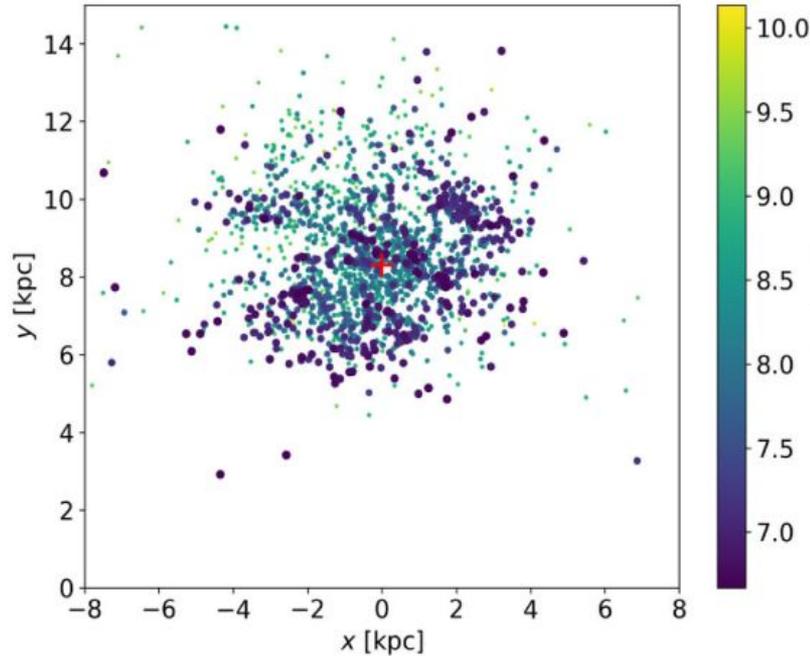
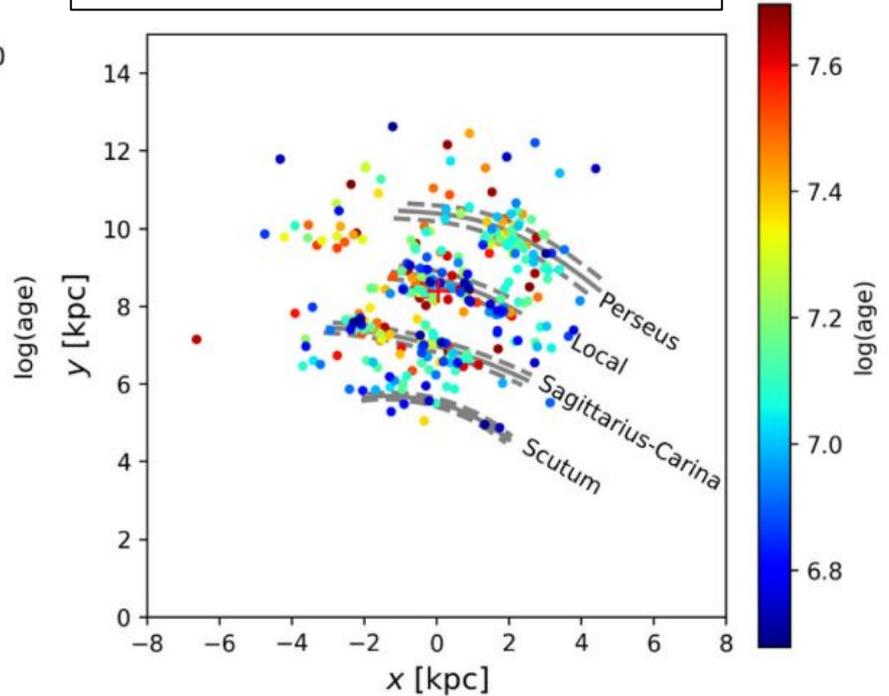


Figure 4. Aitoff projection for the ECs (blue circles) compared to OCs (red circles).

