

# Sistemas Estelares 2024

Cúmulos Globulares - clase 01

Prof. Gabriel Ferrero

**Messier 3 / NGC 5272**, imagen del telescopio 3.5m WIYN  
(Wisconsin Indiana Yale NOAO Observatory)



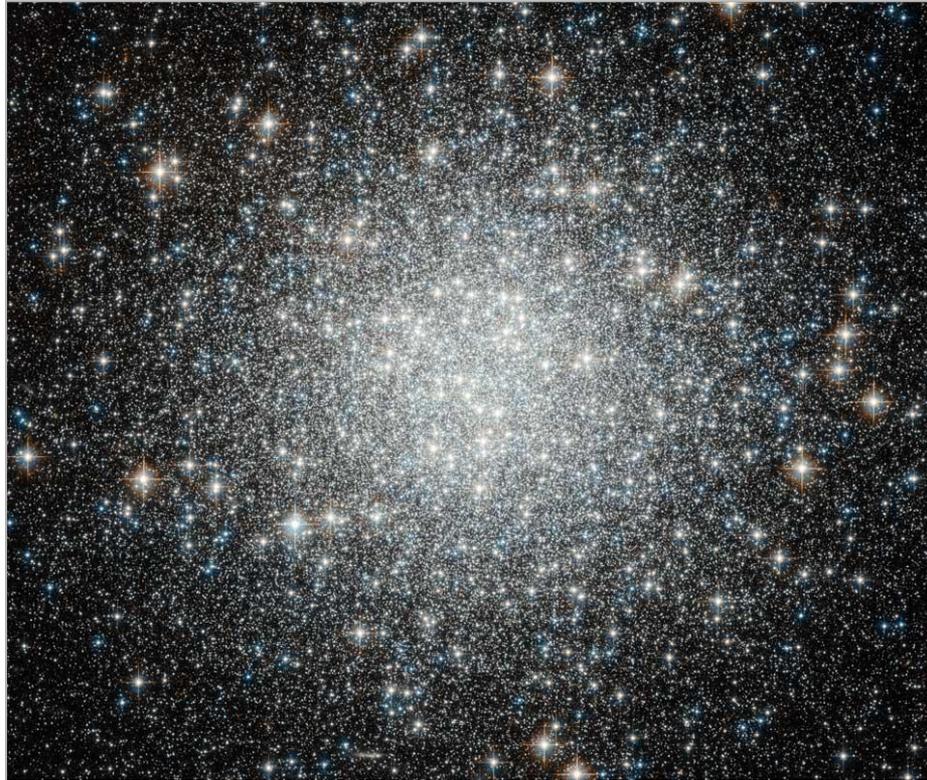
**Ejemplos: 47 Tuc / NGC 104** en el hemisferio Sur, es el 2º Cúmulo Globular más brillante de la Vía Láctea (después de  $\omega$  Cen)



**Ejemplos: NGC 6934**, imagen de la Advanced Camera for Surveys (ACS)  
del Telescopio Espacial Hubble (HST)



**Ejemplos: M53 / NGC 5024**, imagen del Telescopio Espacial Hubble



Ahora intentemos definir un cúmulo globular.

¿Cómo lo definirían ustedes?

# Características básicas de los cúmulos globulares (CGs)

- Aspecto regular y  $\sim$  esférico.
- Sistemas estelares viejos: 10 a 14 x  $10^9$  años (10<sup>9</sup> años = 1 Gyr)
- Masas:  $\sim 10^4 - 10^6 M_{\odot}$
- Intrínsecamente brillantes:  $M_V \sim -4$  a  $-10$  mag (mag. integradas)
- Tamaños compactos:  $r_t \sim$  algunos pc / decenas de pc
- Poblaciones estelares “simples” (algo que requiere discusión ...)
- Las galaxias están rodeadas por decenas, centenares y hasta miles de CGs.
- Reflejan las condiciones de formación, dinámica y evolución de sus galaxias-huésped.

## Zoom en el cúmulo globular NGC 6388:

Este video comienza con una vista amplia de la Vía Láctea y hace zoom en el cúmulo globular NGC 6388 en la constelación de Escorpio. Las imágenes finales son las primeras del instrumento MUSE en modo “*Wide Field*” en uno de los VLT (Very Large Telescope) de ESO y la última, con mucha definición, muestra una parte del cúmulo usando el modo “*Narrow Field*” del mismo instrumento usando óptica adaptativa. (European Southern Observatory (ESO) , 2018)

<https://www.youtube.com/watch?v=SjSv65FTOFA>

# CATÁLOGOS DE PARÁMETROS DE CGs DE LA VÍA LÁCTEA

Compilado por *William E. Harris*, McMaster University  
Última revisión: Diciembre 2010

157 objetos clasificados como cúmulos globulares de la Vía Láctea

<http://physwww.mcmaster.ca/~harris/Databases.html>

- Part I: Identifications and Positional Data
- Part II: Metallicity and Photometry
- Part III: Velocities and Structural Parameters

Referencia: Harris, W.E. 1996, *Astronomical Journal*, 112, 1487.

# CATÁLOGOS DE PARÁMETROS DE CGs DE LA VÍA LÁCTEA

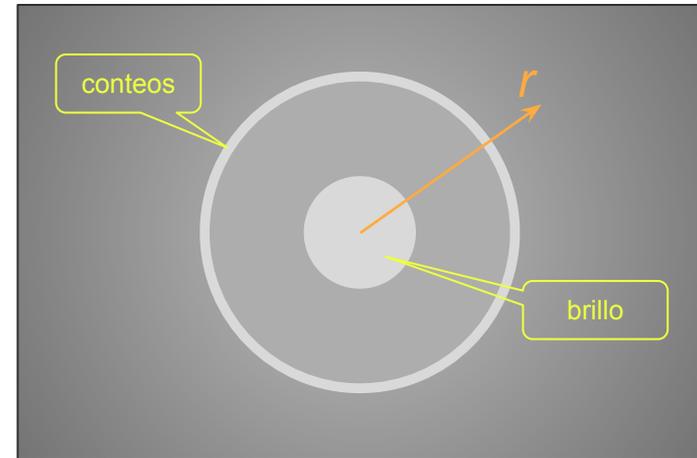
Más reciente y con bibliografía actualizada: “**Gclusters**”

Basado en el catálogo de W.E. Harris, compilado por M. Castellani (INAF – Roma)

<http://gclusters.altervista.org>

# Perfiles de brillo superficial: ajustes con *modelos de King*

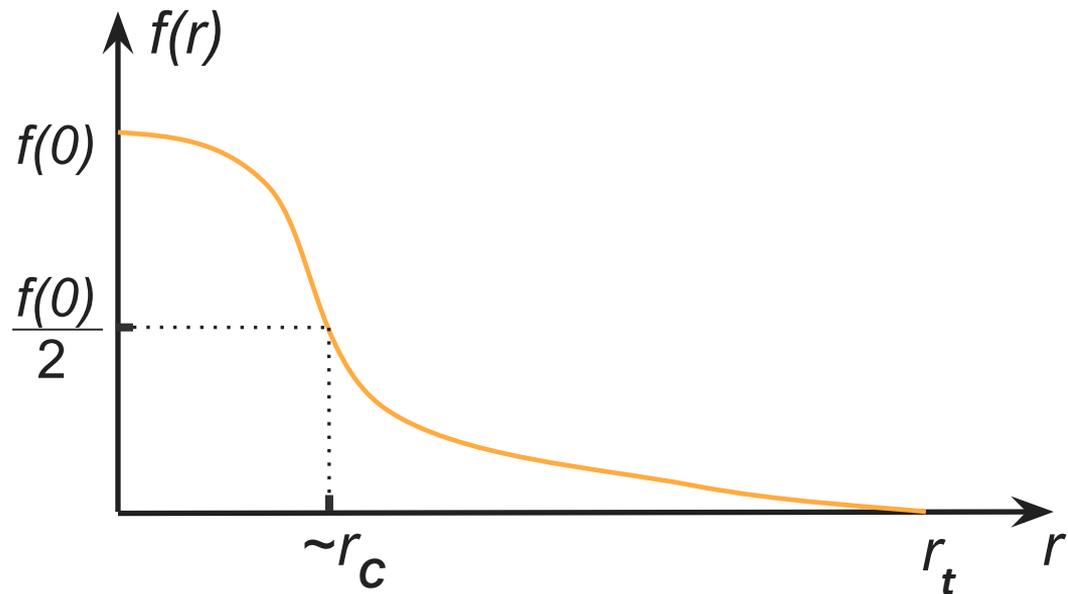
Dada la apariencia esférica de los CGs, la distribución de brillo proyectada es *paramétrica y con concentración hacia el centro*. Los perfiles de brillo superficial se obtienen midiendo el brillo por unidad de área (fotometría integrada), tal como si se midiera el brillo en anillos concéntricos. Así se obtuvo (originalmente en forma empírica) la distribución de brillo proyectada que se ajusta con la **ley de King (1962)**.



En general: en la parte interna se mide brillo y en la externa se hacen conteos estelares, según la resolución instrumental. Hay que corregir por la contaminación de fondo (“background”), observando, por ej., zonas cercanas donde no llegue el cúmulo.

# Ley de King

$$f(r) = f_0 \left\{ \frac{1}{\sqrt{1 + r^2/r_c^2}} - \frac{1}{\sqrt{1 + r_t^2/r_c^2}} \right\}^2$$



Representa una familia de curvas, y queda determinada por 3 parámetros:  $f_0$ ,  $r_c$ ,  $r_t$  que se obtienen a partir del mejor ajuste a la distribución observada.

$f(r)$ : *brillo superficial* (en unidades de flujo/"superficie", esto es mag/arcsec<sup>2</sup>) o *densidad numérica proyectada* (nro. de estrellas/área suponiendo que todas tienen igual masa).

$r$ : *distancia radial proyectada* (es la variable independiente).

$f_0 \approx f(0)$ : aproximadamente el *brillo central*.

$r_c$ : radio del "core".  $r_t$ : radio de marea o "tidal", corresponde a la mayor distancia al centro que puede tener una estrella y seguir estando ligada al cúmulo.

$r_t$  es un límite físico que depende de la fuerza de marea de la Galaxia. En el gráfico es el radio en que  $f(r) \rightarrow 0$  (luego de corregir la contaminación de fondo).

