

# Astronomía Extragaláctica

## Cap. 2: Poblaciones estelares

Profes.: Favio R. Faifer y Sergio. A. Cellone

Universidad Nacional de La Plata, Argentina

curso 2024

## Cap. 2: Poblaciones estelares

- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

# Espectros ópticos

## Estrellas de la MS

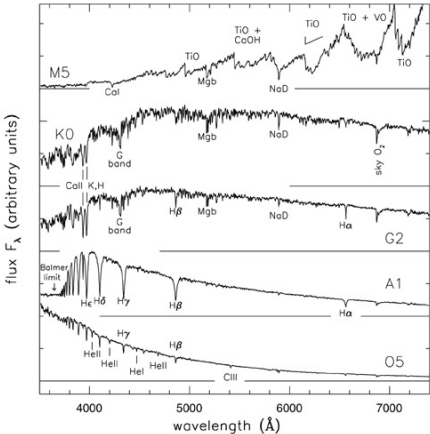


Fig 1.1 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007



# Espectros ópticos

Galaxias de disco

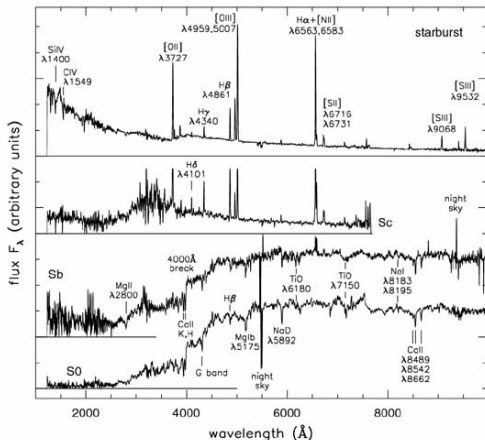
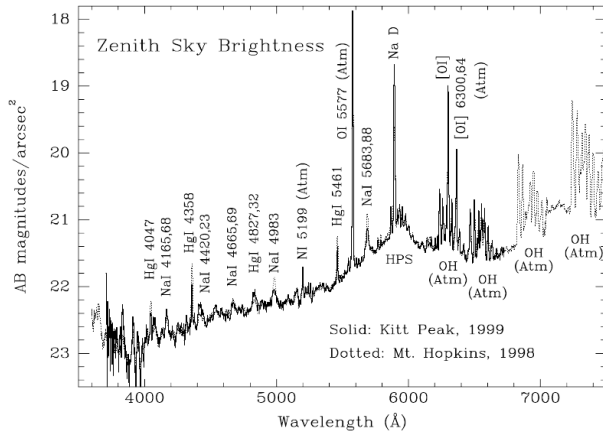


Fig 5.24 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

# Espectros ópticos

## Emisión del cielo nocturno



Notar que en el espectro están presentes tanto líneas de origen natural como también varias de origen artificial (Na y Hg).

# Transmisión atmosférica y bandas fotométricas

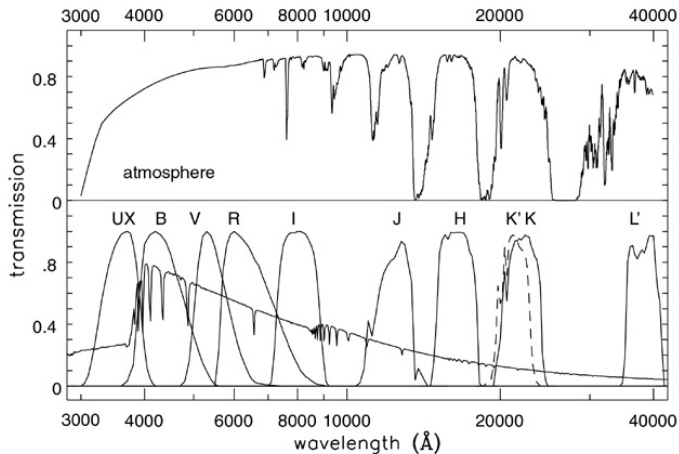
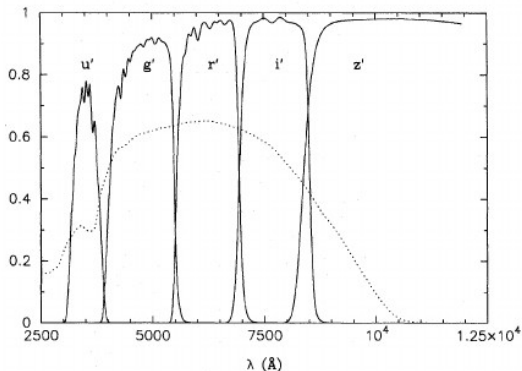


Fig 1.7 (M. Bessell) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

# Bandas fotométricas: el sistema fotométrico de Sloan



A partir del relevamiento conocido como Sloan (<https://www.sdss.org>), se ha hecho muy “popular” el sistema fotométrico AB que se utilizó en dicho relevamiento (Fukugita et al., 1996).