Todos los Cúmulos Abiertos de la muestra

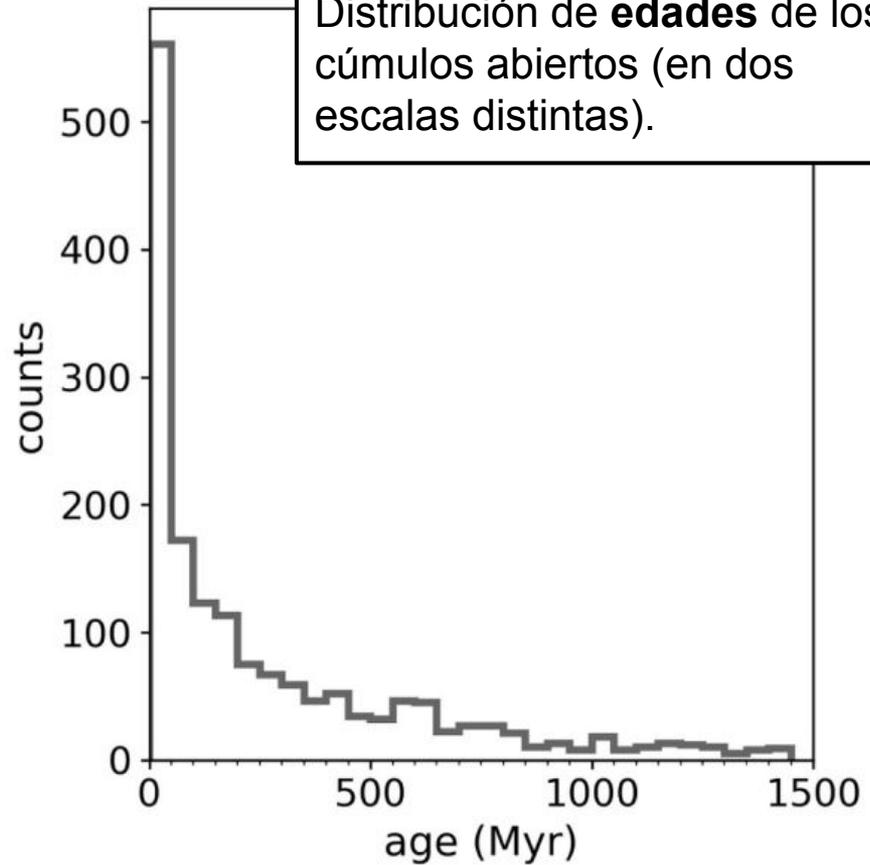
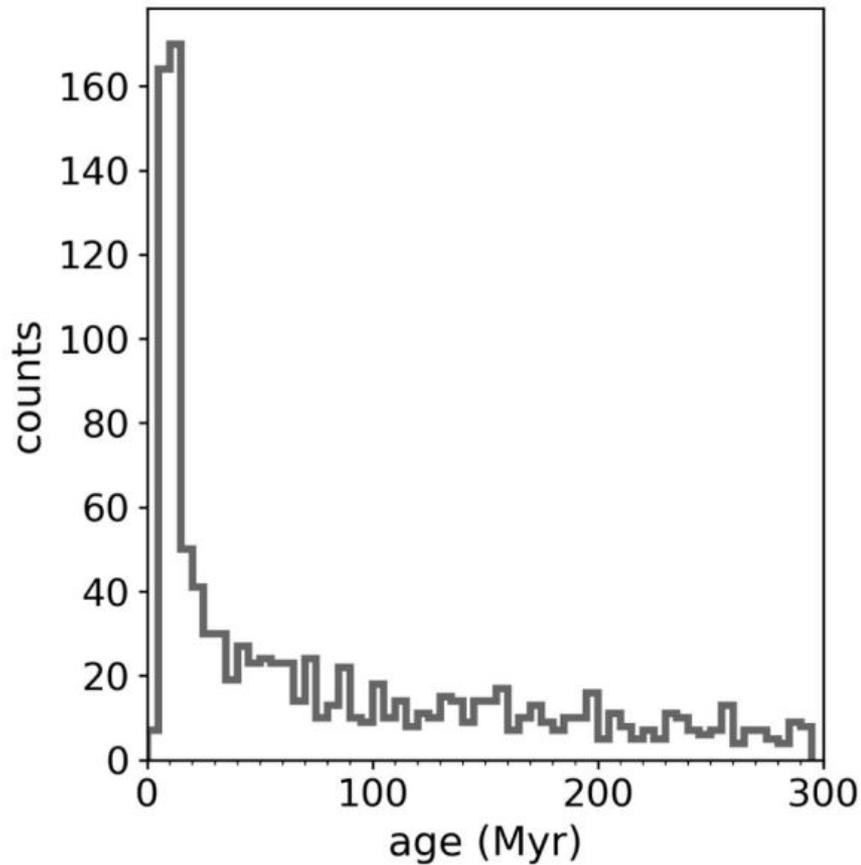


Cúmulos Abiertos menores que 50 Myr



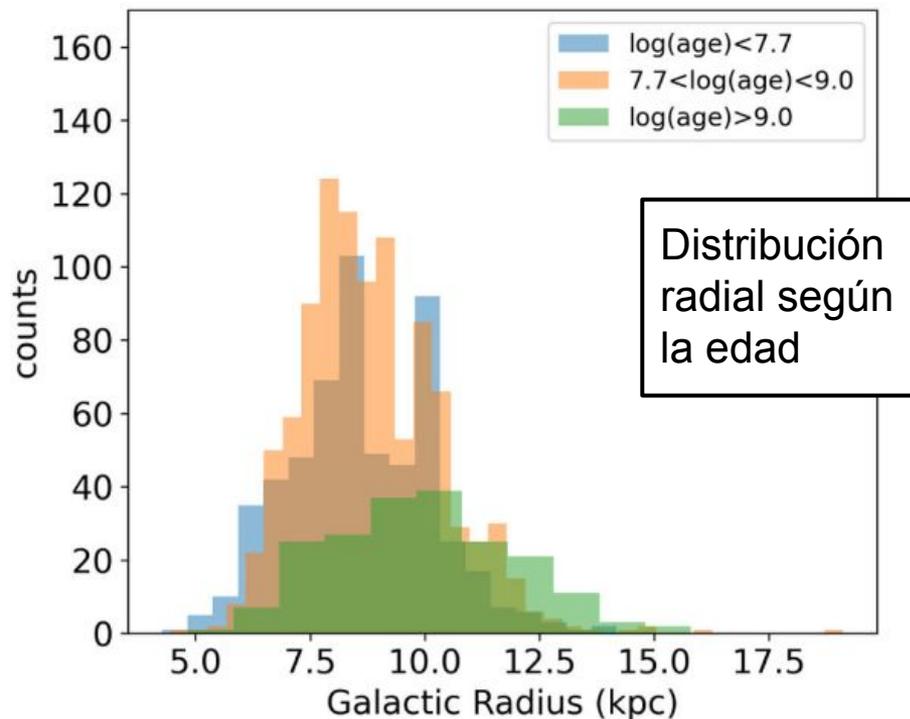
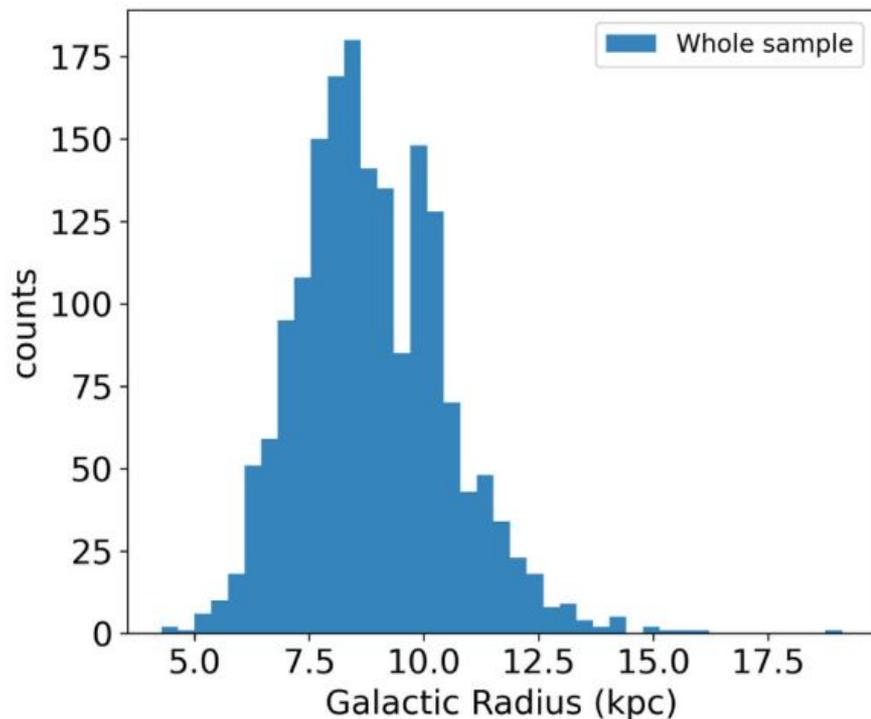
**FIGURE 1** | Distribution of the 1,750 open clusters in the Galactic plane. In the right plot are presented the open clusters with ages lower than 50 Myr. In light-gray are the present zero-age arms positions. The Sun (red cross) is at coordinates (0, 8.3) kpc and the Galactic center is at (0,0). The vector angular velocity is perpendicular to the x-y plane pointing in the direction of the paper.