Valores típicos:  $r_c = 0.5$  a  $1.5$  pc ,  $r_t = 20$  a  $50$  pc

(entonces, un valor típico será  $r_t / r_c \sim 30$ , con lo que el 2º término de la ley de King es  $\sim 0.03$ )

□ Si  $r = r_c$  con  $r_t \gg r_c \Rightarrow f(r_c) \cong f_0 / 2$

□ En el caso límite  $r_t \rightarrow \infty = f(r) = \frac{f_0}{1 + (r/r_c)^2}$  (ley de Hubble modificada,

sólo 2 parámetros libres)

donde:  $f(0) = f_0$  y  $f(r_c) = f_0 / 2$

□ Con ajuste a la ley de King también se obtiene el *parámetro de concentración*  $c = \log\left(\frac{r_t}{r_c}\right)$

# Perfil observado combinando brillo superficial y conteos estelares

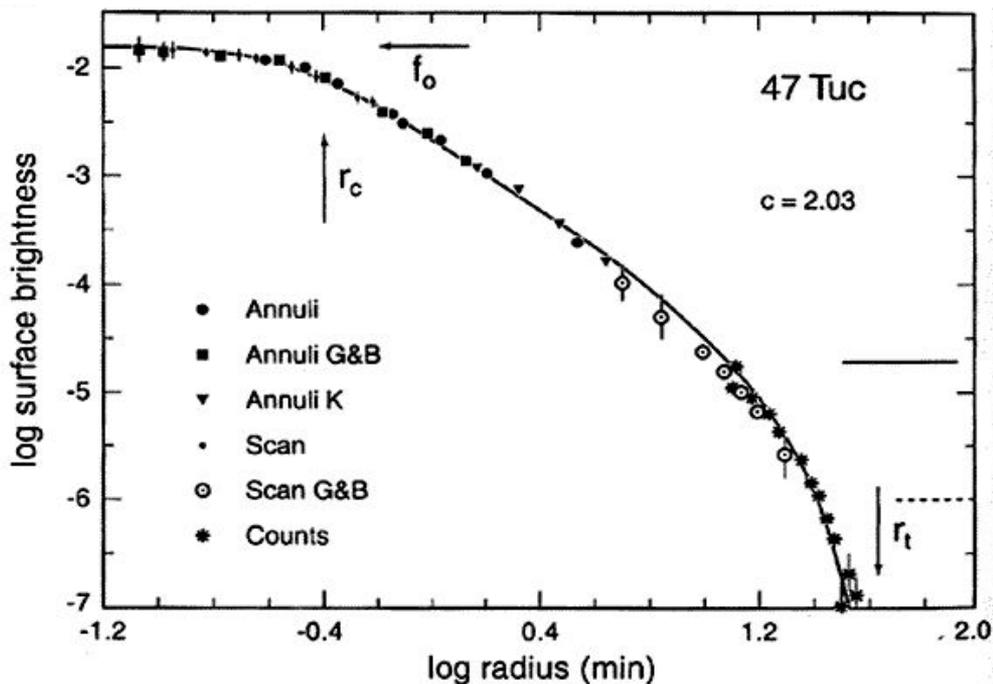
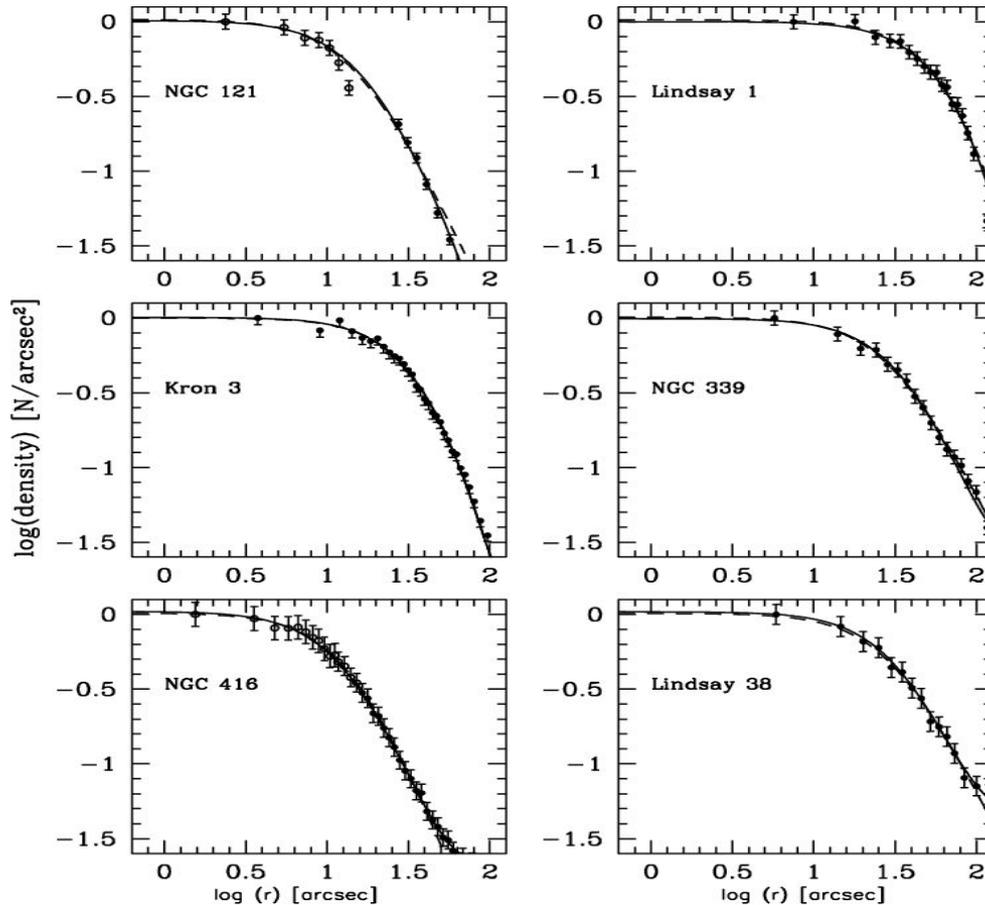


FIGURE 6. Surface brightness profile of 47 Tuc from Illingworth & Illingworth (1976). 'Annuli' are centered apertures measurements, 'scan' refers to photoelectric scans, and 'counts' refers to star counts on photographic plates. The parameters  $f_0$ ,  $r_c$  and  $r_t$  are the central surface brightness and core and tidal radii from King's (1966a) models.  $c$  is the concentration parameter. The horizontal lines indicate the background level for the different observations. Surface brightness units are  $V = 10.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$

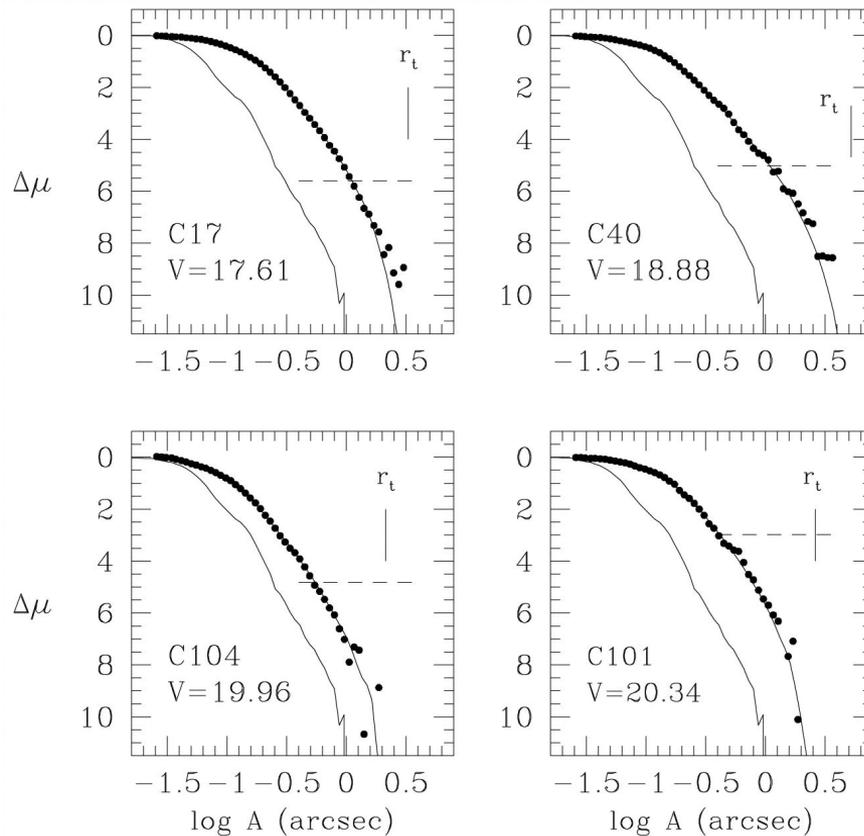
# Perfiles observados de densidad numérica proyectada



Perfiles de densidad numérica en cúmulos de la Nube Menor de Magallanes.

Las líneas sólidas indican el mejor ajuste de la distribución de densidad en la dirección radial con un modelo de King (Glatt et al. 2009)

# Perfiles observados de brillo superficial



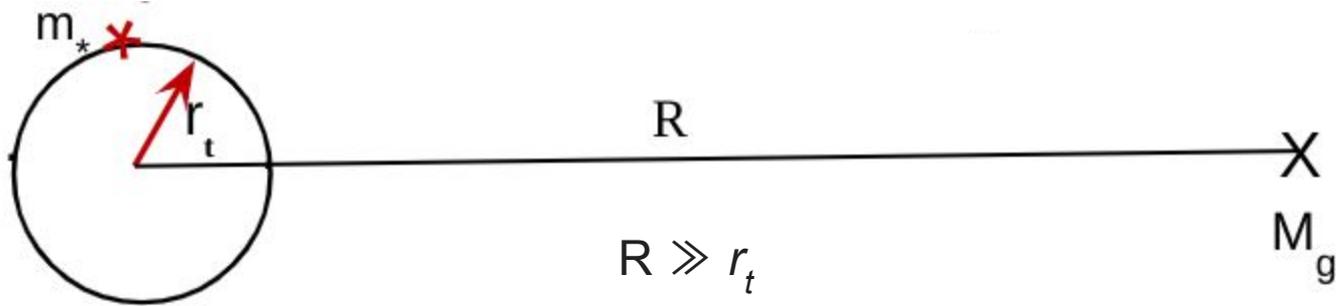
Perfiles típicos de 4 CGs asociados a la galaxia NGC 5128  
(círculos llenos: observaciones HST)

$\Delta\mu$ : brillo superficial  $V$  [mag/arcsec<sup>2</sup>]  
respecto al brillo superficial central

$A$ : semieje mayor [arcsec]

Harris et al. 2002

# Cálculo estimativo del radio de marea



Consideremos un cúmulo globular de masa  $M_c$  y radio de marea  $r_t$ , ubicado a una distancia  $R$  del centro de la galaxia, donde se concentra toda la masa  $M_g$  de la misma (ver Fig. II). Si  $m_*$  es la masa de una estrella que pertenece al cúmulo, ubicada justo en el límite del mismo, la fuerza de atracción gravitatoria de la galaxia sobre la estrella (por unidad de masa) será:

$$F = \frac{F_{g*}}{m_*} = -G \frac{M_g}{R^2}$$

y la variación de esta fuerza con la distancia (o sea su gradiente en la dirección radial) será:

$$\frac{dF}{dR} = 2G \frac{M_g}{R^3}$$

# Cálculo estimativo del radio de marea

Nos interesa en particular *la variación de la fuerza con  $R$*  entre distintos puntos en el cúmulo, que es la *fuerza de marea* que ejerce la galaxia, por lo que tomamos:

$$dR \equiv r_t \Rightarrow dF = 2G \frac{M_g}{R^3} r_t \quad (9)$$

La galaxia ejerce una fuerza mayor sobre las estrellas del cúmulo cercanas al centro de la galaxia y una fuerza menor sobre las más lejanas.