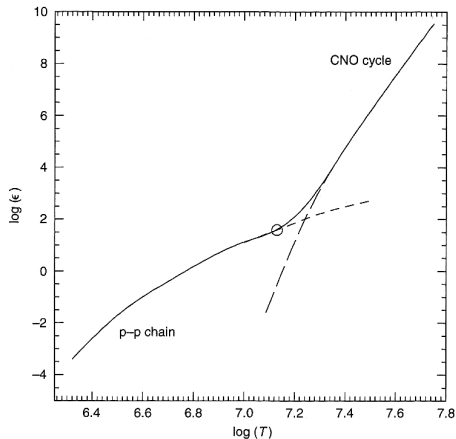
Fusión de H: 4 protones  $\rightarrow$  1  ${}^4\text{He}$

$$\Delta m \approx 0.7\%; E = mc^2 \Rightarrow \Delta E = 26.731 \text{ MeV}$$
$$= 4.28 \times 10^{-12} \text{ J}$$

- La conversión de H $\rightarrow$ He es muy eficiente (en lo que respecta a evolución estelar).
- La energía involucrada es un factor 10 mayor que la producida en cualquier otra reacción nuclear en estrellas.

# Reacciones nucleares

## Coefficiente de generación de energía



$$\epsilon_{pp} \propto T^{\nu} \quad (\langle \nu \rangle \simeq 4)$$

$$\epsilon_{\text{CNO}} \propto T^{18}$$

## Cap. 2: Poblaciones estelares

- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar**
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

## Protoestrellas

- Etapas muy cortas.
- No contribuyen apreciablemente a la luminosidad de una galaxia.
- Su luminosidad se debe a energía gravitatoria que se irradia.



## Protoestrellas

- Etapas muy cortas.
- No contribuyen apreciablemente a la luminosidad de una galaxia.
- Su luminosidad se debe a energía gravitatoria que se irradia.

## Protoestrellas

- Etapas muy cortas.
- No contribuyen apreciablemente a la luminosidad de una galaxia.
- Su luminosidad se debe a energía gravitatoria que se irradia.

## Estrellas pre-MS

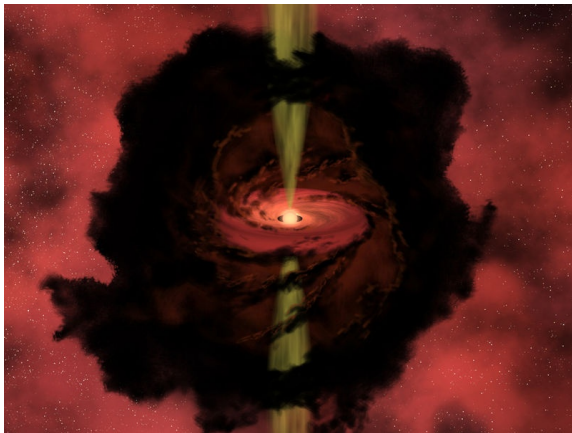
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascarón”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).

## Estrellas pre-MS

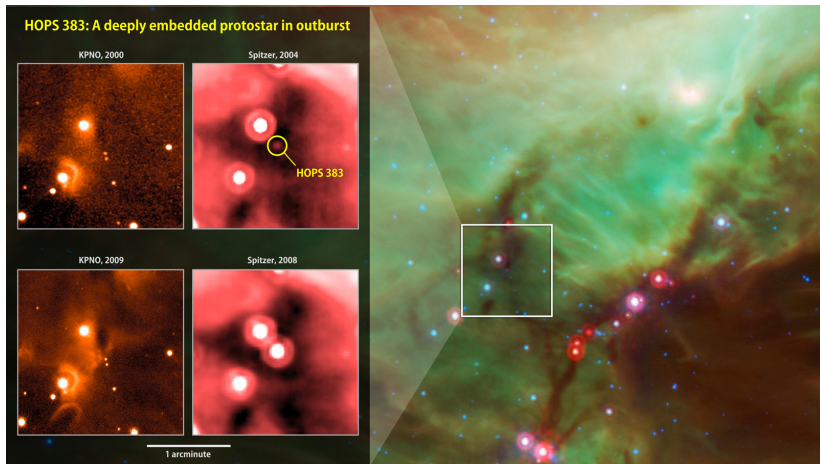
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascarón”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).

## Estrellas pre-MS

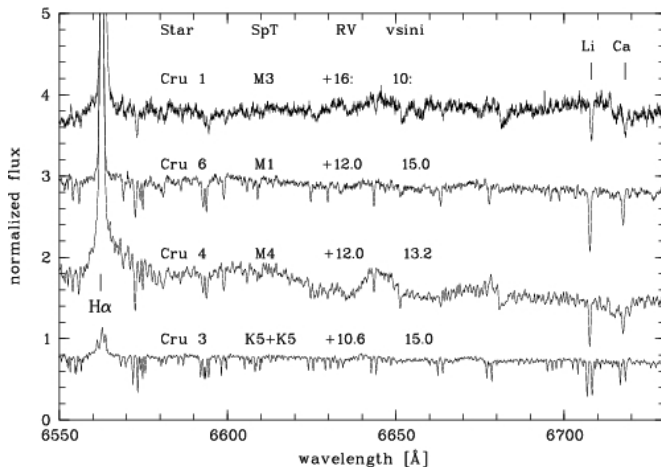
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascarón”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).