Los cúmulos abiertos más jóvenes son trazadores de los brazos espirales.



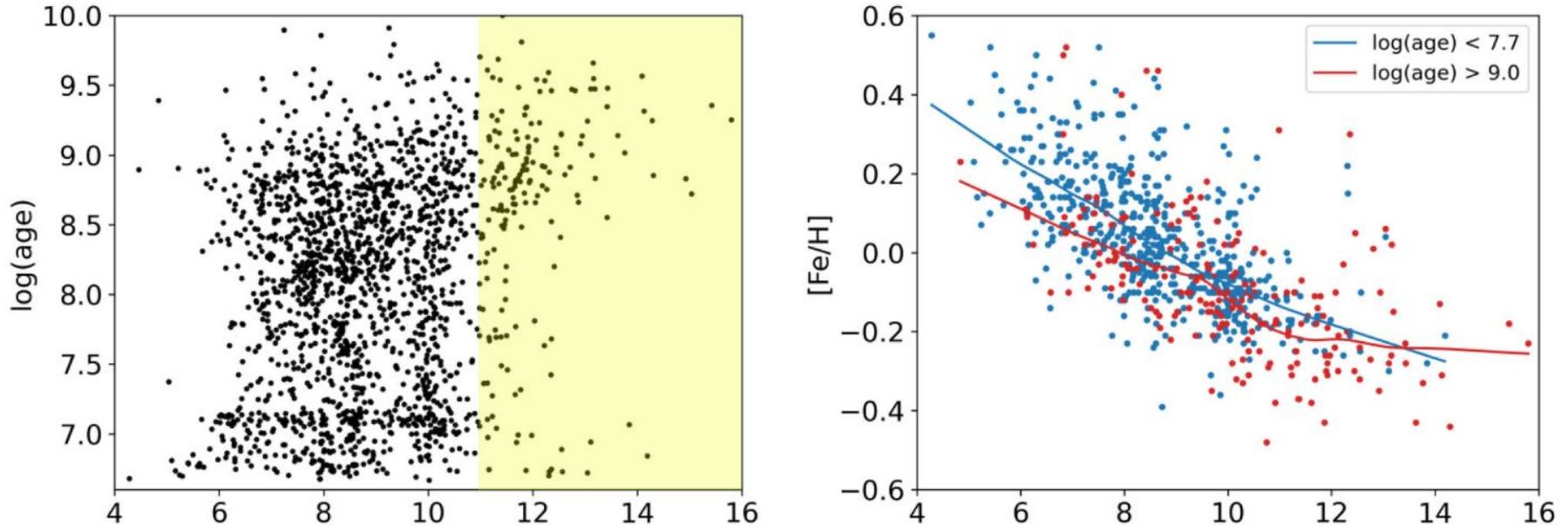
Distribución de **edades** de los cúmulos abiertos (en dos escalas distintas).

**FIGURE 3** | The age distribution of the open clusters of our total sample. Two time-scales are presented, with bin width 5 Myr, extending to 300 Myr (left plot) and with bin width 40 Myr, extending to 1,500 Myr (right plot). The evolution of the number of clusters is quite smooth on the two scales.