Por otro lado, la fuerza debida a la atracción gravitatoria del cúmulo sobre una estrella que se ubica a una distancia  $r_t$  del centro del mismo será:

$$\frac{F_{c*}}{m_*} = G \frac{M_c}{r_t^2} \quad (10)$$

# Cálculo estimativo del radio de marea

Por tanto, para que el cúmulo se mantenga unido y no pierda sus estrellas, debe haber un equilibrio entre las fuerzas (9) y (10) para las estrellas del borde:

$$2G \frac{M_g}{R^3} r_t = G \frac{M_c}{r_t^2} \Rightarrow r_t = R \left( \frac{M_c}{2M_g} \right)^{1/3}$$

Vemos que el radio de marea es mayor cuanto mayor es la distancia del cúmulo al centro de la galaxia y cuanto mayor es la masa del cúmulo, y es menor cuanto mayor es la masa de la galaxia.

(Este cálculo es una primera aproximación. Para hacerlo más preciso habría que plantearlo como un problema restringido de 3 cuerpos y usar una ley más realista para la distribución de masa de la galaxia.)

# Cálculo estimativo de la masa de cúmulos globulares usando el teorema del virial

**Hipótesis:** supongamos que tenemos un cúmulo esférico de partículas (masas puntuales) con densidad constante que constituyen un sistema ligado gravitacionalmente (la única interacción entre las partículas es gravitatoria) y en el cual se cumple el teorema del virial<sup>1</sup>. Se tendrá por tanto que

$$2\langle K \rangle + \langle U \rangle = 0 \quad (3)$$

donde  $\langle K \rangle$  y  $\langle U \rangle$  son, respectivamente, el promedio temporal de la energía cinética total y de la energía potencial total del sistema.

En primer lugar notemos que, para la energía cinética de una partícula de masa  $m$ , como la masa de la partícula es constante, podemos escribir

$$\langle K \rangle = \left\langle \frac{1}{2}mv_i^2 \right\rangle = \frac{1}{2}m\langle v_i^2 \rangle \quad (4)$$

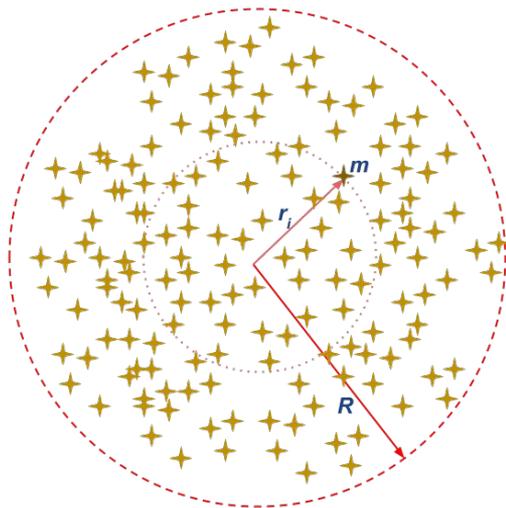
Por otro lado, la fuerza sobre una partícula de masa  $m$  a una distancia  $r_i$  del centro del cúmulo será

$$|F_i| = \frac{GmM_i}{r_i^2}$$

donde  $M_i$  es la masa contenida dentro del radio  $r_i$ . Llamaremos  $M$  y  $R$  a la masa y el radio totales del cúmulo respectivamente.

La energía potencial de la partícula  $m$  será

$$U_i = -\frac{GmM_i}{r_i} \quad (5)$$



La densidad  $\delta$  del cúmulo se puede calcular de este modo:

$$\delta = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3}$$

pero como la densidad es constante, debe ser la misma dentro del radio  $r_i$ :

$$\delta = \frac{M_i}{\frac{4}{3}\pi r_i^3}$$

Igualando las dos ecuaciones anteriores se obtiene que

$$M_i = M \frac{r_i^3}{R^3}$$

Reemplazando este valor de  $M_i$  en la ec. (5) resulta:

$$U_i = -\frac{Gm}{r_i} M \frac{r_i^3}{R^3} = -\frac{GMm}{R^3} r_i^2$$

Y reemplazando ahora esta ecuación y (4) en (3), tenemos que

$$\frac{1}{2}m\langle v_i^2 \rangle - \left\langle \frac{GMm}{R^3} r_i^2 \right\rangle = 0$$

de donde

$$\langle v_i^2 \rangle = \left\langle \frac{GM}{R^3} r_i^2 \right\rangle$$

Y como  $M$  y  $R$  son constantes, al calcular el promedio temporal del lado derecho tendremos

$$\langle v_i^2 \rangle = \frac{GM \langle r_i^2 \rangle}{R^3}$$

y por tanto, despejando nos queda

$$M = \frac{1}{G} \frac{\langle v_i^2 \rangle}{\langle r_i^2 \rangle} R^3 \quad (6)$$

Para poder utilizar esta ecuación, reemplazamos  $\langle v_i^2 \rangle$  por un valor típico  $\langle v \rangle$  que caracteriza al sistema. De las observaciones espectroscópicas de un cúmulo se puede obtener un valor cuadrático medio de la velocidad radial  $\langle v_r^2 \rangle$ . Pero lo que necesitamos es un valor cuadrático medio *de la velocidad espacial*  $v_e$  de las partículas respecto al baricentro del cúmulo<sup>1</sup>. Si suponemos que las velocidades tienen una distribución isotrópica, se puede obtener la velocidad espacial suponiendo que

$$v_e^2 = v_r^2 + v_x^2 + v_y^2 = 3v_r^2$$

donde  $v_x$  y  $v_y$  serían las componentes de la velocidad en el plano del cielo.

Si la distribución no fuera isotrópica, podríamos suponer que la relación entre  $v_e^2$  y  $v_r^2$  esté dada por un factor de proyección  $f_p$ . De ese modo, asumimos

$$\langle v^2 \rangle = f_p \langle v_r^2 \rangle \quad (7)$$

Donde, el caso de una distribución isotrópica sería  $f_p = 3$ .

Por otra parte, para estimar  $\langle r_i^2 \rangle$ , lo que hacemos es estimar cuál es la probabilidad de tener un radio vector, para la masa  $m$ , comprendido entre  $r_i$  y  $(r_i + dr_i)$ , como en la Fig. IV.

Puesto que asumimos  $\delta$  constante, esta probabilidad puede calcularse como la relación de volúmenes entre: una cáscara de radio  $r_i$  y espesor  $dr_i$ , y el volumen total de una esfera de radio  $R$ . Es decir

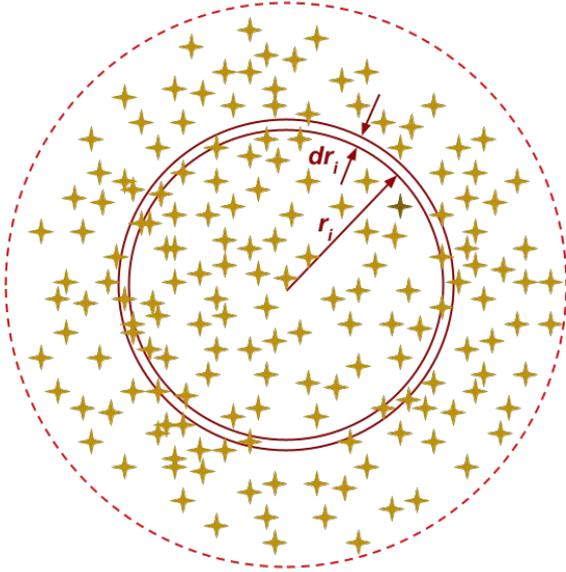
$$f(r_i) dr_i = \frac{4\pi r_i^2 dr_i}{\frac{4}{3}\pi R^3} = \frac{3r_i^2}{R^3} dr_i$$

Usando esa probabilidad podemos calcular el valor medio de  $r_i$  usando la conocida expresión para el valor medio de una variable  $x$  que se distribuya según una probabilidad  $f(x)$  sobre un intervalo  $(a, b)$ , es decir:

$$\langle x \rangle = \frac{\int_a^b f(x) x dx}{\int_a^b f(x) dx}$$

De ese modo resulta

$$\langle r_i^2 \rangle = \frac{\int_0^R f(r_i) r_i^2 dr_i}{\int_0^R f(r_i) dr_i} = \frac{\int_0^R \frac{3r_i^2}{R^3} r_i^2 dr_i}{\int_0^R \frac{3r_i^2}{R^3} dr_i} = \frac{\int_0^R r_i^4 dr_i}{\int_0^R r_i^2 dr_i} = \frac{3}{5} R^2$$



Y reemplazando este resultado y (7) en (6) se obtiene

$$M = \frac{5}{3G} \langle v_r^2 \rangle R f_p$$

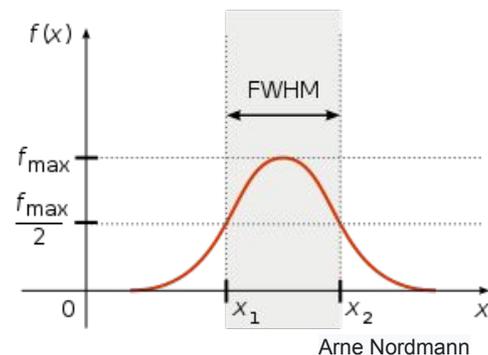
Obviamente, persiste aquí la dificultad de conocer  $\langle v_r^2 \rangle$ . Ese valor puede obtenerse de dos maneras: si es posible medir las velocidades radiales individuales de las estrellas de una gran cantidad de estrellas del cúmulo, el promedio de sus cuadrados se puede usar para estimar  $\langle v_r^2 \rangle$ .