Visión artística de una protoestrella (<https://lco.global/spacebook/protostar/>)



Spitzer detecta una erupción, posiblemente de una protoestrella en la nube de Orion  
(<https://www.jpl.nasa.gov/news/news.php?feature=4518>)



Dado que el Litio se destruye rápidamente a temperaturas mayores a  $2 \times 10^6 K$ , la presencia de la línea del Li en 6708 es prueba de juventud!  
 (Alcalá et al., 2002, A&A 384, 521-531).



La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- Fase más larga  $\Rightarrow$  mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS)  $\Rightarrow$  *función inicial de masas* (IMF).
- El “reloj” astrofísico más importante: TO relacionado con fin etapa de fusión central de H

La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- Fase más larga  $\Rightarrow$  mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS)  $\Rightarrow$  *función inicial de masas* (IMF).
- El “reloj” astrofísico más importante: TO relacionado con fin etapa de fusión central de H

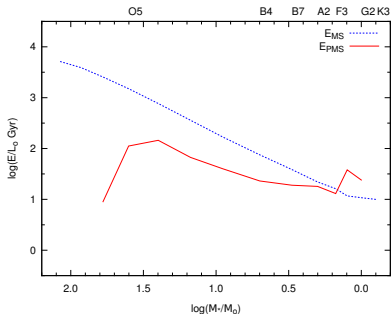
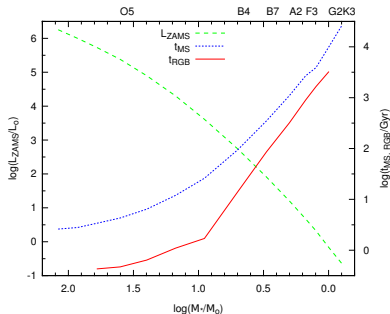
La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- Fase más larga  $\Rightarrow$  mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS)  $\Rightarrow$  *función inicial de masas* (IMF).
- El “reloj” astrofísico más importante: TO relacionado con fin etapa de fusión central de H

La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

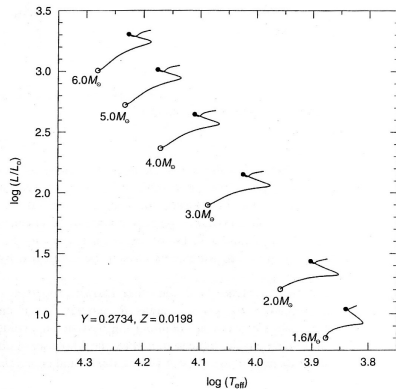
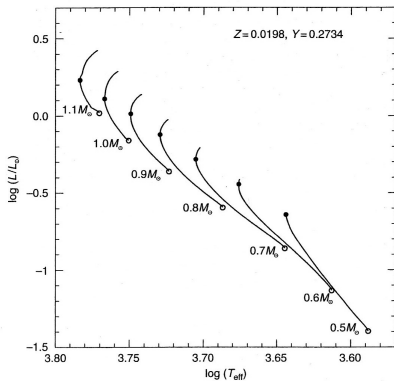
- Fase más larga  $\Rightarrow$  mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS)  $\Rightarrow$  *función inicial de masas* (IMF).
- El “reloj” astrofísico más importante: TO relacionado con fin etapa de fusión central de H

# Comparación MS - etapas posteriores



# Evolución en la MS

LMS - UMS



## Contenido de He

con mayor abundancia de He:

- opacidad radiativa  $\downarrow$
- peso molecular medio  $\uparrow \rightarrow \mathcal{L}_H \uparrow$  (porque  $\mathcal{L}_H \propto \mu^7$ )

$\therefore$  el tiempo de vida evolutivo de la estrella **disminuye**.

# Dependencia con la composición química

## Metalicidad

Afecta mucho más a la opacidad que a la generación de energía nuclear.

Mayor abundancia de elementos- $\alpha$  (O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti, etc.)  $\Rightarrow$

- mayor eficiencia del CNO (porque hay más O)
- mayor opacidad

Mayor  $[\alpha/\text{Fe}] \rightarrow$  caminos evolutivos de MS **menos luminosos** y **más fríos**, y con etapa de fusión central de H más larga.



## Eficiencia de la convección

No tiene efecto sobre la  $\mathcal{L}$ , pero a mayor “longitud de mezcla” (*mixing length*) se requiere menor gradiente térmico  $\rightarrow$  baja el radio y aumenta  $T_{\text{eff}}$ .

Los caminos evolutivos son más empinados y se corren a la izquierda en el HRD.

# Punto de apartamiento de la secuencia principal

El *turn-off*:

es el “reloj astrofísico” más importante que provee la evolución estelar

# Etapas inmediatas post-secuencia principal

Definidas por la fusión de H en capa gruesa.