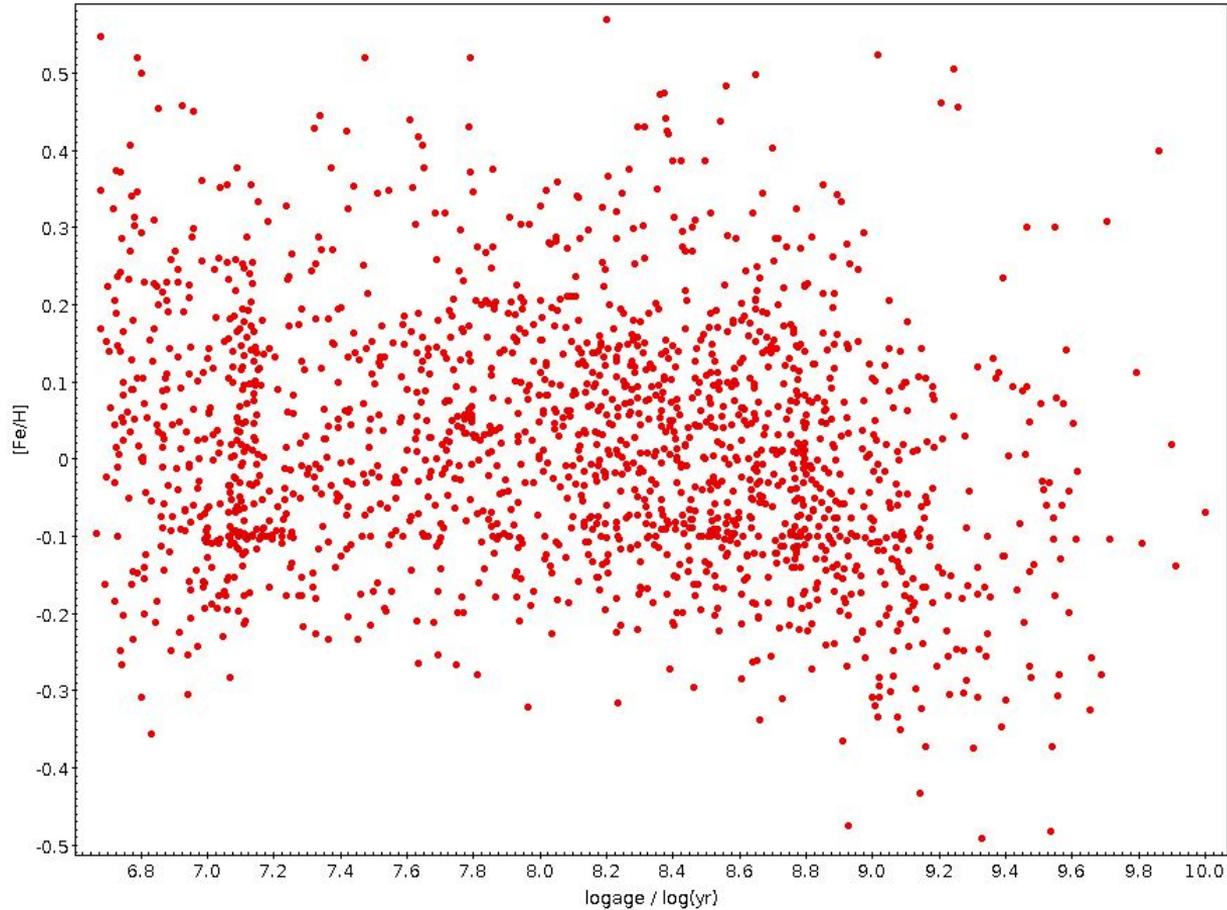
**FIGURE 4 |** The Galactocentric radial distribution of the open clusters sample with different age intervals. In the left-hand panel, the whole sample is presented. The minimum near 9.5 kpc is the most evident structure. In the right-hand panel, we show the radial distribution of the objects separated in three age ranges: younger than  $\log(\text{age}) < 7.7$ ,  $7.7 \leq \log(\text{age}) \leq 9.0$  and  $\log(\text{age}) > 9.0$ . We can see that the gap at 9.5 kpc is much wider (about 1 kpc width) and deeper in the younger cluster distribution. The gap is smaller in the intermediate age distribution and disappears in the older distribution. We interpret this as being due to open cluster's radial migrations, that tends to fill the gaps with time. Note that the brown color is the effect of superposing blue and yellow.

## Gradientes (radiales) de edad y metalicidad en la Galaxia



**FIGURE 9** | Metallicity, equal to iron abundance  $\log [\text{Fe}/\text{H}]$  normalized to the Solar value as a function of Galactic radius. In the upper left panel we show all individual points with a non-parametric regression LOESS line over-plotted. In the upper right panel a kernel density estimate in  $([\text{Fe}/\text{H}], \text{radius})$  space is shown. A gap at 9 kpc can be seen, as well as a slight flattening of the gradient beyond 10 kpc. In the lower left panel the logarithm of the age of the clusters is presented as a function of the Galactic radius, showing a prevalence of old clusters in the region with radius larger than 11 kpc. In the lower right panel, the  $[\text{Fe}/\text{H}]$  distribution of the old and young population of clusters is shown with their respective non-parametric regression LOESS line over-plotted.

# Metalicidad vs. edad para cúmulos abiertos galácticos



[Datos de la tabla de Dias et al. 2021](#)

Resumiendo:

- A los  $10^8$  años, un Cúmulo Abierto tiene alta probabilidad de disgregarse.
- A pesar de que los cúmulos viejos pueden haberse disociado, las observaciones sugieren que la tasa de formación de cúmulos fue mayor en el pasado.
- La mayoría de los Cúmulos Abiertos viejos están lejos del centro y lejos del plano galáctico.
- La metalicidad en los Cúmulos Abiertos disminuye a medida que nos alejamos del centro de la galaxia.
- Cuando se formaron los Cúmulos Abiertos en la galaxia, ya habían tenido lugar las principales etapas de enriquecimiento químico (aumento en la metalicidad).
- Los cúmulos jóvenes determinan los **brazos espirales** de la galaxia, y los de edad mediana definen el **plano galáctico**.
- Existe un **gradiente radial** en: edad y metalicidad
- Hay poca relación edad-metalicidad: casi todos los Cúmulos Abiertos se formaron hace menos de 1 Gyr, cuando ya había terminado las etapas de enriquecimiento químico.

# Funciones de Luminosidad y de Masa

Función inicial de masa (**IMF** - *Initial Mass Function*):  $\Psi_0(M)$

La función de masa,  $\Psi(M)$ , describe cómo se distribuyen actualmente las masas de estrellas en una población estelar. Formalmente, es una densidad de probabilidad que nos indica cuántas estrellas hay con una masa comprendida entre  $M$  y  $M + dM$ .

(En un evento de formación estelar, se forman muchas estrellas de poca masa y pocas estrellas de gran masa).

La función de masa depende del tiempo porque las estrellas evolucionan. Por eso nos interesa la IMF (es decir, la fracción de estrellas en cada rango de masa, que se forman cuando se forma el sistema).

$$dN = N_0 \Psi(M) dM$$

Número de estrellas con masa entre  $M$  y  $M+dM$ .