En caso que eso no sea posible, se pueden usar las líneas del espectro integrado del cúmulo. El ancho a mitad de altura de esas líneas (FWHM, del inglés *Full Width at Half Maximum*) proporciona una estimación de la dispersión de velocidades radiales de las estrellas del cúmulo.

Por otra parte,  $R$  es un radio representativo del tamaño real del cúmulo que también se puede obtener de las observaciones (por ejemplo, ajustando una ley de King al perfil de brillo superficial y conociendo la distancia al cúmulo).

De este modo se obtienen valores típicos de masa para los cúmulos globulares del orden de

$$M_{CG} \sim 10^4 - 10^6 M_\odot$$



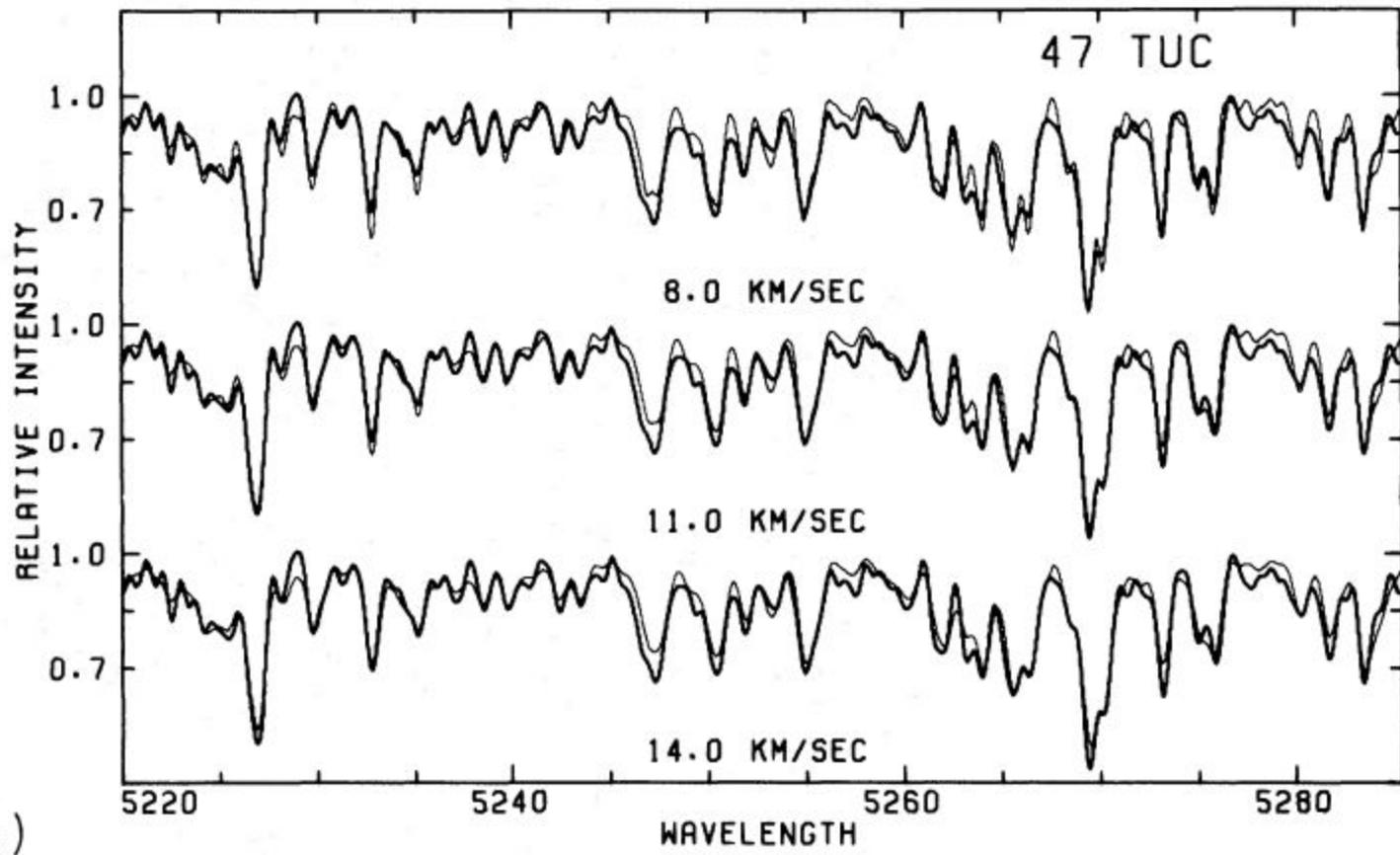
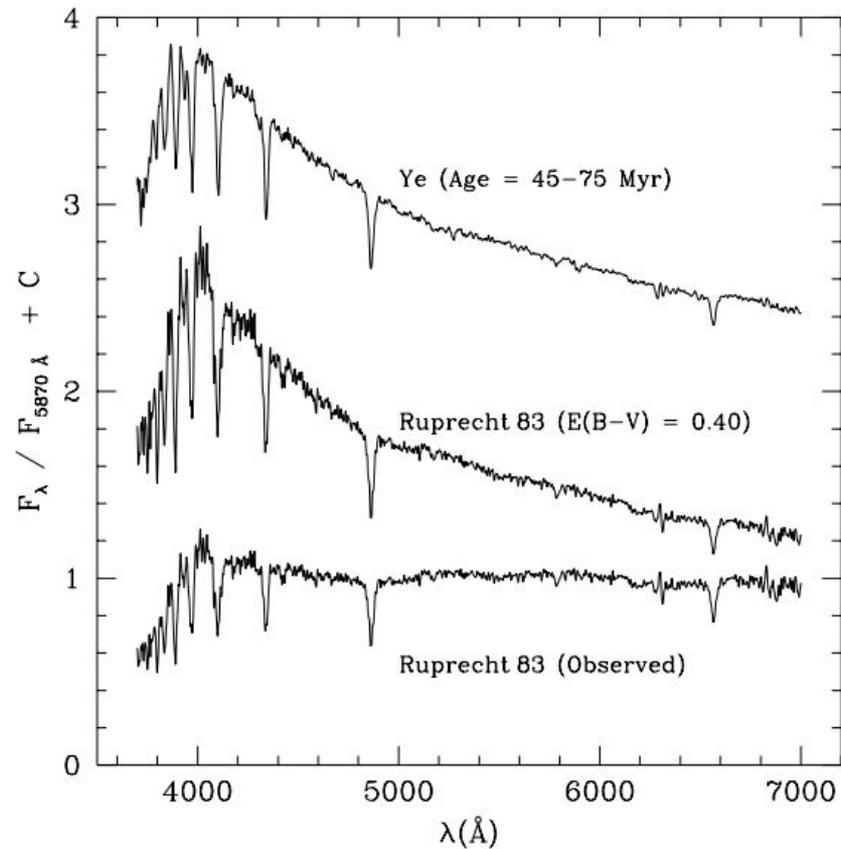
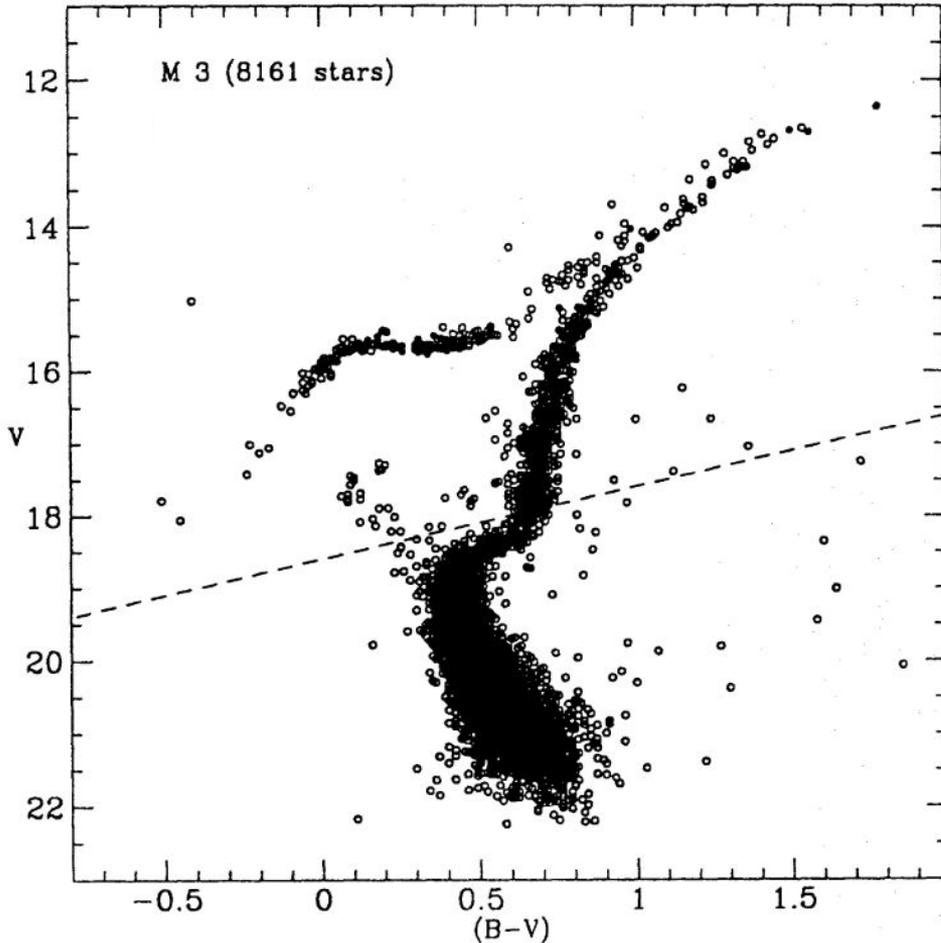


FIG. 1.—(a)–(k) Shown is the wavelength region most sensitive to changes in the velocity dispersion from one plate of each cluster. The selected best match is shown in the center with a poorer fit on either side; the velocity dispersion used is given beneath each spectrum. In each case the broad line is the cluster spectrum and the narrow line the broadened star spectrum. The comparison



Espectro integral observado de Ruprecht 83 (abajo); el mismo espectro corregido por enrojecimiento (en el medio) y el modelo (Ye) que mejor ajusta el espectro corregido.