# Rama subgigante (SGB)

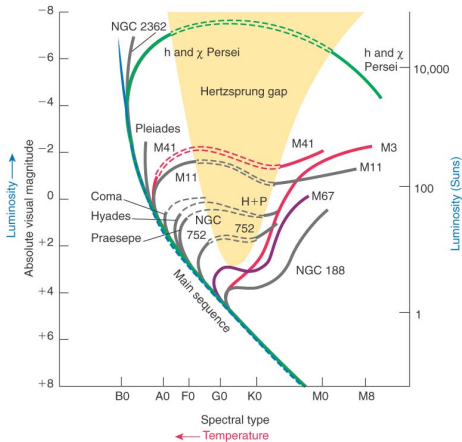
- $\sim 12$  Myr para  $\mathcal{M}_* \sim 3 \mathcal{M}_\odot$
- $\sim 1$  Myr para  $\mathcal{M}_* \sim 6 \mathcal{M}_\odot$

Brecha de Hertzsprung

- $\sim 12$  Myr para  $\mathcal{M}_* \sim 3 \mathcal{M}_\odot$
- $\sim 1$  Myr para  $\mathcal{M}_* \sim 6 \mathcal{M}_\odot$

Brecha de Hertzsprung

# Rama subgigante (SGB)



© 2004 Thomson/Brooks Cole

Dado que para estrellas de baja masa ( $M < 2M_{\odot}$ ), la etapa SGB es más larga (en una estrella de  $1M_{\odot} \sim 2$  Gy), no hay *Brecha de Hertzsprung*. Esto es una diferencia entre poblaciones estelares jóvenes y viejas!

# Rama de las Gigantes Rojas (RGB)

- H→He en capa
- envoltura **convectiva**
- núcleo de He:
  - estrellas de baja masa: degeneración electrónica
  - estrellas de masa intermedia y alta:  $\rho_{\text{cent}}$  baja → no hay degeneración electrónica
  - estrellas de masa aún mayor: el núcleo se contrae más rápidamente y la fusión de He empieza temprano. La etapa RG es más corta y llega a desaparecer (la estrella fusiona He apenas sale de la MS).

# Rama de las Gigantes Rojas (RGB)

Dependencia de la RGB con parámetros físicos y químicos

La ubicación de la RGB en el HRD depende del tamaño de la envoltura convectiva.

## Masa

- A una dada  $Z$ , la RGB se hace más fría a menor masa total.



# Rama de las Gigantes Rojas (RGB)

Dependencia de la RGB con parámetros físicos y químicos

La ubicación de la RGB en el HRD depende del tamaño de la envoltura convectiva.

## Masa

- A una dada  $Z$ , la RGB se hace más fría a menor masa total.

# Rama de las Gigantes Rojas (RGB)

Dependencia de la RGB con parámetros físicos y químicos

## Composición química

Afecta a través de la opacidad radiativa:

- aumento de He a  $Z = \text{cte.}$   $\rightarrow$  disminución de la opacidad  $\rightarrow$  disminución de la masa involucrada en la envoltura convectiva  $\rightarrow$  RGB más caliente (azul).
- aumento de  $Z$   $\rightarrow$  aumento de la opacidad  $\rightarrow$  aumento de la masa involucrada en la envoltura convectiva  $\rightarrow$  RGB más fría (roja).

# Rama de las Gigantes Rojas (RGB)

Dependencia de la RGB con parámetros físicos y químicos

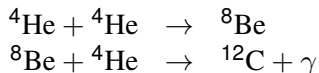
En las RG,  $\mathcal{L}$  y color dependen más de la metalicidad que de la masa → las RGB de sistemas estelares de diferentes edades pueden ser muy parecidas.

Fuerte dependencia de la  $T_{\text{eff}}$  de la RGB con  $Z$

→ la RGB es uno de los indicadores de metalicidad más importantes para galaxias y sistemas estelares (resueltos).

# Etapas de fusión central de He

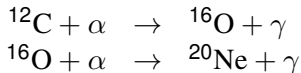
Estrellas con  $\mathcal{M}_{\text{tot}} \gtrsim 0.5 \mathcal{M}_{\odot}$  pueden encender la fusión de He.  
Reacción nuclear: **triple alfa (3  $\alpha$ )**



Por cada  ${}^{12}\text{C}$  se generan  $\approx 7.27 \text{ MeV} \Rightarrow \sim 0.6 \text{ MeV}$  por nucleón. El tiempo de vida de fusión central del He es  $\sim 100$  veces más corto que la etapa de fusión central de H.

$\epsilon_{3\alpha} \propto T^{20} - T^{40} \rightarrow$  núcleo convectivo extendido.

Otras reacciones:



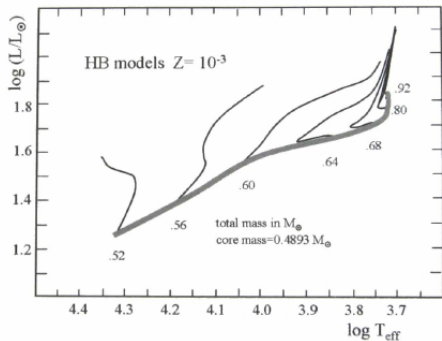
Configuración en equilibrio. Se quema  $\text{He} \rightarrow \text{C}$  en el núcleo,  $\text{H} \rightarrow \text{He}$  en capa.