$N_0$ : cte. de normalización.

$$N_T = N_0 \int_0^\infty \Psi(M) dM$$

Número total de estrellas

$$M_{\text{total}} = N_0 \int_0^\infty M \Psi(M) dM$$

En general  $\Psi(M) \neq \Psi_0(M)$



Debido a:

- evolución estelar y tasa de formación estelar (**SFR** por *Star Formation Rate*)
- evolución dinámica

Si queremos medir la función inicial de masa en cúmulos abiertos, podemos despreciar la evolución (en cuanto a pérdida de masa de las estrellas) porque:

- Trabajamos con **cúmulos abiertos muy jóvenes** donde aún no se ha dado (casi) evolución (o sea las diferencias entre distintas estrellas debido a que algunas están más evolucionadas que otras).
- Además, todas las estrellas se formaron al mismo tiempo, por tanto, despreciamos la evolución.

En un cúmulo abierto, cuando se forma, hay un sólo evento de formación estelar (población estelar simple) por lo tanto, podemos asumir una tasa de formación estelar:  $\text{SFR} = \delta(t)$  (delta de Dirac).

Medimos masas a partir de la relación Masa - Luminosidad (obtenida de las binarias):  $M_V(M)$  (atención que aquí  $M_V$  es magnitud absoluta y  $M$  es masa)

Pero, en realidad lo que observamos es la Función de Luminosidad  $\Phi(M_V)$ , es decir, la distribución de luminosidades (cantidad de estrellas con magnitud absoluta entre  $M_V$  y  $M_V + dM_V$ )

Como en los cúmulos abiertos la evolución es poco importante:  $\Phi(M_V) \sim \Phi_0(M_V)$  y por tanto  $\Psi(M) \sim \Psi_0(M)$

Hay un rango de edades ideal para estudiar esto:

Las estrellas OB tienen que haberse formado pero estar aún en Secuencia Principal (S.P.). Hay pocos cúmulos abiertos que cumplen esto.

Se puede estudiar en la Vía Láctea y en las Nubes de Magallanes.

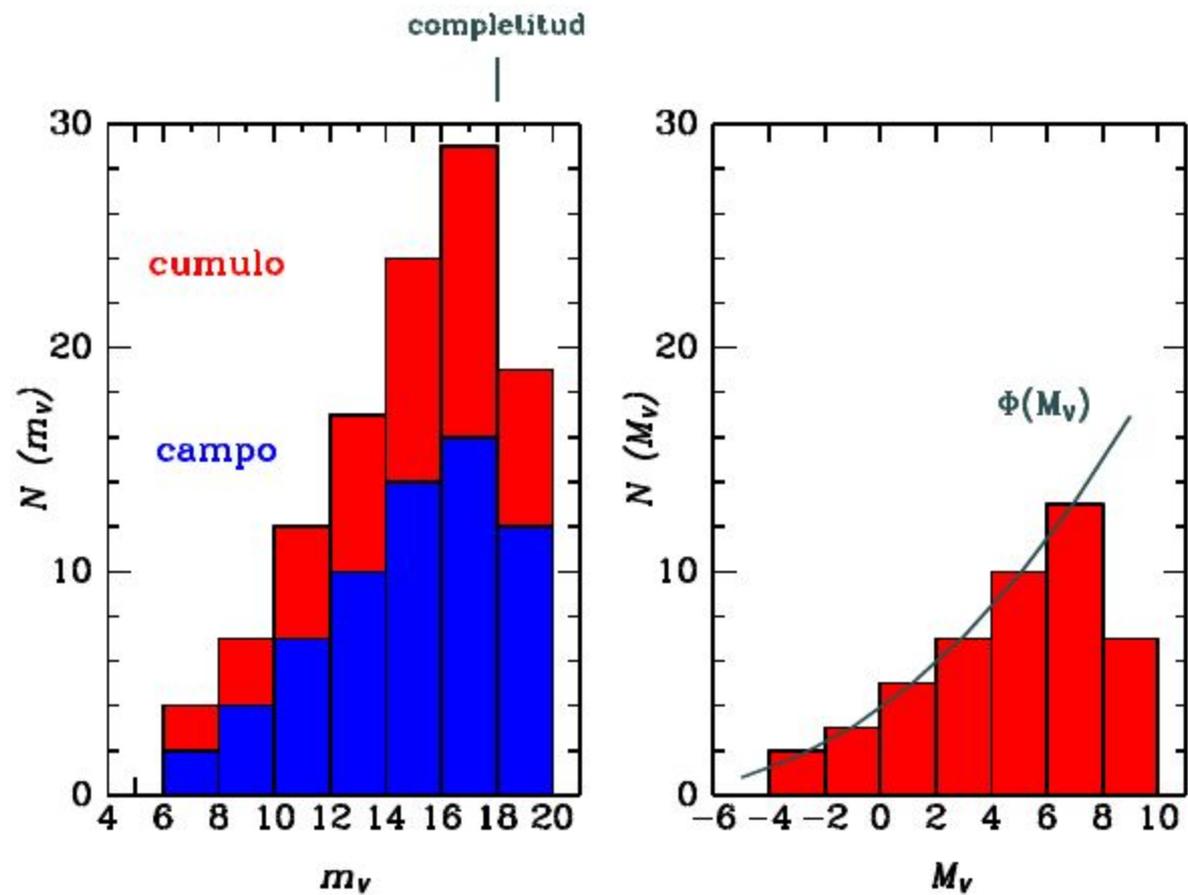
### **Obtención de $\Psi_0(M)$**

La distribución observada en magnitudes aparentes  $m_v$  nos da:  $N(m_v)$  para estrellas en S.P.