# Diagrama color-magnitud



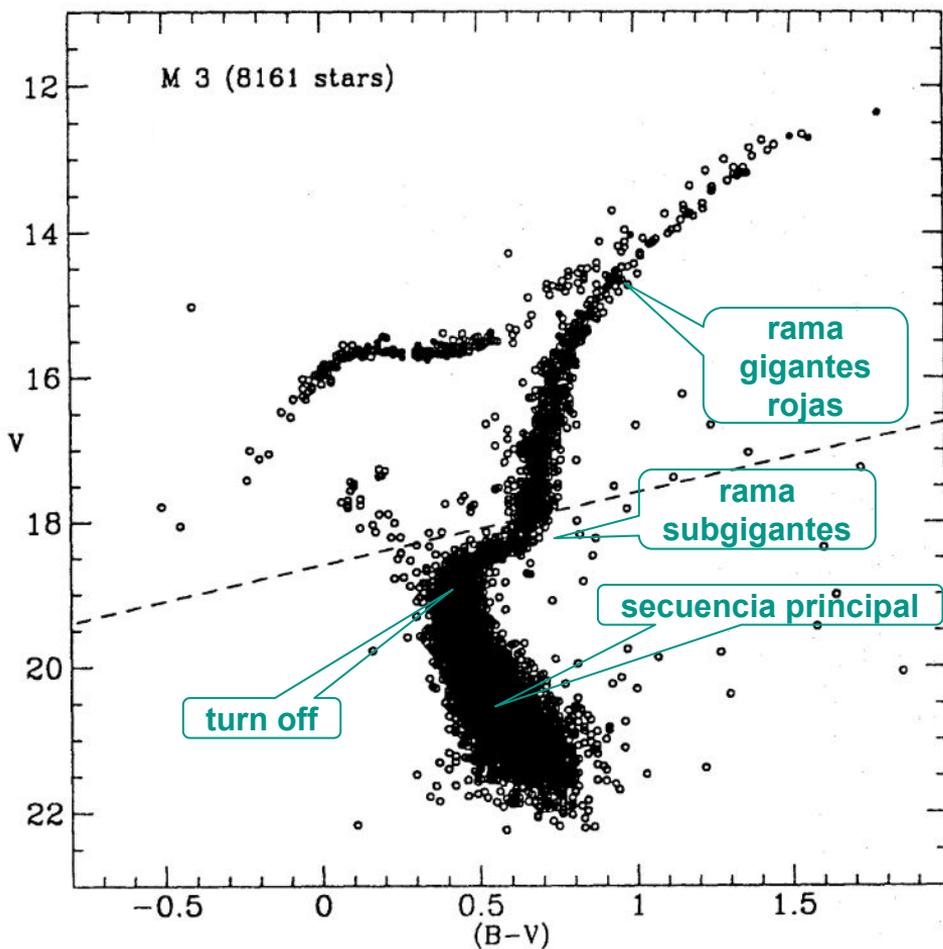
*Población estelar simple (SSP):*

conjunto de estrellas de igual edad, que nacieron en un brote de formación estelar de duración despreciable y con igual composición química.

**Los Cúmulos Globulares son la mejor aproximación a una población estelar simple**

Esta es la referencia básica para explicar la evolución estelar.

# Diagrama color-magnitud



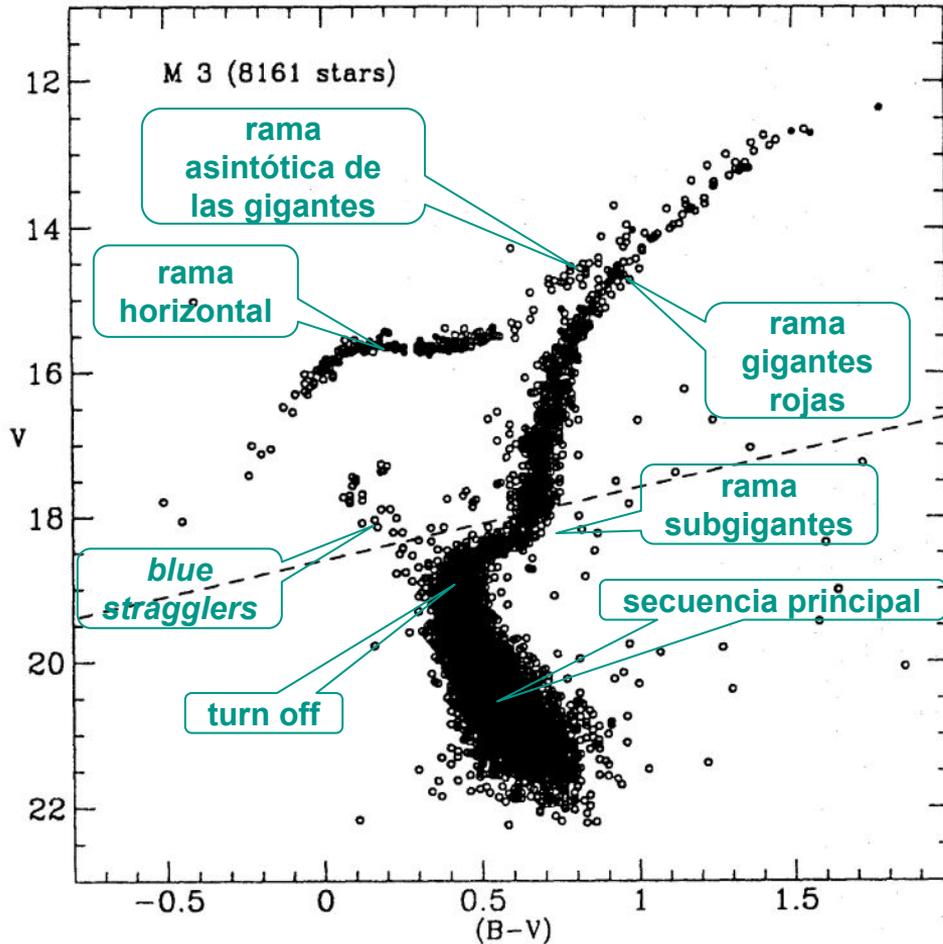
*Población estelar simple (SSP):*

conjunto de estrellas de igual edad, que nacieron en un brote de formación estelar de duración despreciable y con igual composición química.

**Los Cúmulos Globulares son la mejor aproximación a una población estelar simple**

Esta es la referencia básica para explicar la evolución estelar.

# Diagrama color-magnitud (DCM)



*Población estelar simple (SSP):*

conjunto de estrellas de igual edad, que nacieron en un brote de formación estelar de duración despreciable y con igual composición química.

**Los Cúmulos Globulares son la mejor aproximación a una población estelar simple**

Esta es la referencia básica para explicar la evolución estelar.

# Diagramas Color Magnitud de cúmulos globulares con datos del Telescopio Espacial Hubble

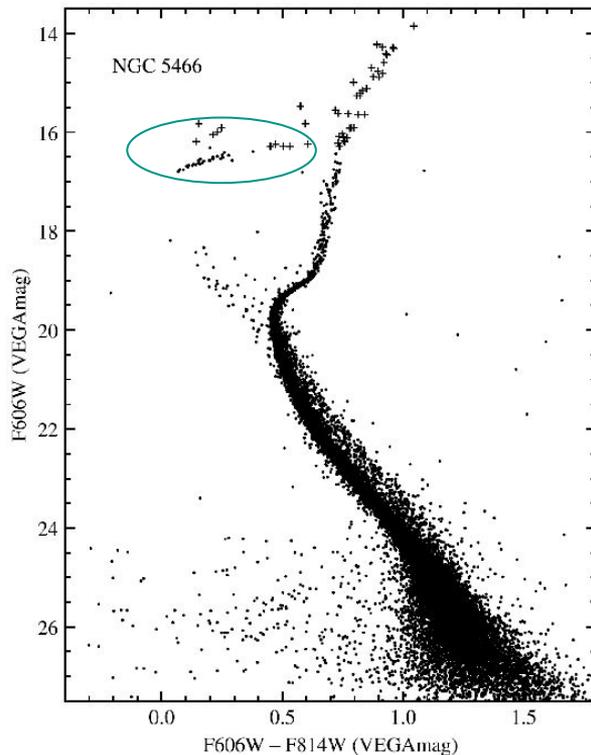


FIG. 1.—CMD for NGC 5466 in the VEGAmag system. The plus signs represent stars that are affected by at least one saturated pixel in either or both of the F606W and F814W images. This diagram contains 21,449 stars and extends to approximately 12% of the tidal radius of 34' (Harris 1996).

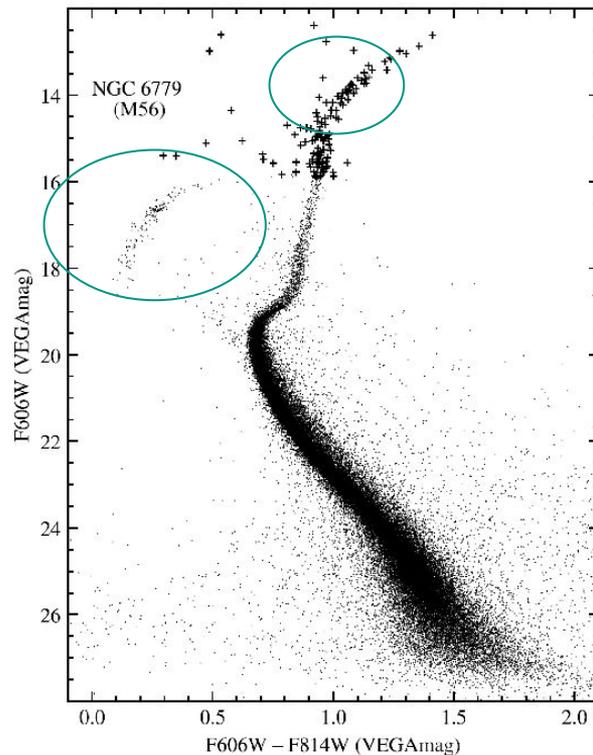


FIG. 2.—Same as Fig. 1, except that the CMD of NGC 6779 (M56) is shown, containing 61,056 stars and extending to about 50% of the tidal radius of 8.5' (Harris 1996).