*Red clump*: estrellas de  $1 - 2 M_{\odot}$  y  $Z \sim Z_{\odot}$  se mantienen relativamente frías (y rojas)

**Rama horizontal**: estrellas en la misma etapa, pero de menor masa o con  $Z < Z_{\odot}$ , son superficialmente más calientes (azules) porque las capas externas tienen menos material y/o son más transparentes

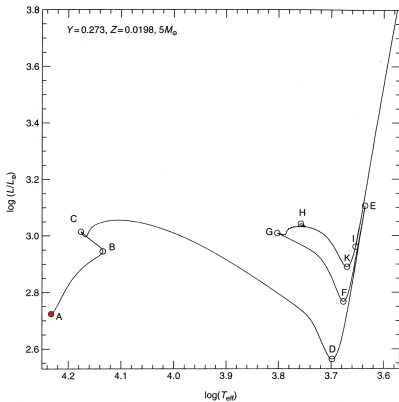
Pérdida de masa en la RGB es un proceso estocástico  $\Rightarrow$  dispersión en valores de  $M_{\text{env}} \rightarrow$  rango de colores sobre la HB

# Rama horizontal - *red clump*



**Figure 10.9.** Location of the zero-age horizontal branch (think gray line) for a metallicity  $Z = 0.001$  typical of globular clusters. These models have the same core mass ( $0.489 M_{\odot}$ ) but varying total (i.e. envelope) mass, which determines their position in the H-R diagram. Evolution tracks during the HB for several total mass values are shown as thin solid lines. Figure from MAEDER.

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



**A:** ZAMS

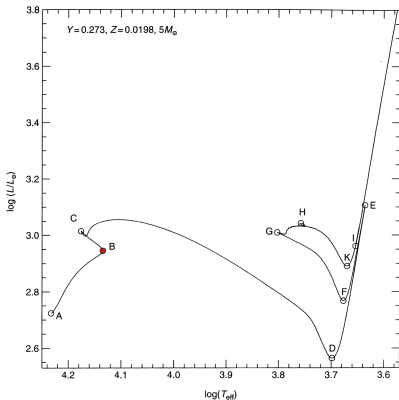
**B:** abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

**C:** fin etapa H $\rightarrow$ He central

**D:** comienzo de la etapa de  
RG; se establece  
convección en zona  
externa

**E:** comienza He $\rightarrow$ C central  
(fin etapa RG)

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



A: ZAMS

B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo →  
la estrella empieza a  
contraerse

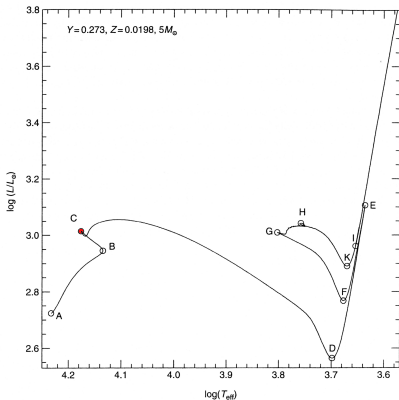
C: fin etapa H→He central

D: comienzo de la etapa de  
RG; se establece  
convección en zona  
externa

E: comienza He→C central  
(fin etapa RG)



# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



A: ZAMS

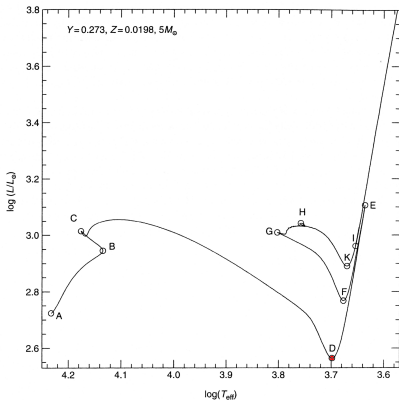
B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

C: fin etapa H $\rightarrow$ He central

D: comienzo de la etapa de  
RG; se establece  
convección en zona  
externa

E: comienza He $\rightarrow$ C central  
(fin etapa RG)

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



A: ZAMS

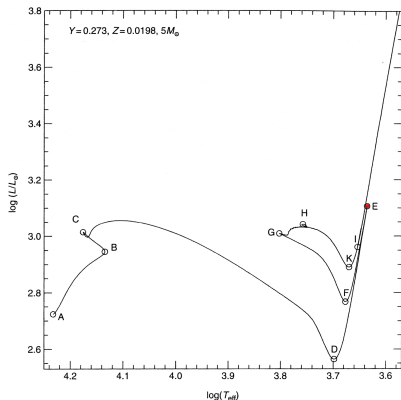
B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

C: fin etapa H $\rightarrow$ He central

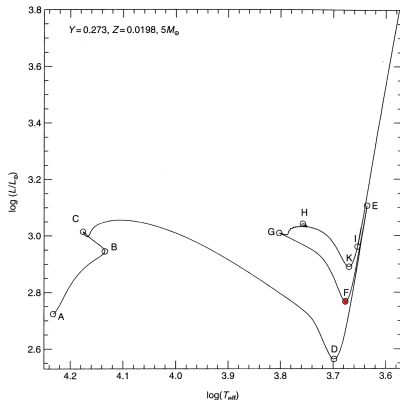
D: comienzo de la etapa de  
RG; se establece  
convección en zona  
externa

E: comienza He $\rightarrow$ C central  
(fin etapa RG)

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



**F:** configuración estable  
He $\rightarrow$ C central y H $\rightarrow$ He en  
capa. La envoltura se  
vuelve radiativa y la  
estrella deja la zona de la  
RGB.