De ella se obtiene luego una distribución de magnitudes absolutas:  $N(M_v)$

Para eso hay que corregir por:

- Contaminación por estrellas de campo
- Completitud
- Distancia y extinción



Función de luminosidad en cúmulos abiertos

Luego, corrigiendo por efectos de evolución estelar, y suponiendo  $SFR = f(t) = \delta(t)$  se obtiene la **Función inicial de Luminosidad**  $\Phi_0(M_V)$

Aplicando la relación masa-luminosidad  $M_V(M)$ :

$$dN = N_0 \Psi_0(M) dM = N_0 \Phi_0(M_V(M)) dM_V \rightarrow \Psi_0(M) = \boxed{dM_V / dM} \Phi_0(M_V(M))$$

Relación masa-luminosidad

Sólo vale para cúmulos abiertos jóvenes.

**La relación masa luminosidad  $M_V(M)$  se obtiene:**

- teóricamente (aunque no funciona bien para  $M < 0.5 M_{\text{sol}}$ )
- observacionalmente: a partir de las binarias (en ciertos rangos de masa escasas)

# Parametrización de la función inicial de masa

función canónica: **Salpeter** (1955)  $\psi_0(M) \propto M^{-\alpha}$ ,  $\alpha = 2.35$

Scalo (1986) sugiere 3 valores distintos de  $\alpha$  según rango de masa.

Kroupa, Tout, & Gilmore (1993):

$$\psi_0(M) \propto \begin{cases} M^{-4.5} & \text{para } M > 1 M_{\text{sun}} \\ M^{-2.2} & \text{para } 0.5 M_{\text{sun}} < M < 1 M_{\text{sun}} \\ M^{-1.2} & \text{para } M < 0.5 M_{\text{sun}} \end{cases}$$

El exponente  $\alpha$  depende de la capacidad de fragmentación de la nube molecular que da origen al cúmulo. No se sabe por qué, pero resulta similar en distintos cúmulos.

## Función de luminosidad en la vecindad solar

En la vecindad solar las estrellas no tienen todas la misma edad, no son coetáneas (como sí sucede en los cúmulos abiertos).

Suponemos además que en cada episodio (o brote) de formación estelar la proporción de estrellas que se forma con cada luminosidad, es decir la función de luminosidad inicial  $\Phi_o (M_V)$ , es la misma.

La función de luminosidad observada  $\Phi (M_V)$  se obtiene integrando la función de luminosidad inicial  $\Phi_o (M_V)$  multiplicada por la tasa de formación estelar  $f (t)$  para todas las estrellas formadas  $t_{SP}$  años antes del instante actual  $t_o$ , donde  $t_{SP}$  es el tiempo de vida (o el tiempo de permanencia) en la Secuencia Principal de una estrella de magnitud absoluta  $M_V$ .

La función  $f (t)$  suele expresarse en masas solares por cada millón de años ( $M_\odot \text{ Myr}^{-1}$ ).

## Función de luminosidad en la vecindad solar

- (a) si para una cierta luminosidad, la estrella con esa luminosidad cumple que  $t_{SP} \geq t_0$ , significa que para esa luminosidad, y para todas las menores, estamos contando todas las estrellas que se formaron (ninguna evolucionó), por lo tanto

$$\Phi(M_V) = \frac{1}{t_0} \int_0^{t_0} \Phi_0(M_V) f(t) dt \quad (1)$$

- (b) en cambio, si para una cierta luminosidad, la estrella con esa luminosidad cumple que  $t_{SP} < t_0$ , significa que esa estrella, y para todas las de mayor luminosidad, ya evolucionaron y no debemos contarlas, por lo tanto

$$\Phi(M_V) = \frac{1}{t_0} \int_{t_0 - t_{SP}}^{t_0} \Phi_0(M_V) f(t) dt \quad (2)$$

## Función de luminosidad en la vecindad solar

Esas dos situaciones se deben integrar de acuerdo al valor de la tasa de formación estelar (SFR)  $f(t)$ . Consideramos dos casos:

- Caso I : la tasa de formación estelar SFR es constante, o sea que  $f(t) = 1$   
Entonces,

$$\begin{aligned}\Phi(M_V) &= \frac{1}{t_0} \Phi_0(M_V) \int_0^{t_0} dt, & \text{si } t_{SP} \geq t_0 \\ \Phi(M_V) &= \frac{1}{t_0} \Phi_0(M_V) \int_0^{t_0 - t_{SP}} dt, & \text{si } t_{SP} < t_0\end{aligned}$$

Y por lo tanto

$$\begin{aligned}\Phi(M_V) &= \Phi_0(M_V), & \text{si } t_{SP} \geq t_0 \\ \Phi(M_V) &= \Phi_0(M_V) \frac{t_{SP}}{t_0}, \text{ por lo tanto } \Phi_0(M_V) = \frac{t_0}{t_{SP}} \Phi(M_V), & \text{si } t_{SP} < t_0\end{aligned}$$

Donde debemos notar que  $t_0/t_{SP} > 1$ , es decir, que para esas luminosidades hubo más estrellas que las que hay actualmente.

Esta no es una buena aproximación para la vecindad solar. Consideramos  $t_0 = t_D$  (edad del disco de la galaxia).

# Función de luminosidad en la vecindad solar

- Caso II : SFR es exponencialmente decreciente, o sea  $f(t) = e^{-\alpha t}$ , con  $\alpha > 0$ . En ese caso,

$$\begin{aligned}\Phi(M_V) &= \frac{1}{t_0} \int_0^{t_0} \Phi_0(M_V) e^{-\alpha t} dt = \frac{\Phi_0(M_V)}{t_0} \left[ -\frac{e^{-\alpha t}}{\alpha} \right]_0^{t_0} dt = \\ &= \frac{\Phi_0(M_V)}{t_0} \left( \frac{1 - e^{-\alpha t_0}}{\alpha} \right) = \frac{\Phi_0(M_V)}{\alpha t_0} \left( \frac{e^{\alpha t_0} - 1}{e^{\alpha t_0}} \right) \quad \text{si } t_{SP} \geq t_0\end{aligned}$$