# $\omega$ Centauri (13h 26m 47s -47° 28' 46")



~ 31 arcmin

## $\omega$ Centauri ( $R_{GC} = 6.4$ kpc)

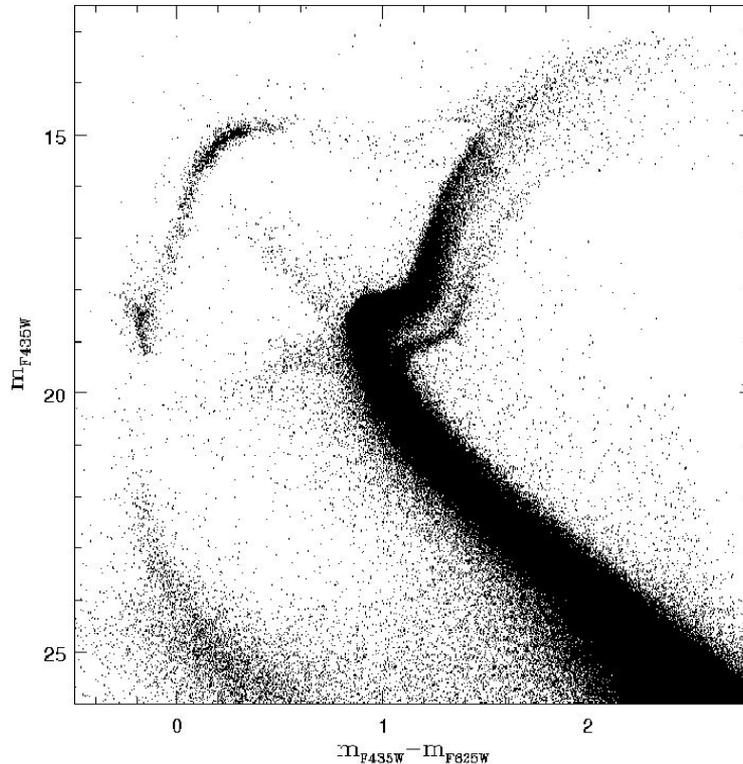
### *Población estelar múltiple\**

Gratton et al. (2011: A&A 534, A72), con abundancias de  $\sim 800$  estrellas de la rama de gigantes rojas:

35% pobres en met.  2 subgrupos

59% interm. en met.  4 subgrupos

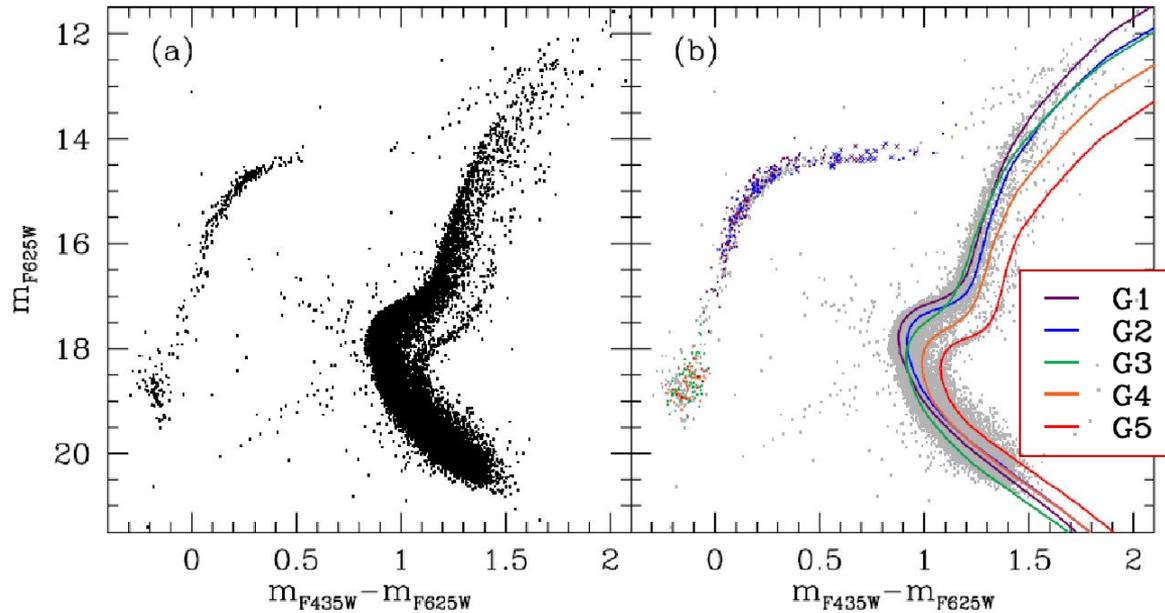
6% ricas en met.  1 subgrupo



Villanova et al. 2007 ApJ 663, 296

Estudios de cúmulos estelares masivos han mostrado que tal vez no son exactamente SSP, sino que están constituidos por múltiples poblaciones (¿varios episodios de formación estelar?)

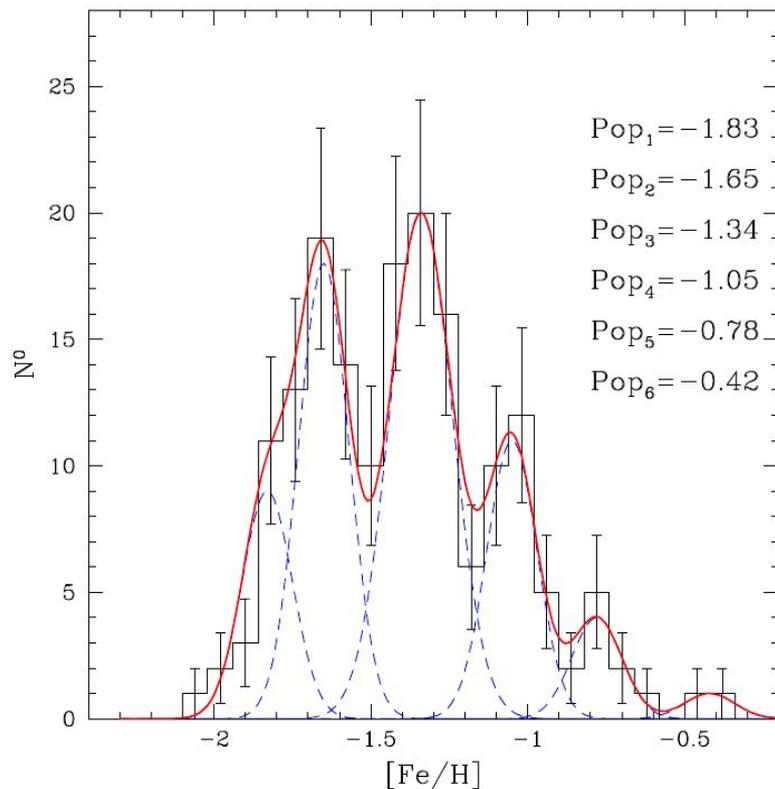
# $\omega$ Centauri: ¿población estelar múltiple?



Population	Z	[Fe/H] <sup>a</sup>	$\Delta$ [CNO/Fe] <sup>b</sup>	Y	Age (Gyr)
G1	0.0005	-1.81	0.0	0.231	13.1 ± 0.2
G2	0.0009	-1.55	0.0	0.232	13.0 ± 0.3
G3	0.0015	-1.31	0.14	0.41 ± 0.02	12.0 ± 0.4
G4	0.0057	-1.01	0.47	0.38 ± 0.02	11.4 ± 0.4
G5	0.0136	-0.62	0.47	0.39 ± 0.02	11.4 ± 0.5

Joo & Lee 2013, ApJ 762, 36 (imágenes ACS/HST y modelos)

# $\omega$ Centauri: ¿subpoblaciones?



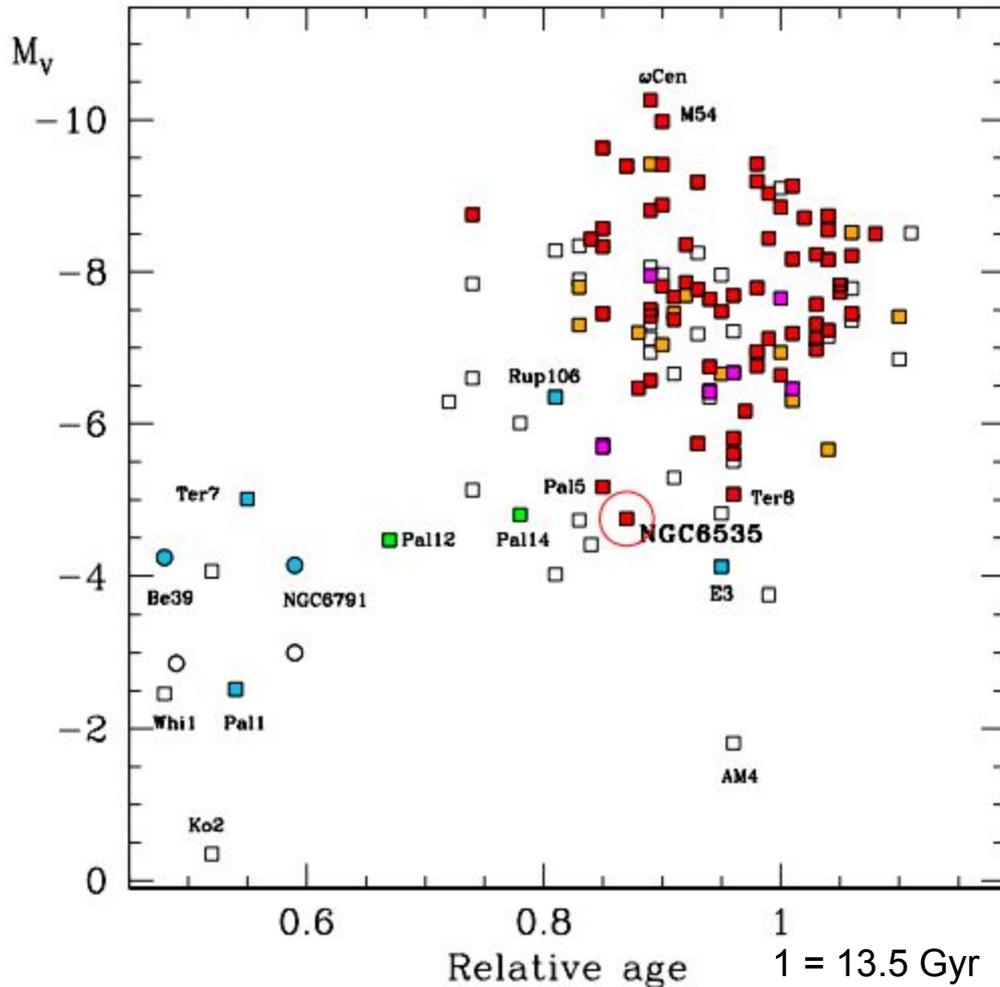
**Figure 3.** [Fe/H] distribution of our entire sample. Each subpopulation is represented by a blue Gaussian (dashed line) and its mean metallicity is indicated. The continuous red line is the sum of the Gaussians fitting the observational data.