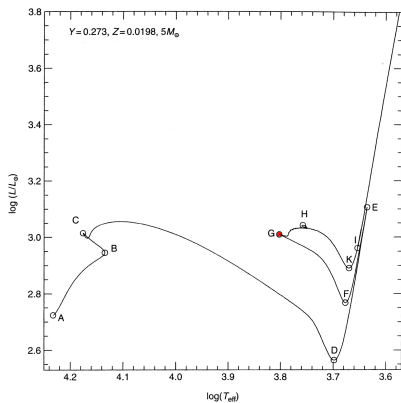
**G:** máxima eficiencia H $\rightarrow$ He  
en capa

**H:** *blue loop*: la eficiencia  
H $\rightarrow$ He en capa va bajando

**K:** fracción de energía  
producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .

**I:** termina la fusión central  
del He

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



F: configuración estable  
He→C central y H→He en capa. La envoltura se vuelve radiativa y la estrella deja la zona de la RGB.

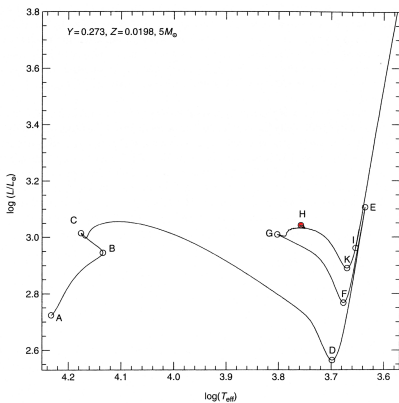
G: máxima eficiencia H→He en capa

H: *blue loop*: la eficiencia H→He en capa va bajando

K: fracción de energía producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .

I: termina la fusión central del He

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



F: configuración estable  
He $\rightarrow$ C central y H $\rightarrow$ He en capa. La envoltura se vuelve radiativa y la estrella deja la zona de la RGB.

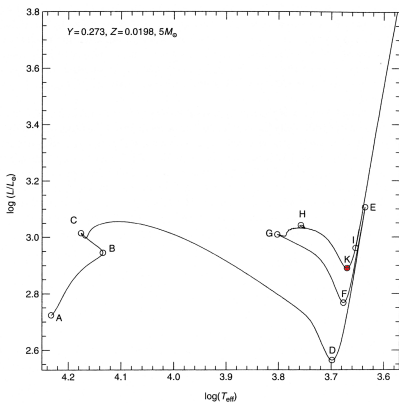
G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He en capa

H: *blue loop*: la eficiencia H $\rightarrow$ He en capa va bajando

K: fracción de energía producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .

L: termina la fusión central del He

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



**F:** configuración estable  
He→C central y H→He en capa. La envoltura se vuelve radiativa y la estrella deja la zona de la RGB.

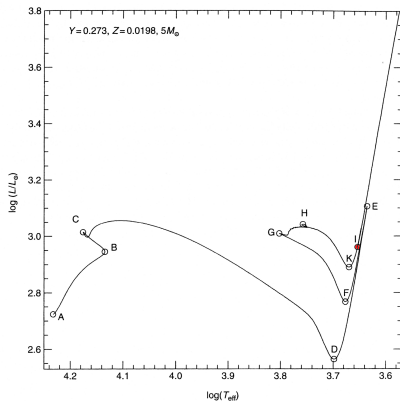
**G:** máxima eficiencia H→He en capa

**H:** *blue loop*: la eficiencia H→He en capa va bajando

**K:** fracción de energía producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .

**I:** termina la fusión central del He

# Evolución de una estrella de $5 M_{\odot}$



F: configuración estable  
 $\text{He} \rightarrow \text{C}$  central y  $\text{H} \rightarrow \text{He}$  en capa. La envoltura se vuelve radiativa y la estrella deja la zona de la RGB.

G: máxima eficiencia  $\text{H} \rightarrow \text{He}$  en capa

H: *blue loop*: la eficiencia  $\text{H} \rightarrow \text{He}$  en capa va bajando

K: fracción de energía producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .

I: termina la fusión central del He



## Fusión de He en capa, alrededor de un núcleo de CO

- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : la degeneración electrónica en el núcleo de CO evita la ignición del C  $\rightarrow$  pulsos térmicos

$M > M_{up}$  hay fusión del C en el núcleo (violentamente o no, según la masa) (estrellas de alta masa).