$$\begin{aligned}\Phi(M_V) &= \frac{1}{t_0} \int_{t_0 - t_{SP}}^{t_0} \Phi_0(M_V) e^{-\alpha t} dt = \frac{\Phi_0(M_V)}{t_0} \left[ -\frac{e^{-\alpha t}}{\alpha} \right]_{t_0 - t_{SP}}^{t_0} = \\ &= \frac{\Phi_0(M_V)}{\alpha t_0} \left[ e^{-\alpha(t_0 - t_{SP})} - e^{-\alpha t_0} \right] = \\ &= \frac{\Phi_0(M_V)}{\alpha t_0} \left( \frac{e^{\alpha t_{SP}}}{e^{\alpha t_0}} - \frac{1}{e^{\alpha t_0}} \right) = \frac{\Phi_0(M_V)}{\alpha t_0 e^{\alpha t_0}} (e^{\alpha t_{SP}} - 1), \quad \text{si } t_{SP} < t_0\end{aligned}$$

Despejando, en este caso

$$\Phi_0(M_V) = \frac{\alpha t_0 e^{\alpha t_0}}{e^{\alpha t_0} - 1} \Phi(M_V), \quad \text{si } t_{SP} \geq t_0$$

$$\Phi_0(M_V) = \frac{\alpha t_0 e^{\alpha t_0}}{e^{\alpha t_{SP}} - 1} \Phi(M_V), \quad \text{si } t_{SP} < t_0$$

## Función de luminosidad en la vecindad solar

Notemos que la función  $f(t)$  podría haber sido normalizada de tal modo que resultara

$$\frac{\alpha t_0 e^{\alpha t_0}}{e^{\alpha t_0} - 1} = 1$$

Si lo hacemos ahora, el resultado final sería

$$\Phi_o(M_V) = \Phi(M_V), \quad \text{si } t_{SP} \geq t_0$$

$$\Phi_o(M_V) = \frac{e^{\alpha t_0} - 1}{e^{\alpha t_{SP}} - 1} \Phi(M_V), \quad \text{si } t_{SP} < t_0$$

Aquí también notemos que, cuando  $t_{SP} < t_0$ , el factor que multiplica a  $\Phi(M_V)$  es mayor que uno y por tanto para esas luminosidades hubo más de lo que vemos.

# Constraining the star formation rate in the solar neighbourhood with star clusters

C. Bonatto<sup>★</sup> and E. Bica

*Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio*

Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil

[link al paper](#)

\* embedded clusters (ECs)

\* age distribution function (ADF)

The best match between observed and simulated ADFs corresponds to a **non-constant SFR**, with **enhanced rates for the ages  $\leq 9$  Myr and 220–600 Myr** (the so-called local starburst). The average SFR is  $\overline{\text{SFR}} \approx (2500 \pm 500) M_{\odot} \text{ Myr}^{-1}$ , corresponding to the average density  $\overline{\Sigma}_{\text{SFR}} \approx (790 \pm 160) M_{\odot} \text{ Myr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ . These values agree with the SFR inferred from ECs, but represent only  $\sim 16$  per cent of the rate implied by field stars. Both the local starburst and the recent formation ( $\leq 9$  Myr) have ADF amplitudes suggesting periods with a SFR about twice the average value. We also find that  **$91.2 \pm 2.7$  per cent of the clusters created in the solar neighbourhood dissolve before 10 Myr**, which is consistent with the rate of EC dissolution.



# Repaso de la determinación de la distancia a cúmulos abiertos

Todas las estrellas del cúmulo están aproximadamente a la misma distancia.

**Problema:** la mayoría de los cúmulos abiertos están confinados al plano de la galaxia, donde hay más contaminación por estrellas del disco, y extinción por material interestelar.

## Métodos de medición de distancia:

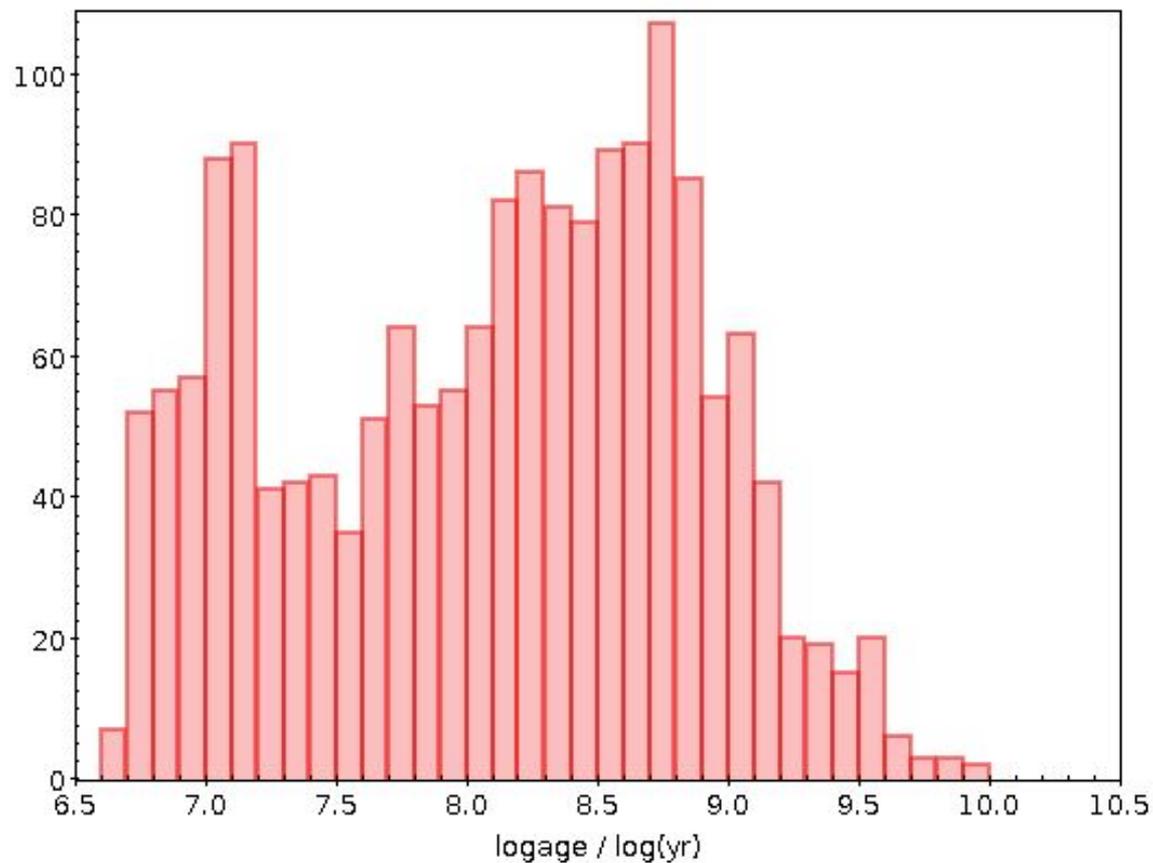
- 1) Medir la distancia a cada una de las estrellas y calcular el promedio.
- 2) Ajuste de la secuencia principal (comparando la secuencia principal con aquella de un cúmulo de distancia conocida, como el cúmulo de las Híades).
- 3) Determinación de la ZAMS, y comparación de la secuencia principal del cúmulo de interés, con la ZAMS.