“Estudiamos 172 estrellas pertenecientes a los cinco ramas de subgigantes (SGBs) que podemos identificar en nuestra fotometría (...) para medir su metalicidad [Fe/H] (...) todas estas SGBs tienen una distribución en metalicidad con una dispersión que excede los errores observacionales y típicamente muestra varios picos que indican la presencia de varias subpoblaciones.”

# Cúmulos Globulares en la Galaxia (hasta 2017)

Los cúmulos globulares han tenido una evolución interna compleja, que hasta hoy en día no está clara.

Edad relativa y magnitud  $V$  absoluta para los cúmulos globulares de la Vía Láctea (cuadrados blancos), incluidos los asociados con la galaxia dSph Sgr, y para cúmulos abiertos viejos (círculos). Los símbolos coloreados indican cúmulos para los cuales **a)** hay una indicación positiva de población múltiple a partir de espectroscopía de alta resolución (rojos) o de fotometría o espectroscopía de baja resolución (anaranjados); **b)** hay incertezas, pero la presencia es probable (magenta) o improbable (verde); y **c)** se encontró respuesta negativa (azul claro).





# NGC 2808: ¿población estelar múltiple?

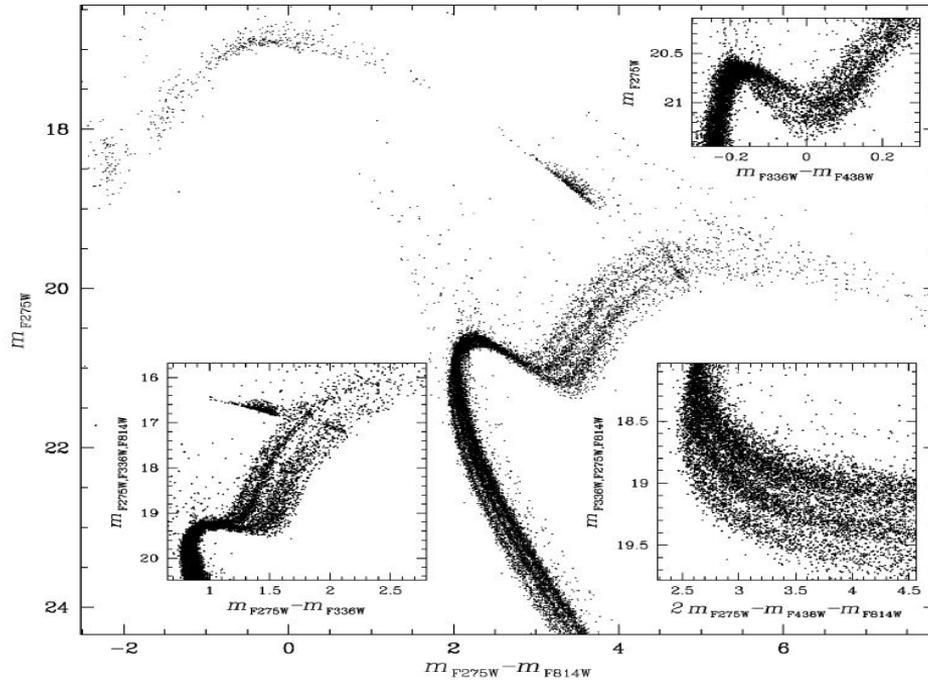


Fig. 1.—  $m_{F275W}$  vs.  $m_{F275W} - m_{F814W}$  CMD of NGC2808. The  $m_{F275W}, F336W, F814W$  against  $m_{F275W} - m_{F336W}$  (bottom-left inset),  $m_{F336W}, F275W, F814W$  against  $2 m_{F275W} - m_{F438W} - m_{F814W}$  (bottom-right inset), and  $m_{F275W}$  vs.  $m_{F336W} - m_{F438W}$  (upper-right inset) diagrams highlight multiple sequences along the RGB, the MS, and the SGB, respectively.

“Hemos identificado cinco grupos estelares distintos a lo largo de la rama de las gigantes rojas (RGB) de NGC 2808, que contienen 5.8, 17.4, 26.4, 31.3 y 19.1% del número total de estrellas en la RGB.

(...) la secuencia principal roja descubierta por Piotto et al. (2007) está compuesta por poblaciones A, B y C, mientras que la secuencia principal media y azul corresponden a las poblaciones D y C respectivamente.”

# NGC 6752: población múltiple (?) al final de la secuencia principal (SP) en el NIR

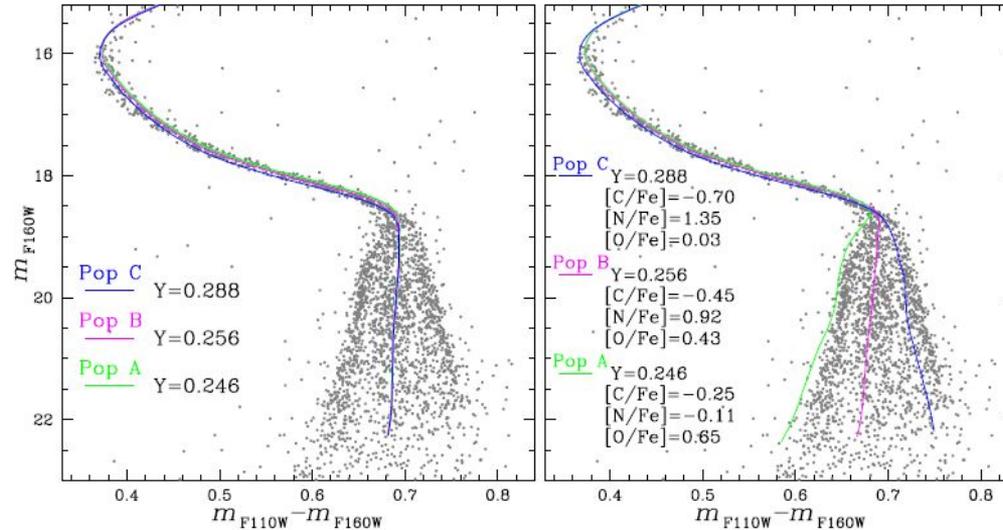
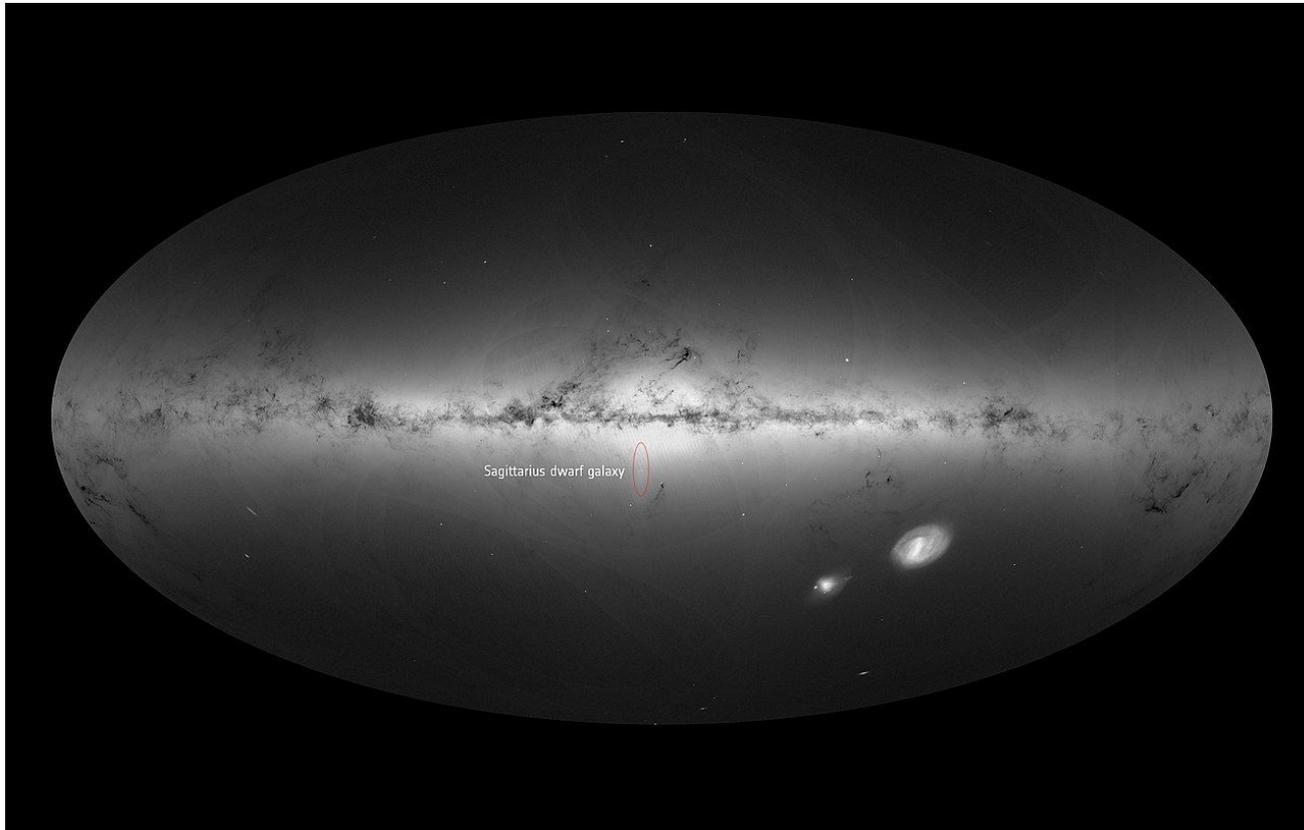