$M_{up} \sim 8M_{\odot}$  para  $Z = Z_{\odot}$  y para muy baja metalicidad;  $M_{up}$  tiene un mínimo  $\sim 4M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

# La rama gigante asintótica (AGB)

## Fusión de He en capa, alrededor de un núcleo de CO

- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : la degeneración electrónica en el núcleo de CO evita la ignición del C  $\rightarrow$  pulsos térmicos

$M > M_{up}$  hay fusión del C en el núcleo (violentamente o no, según la masa) (estrellas de alta masa).

$M_{up} \sim 8M_{\odot}$  para  $Z = Z_{\odot}$  y para muy baja metalicidad;  $M_{up}$  tiene un mínimo  $\sim 4M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

# La rama gigante asintótica (AGB)

## Fusión de He en capa, alrededor de un núcleo de CO

- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : la degeneración electrónica en el núcleo de CO evita la ignición del C  $\rightarrow$  pulsos térmicos

$M > M_{up}$  hay fusión del C en el núcleo (violentamente o no, según la masa) (estrellas de alta masa).

$M_{up} \sim 8M_{\odot}$  para  $Z = Z_{\odot}$  y para muy baja metalicidad;  $M_{up}$  tiene un mínimo  $\sim 4M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

# La rama gigante asintótica (AGB)

## Fusión de He en capa, alrededor de un núcleo de CO

- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : la degeneración electrónica en el núcleo de CO evita la ignición del C  $\rightarrow$  pulsos térmicos

$M > M_{up}$  hay fusión del C en el núcleo (violentamente o no, según la masa) (estrellas de alta masa).

$M_{up} \sim 8M_{\odot}$  para  $Z = Z_{\odot}$  y para muy baja metalicidad;  $M_{up}$  tiene un mínimo  $\sim 4M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

# La rama gigante asintótica (AGB)

## Fusión de He en capa, alrededor de un núcleo de CO

- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : la degeneración electrónica en el núcleo de CO evita la ignición del C  $\rightarrow$  pulsos térmicos

$M > M_{up}$  hay fusión del C en el núcleo (violentamente o no, según la masa) (estrellas de alta masa).

$M_{up} \sim 8M_{\odot}$  para  $Z = Z_{\odot}$  y para muy baja metalicidad;  $M_{up}$  tiene un mínimo  $\sim 4M_{\odot}$  para  $Z = 0.001$ .

- $M_{\star} \gtrsim 8M_{\odot} \rightarrow$  supergigantes rojas ( $\leftrightarrow$  supergigante azul).
- $M_{\star} \gtrsim 40M_{\odot} \rightarrow$  Wolf-Rayet

Todas (¿o casi todas?) terminan como SN II

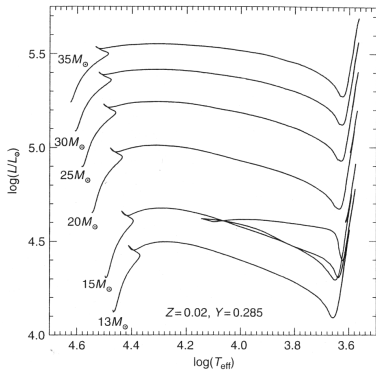
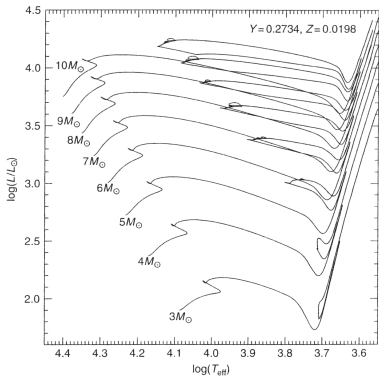
$\rightarrow$  principales productoras de He y elementos- $\alpha$ :  
O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti

Tiempos de vida de fusión central de distintos elementos en estrellas de gran masa.

Tiempo	$15 M_{\odot}$	$20 M_{\odot}$	$25 M_{\odot}$
$t_{\text{H}}$ ( $10^6$ años)	10.70	7.48	5.93
$t_{\text{He}}$ ( $10^6$ años)	1.40	0.93	0.68
$t_{\text{C}}$ ( $10^3$ años)	2.60	1.45	0.97
$t_{\text{Ne}}$ (años)	2.00	1.46	0.77
$t_{\text{O}}$ (años)	2.47	0.72	0.33
$t_{\text{Si-rad}}$ ( $10^{-2}$ años)	29.00	2.80	1.94
$t_{\text{Si-conv}}$ ( $10^{-3}$ años)	20.00	3.50	3.41

# Estrellas de gran masa

## Caminos en el HRD para estrellas de masa intermedia y alta





# Supernovas tipo Ia (SN Ia)

Sistema binario: WD de CO con  $\mathcal{M} \gtrsim 1.4 M_{\odot}$

→ *runaway* termonuclear.

Principales productoras de **hierro** y elementos del **pico del hierro**.

# Comparación entre tipos de supernovas

Tipo	Escala de $t$	Elementos producidos
SN II, Ib, Ic ( <i>core collapse</i> )	$\sim 10^7$ años	elementos- $\alpha$
SN Ia (WD <i>runaway</i> )	$\sim 10^9$ años	pico del Fe

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.