Satélites que hicieron avanzar mucho este campo de investigación ya que midieron, y continúan midiendo, paralajes y movimientos propios con altísima precisión:

Hipparcos (1989 - 1993) [Hipparcos - overview](#)

Gaia (2013- continúa) [Gaia - overview](#)

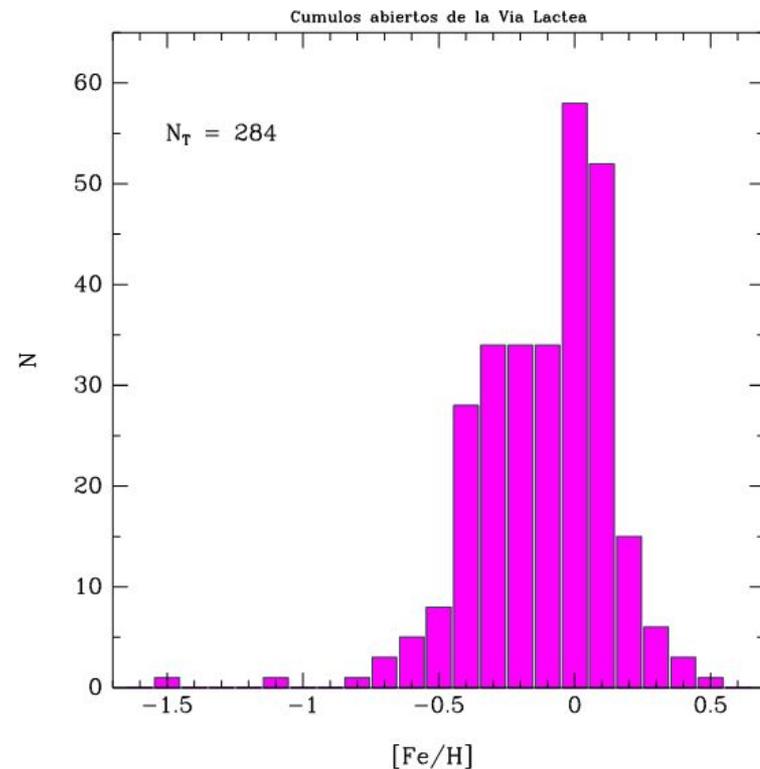
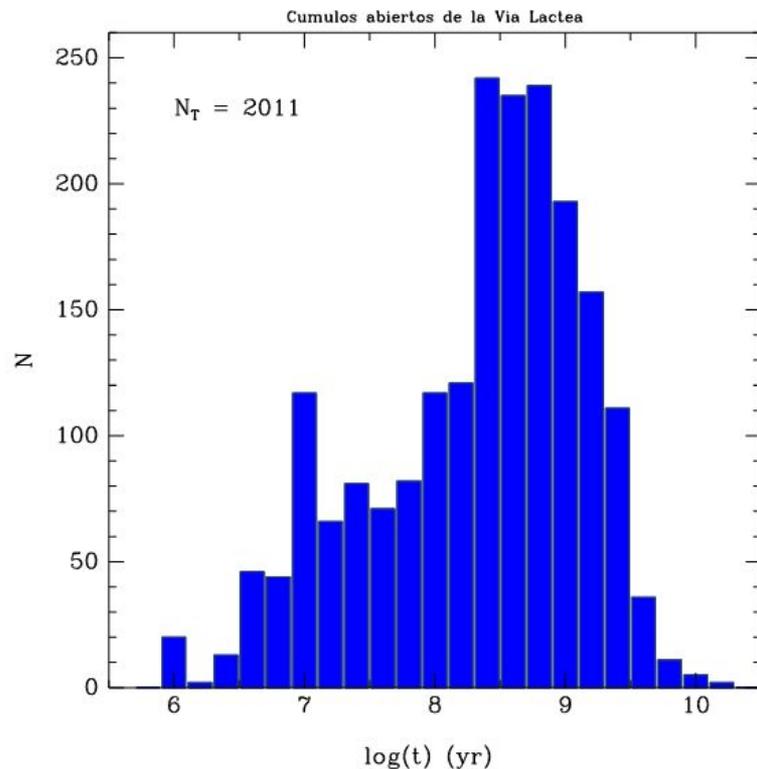
## Distribución de **edades** de los cúmulos abiertos



[Datos de la tabla de Dias et al. 2021](#)

# Distribuciones en edad y metalicidad

Estos plots son algo antiguos, pero válidos



edad

metalicidad

# Gradientes de edad y de metalicidad

Plots algo antiguos, pero válidos

Metalicidad en función de la distancia al centro Galáctico y altura sobre el plano