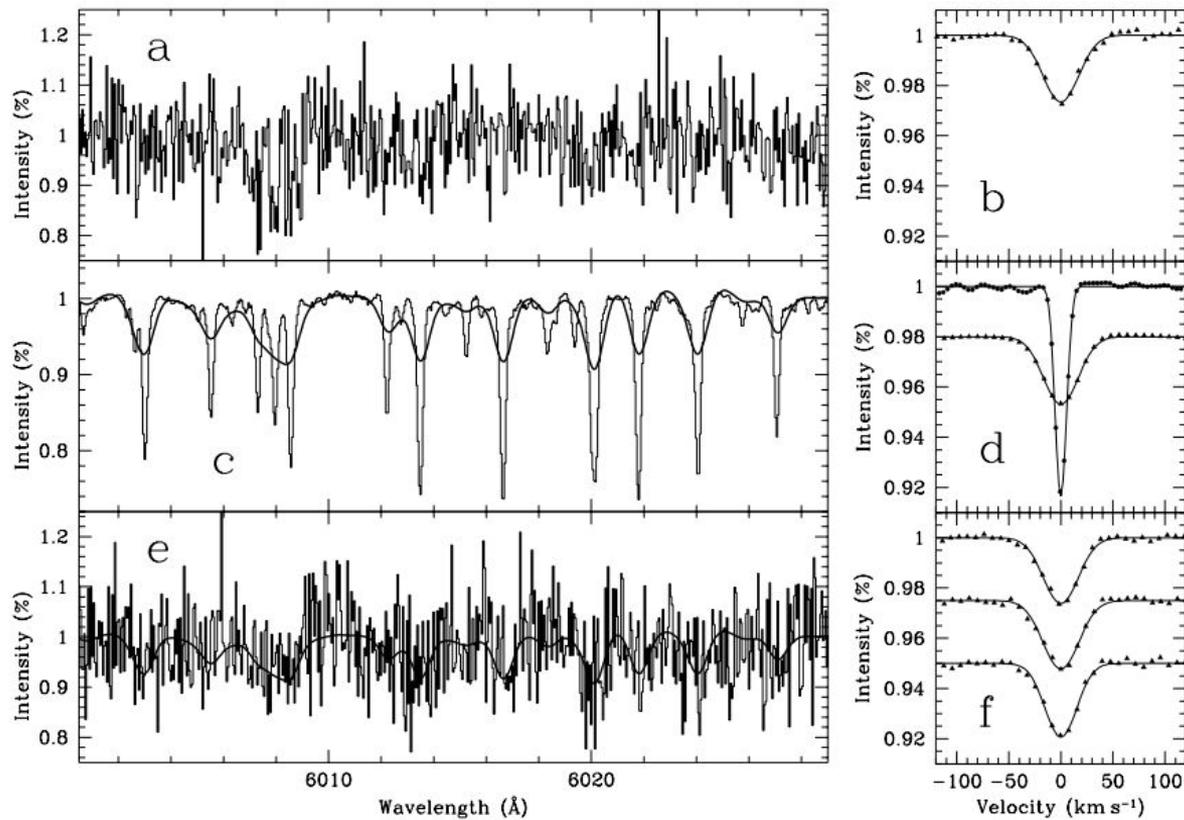
Figure 3. Dartmouth isochrones with different helium abundance overimposed on the CMD of Fig. 1. In the left-panel, where we assumed the same abundances of C, N and O, the three isochrones have similar F110W–F160W colors and are difficult to be distinguished for  $m_{F160W} \gtrsim 18.5$ . Right-panel isochrones account for the C, N and O abundances of population A, B and C as inferred from spectroscopy and quoted in the figure. The comparison between the right-panel isochrones and the observations demonstrate that the observed blue, middle and red MS correspond to population A, B, and C, respectively. See text for details.

La SP de enanas M se divide en 3 secuencias por debajo de la “rodilla” (*knee*) de la SP, que se corresponden con las ya identificadas en la SP brillante, rama de las subgigantes y rama de las gigantes rojas.

# Galaxia enana esferoidal de Sagitario (Sgr dSph) o galaxia enana elíptica de Sagitario (Sgr dE)



M 54, probable núcleo de Sgr dSph.  
STScI. A. Sarajedini.

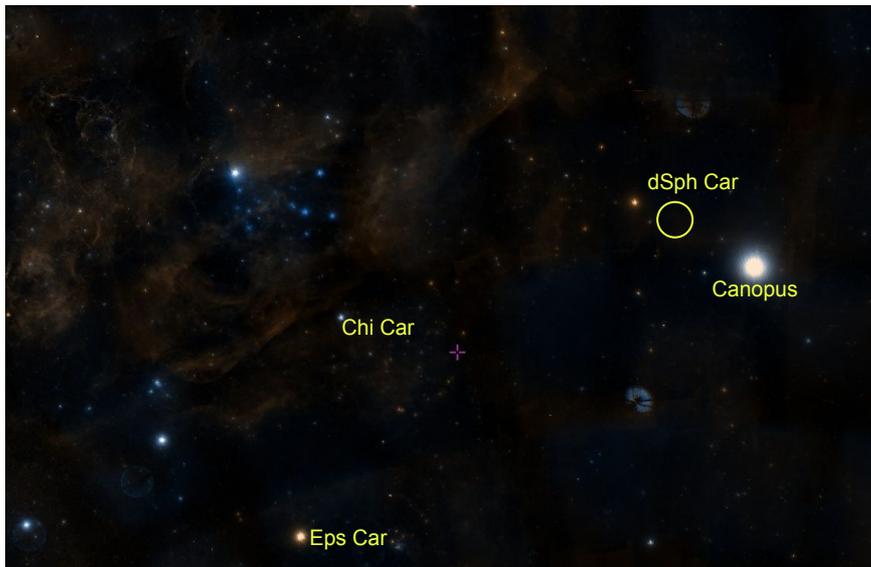


P. Dubath and Carl J. Grillmair, A&A, 321, 379–388 (1997),  
 Fig. 2a y 2b.

Determinaciones de dispersión de velocidades de un cúmulo. Simulaciones numéricas para el cúmulo Bo218 para estimar la incerteza. **a**: espectro *observado* de luz integrada del cúmulo; **b**: su función de correlación cruzada (CCF) con una plantilla que contiene líneas delgadas que se espera observar en estrellas K2III; **c**: la plantilla del espectro de la estrella estándar original y convolucionada con una gaussiana de desviación estándar igual a la dispersión de velocidades; **d**: sus correspondientes CCFs, una desplazada arbitrariamente; **e**: la plantilla de espectro convolucionada (otra vez) y un ejemplo de su espectro con ruido adicional, simulando el espectro *observado* del cúmulo; y **f**: tres ejemplos de CCFs de espectros ruidosos convolucionados tomados al azar y desplazados arbitrariamente, simulando la CCF del cúmulo (panel **b**). Esta figura muestra solamente una pequeña parte de los espectros (aproximadamente 1/50 de su rango total de longitud de onda).

# Galaxia enana esferoidal de Carina

(dSph Car, 06h 41m 36.7s -50° 57' 58")



DSS2



ESO/G. Bono & CTIO

dSph Car es una de las galaxias más cercanas a la Tierra ( $\sim 100$  kpc), pero es tan débil ( $V \sim 11.3$ ) y difusa ( $23' \times 16'$ ) que recién se descubrió en los '70s.

# Galaxia enana esferoidal de Carina (Car dSph)

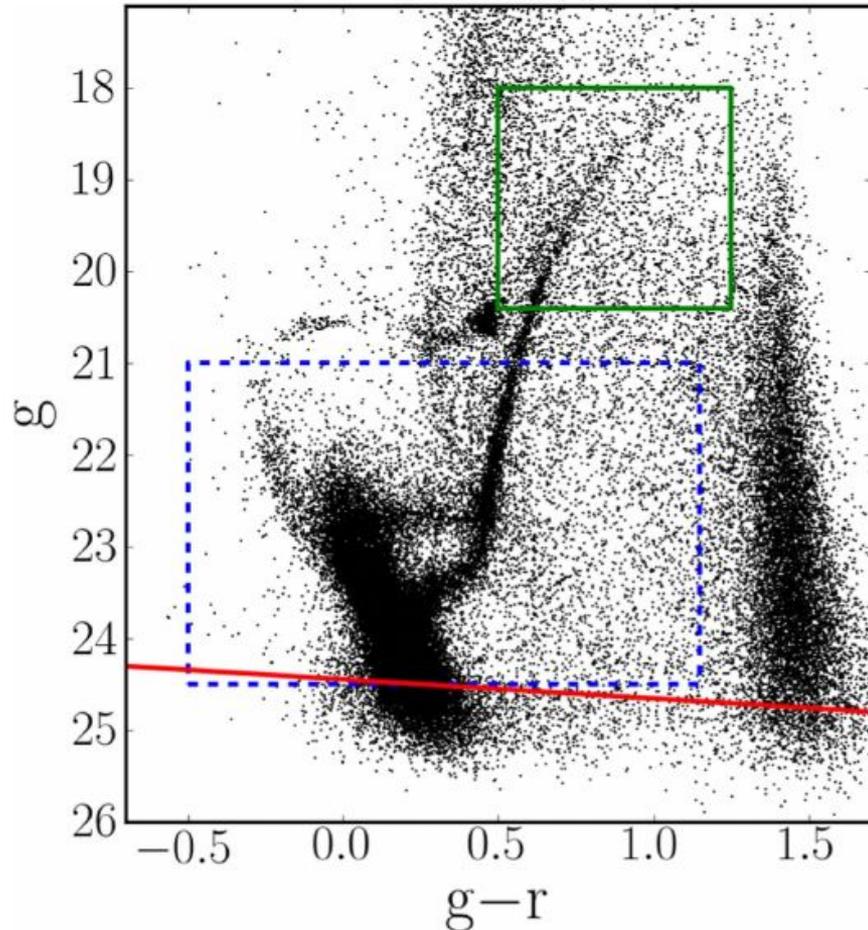


Diagrama Color - Magnitud de las estrellas dentro de  $1.3 r_{\text{tidal}}$  de dSph Car.

Se ajustan 2 episodios de formación estelar, uno con edad  $> 10$  Gyr y otro con edad 2 - 8 Gyr. No hay formación estelar reciente.

Su historia de formación estelar difiere de la Vía Láctea. La frecuencia y duración de sus eventos de formación estelar no se corresponden con su órbita.

Línea roja: 50% de completitud. Caja azul: estrellas para comparar con modelos (fotometría). Caja verde: estrellas para comparar metalicidades (espectroscopía).