# Temas poco desarrollados por la teoría:

- Formación estelar
  - inicio
  - función de masas inicial
- Etapas finales de estrellas de gran masa ( $\mathcal{M} \gtrsim \mathcal{M}_{\text{up}}$ )
- Evolución en sistemas binarios

∴ se conoce pobremente:

- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

## Cap. 2: Poblaciones estelares

- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples**
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

# Población estelar simple

Observaciones: diagramas color-magnitud

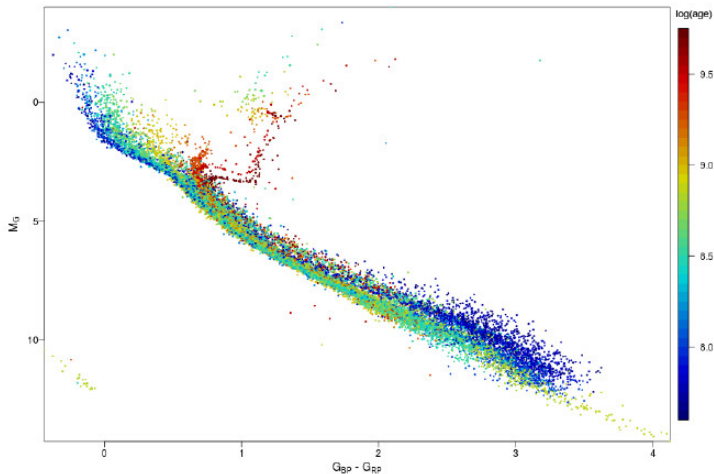


Diagrama CM de 32 cúmulos abiertos de diferentes edades y metalicidades solares - Colaboración GAIA (2018).

# Población estelar simple

Observaciones: diagramas color-magnitud

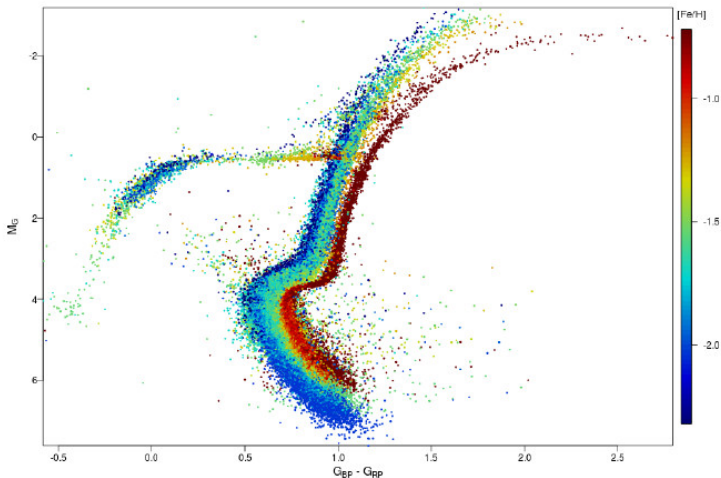


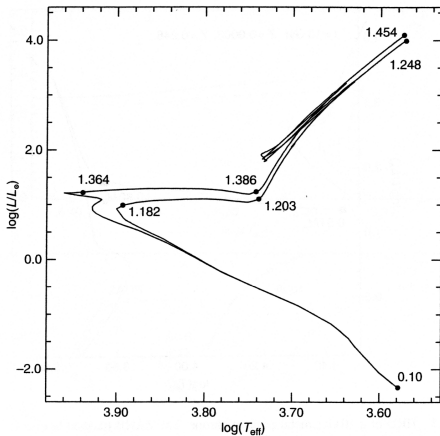
Diagrama CM de 14 CGs con edades mayores a los 12 Gyr y diferentes metalicidades - Colaboración GAIA (2018).

**Población estelar simple (SSP):** conjunto de estrellas nacidas en un evento de formación estelar de duración despreciable (función delta) y con la misma composición química inicial.



# Isocronas desde la MS hasta el fin de la fase AGB

Edades: 2 Gyr y 3 Gyr ( $Z = 0.001$ )



$$\left(\frac{d\chi}{dt}\right)_{\mathcal{M}} \rightarrow \infty \quad \Rightarrow \quad \left(\frac{d\mathcal{M}}{d\chi}\right)_t \rightarrow 0$$

En las regiones del HRD donde la evolución es rápida la masa permanece casi constante.



Sup. IMF:

$$dn = C\mathcal{M}^{-s} d\mathcal{M}$$

$$dN = \frac{dn}{d\mathcal{M}} \left( \frac{d\mathcal{M}}{d\chi} \right)_t d\chi = -\frac{dn}{d\mathcal{M}} \left( \frac{d\mathcal{M}}{dt} \right)_\chi \left( \frac{dt}{d\chi} \right)_\mathcal{M} d\chi.$$

$$\therefore N_{\text{PMS1}}/N_{\text{PMS2}} = t_{\text{PMS1}}/t_{\text{PMS2}}$$

Si se considera pérdida de masa:

- Para calcular el nro. de estrellas en un punto dado sobre la isocrona, hay que usar en la IMF el valor de la **masa inicial** de las estrellas que fueron a parar a ese punto.
- Para determinar la corrección bolométrica (BC) hay que usar la **masa evolucionada** (es decir, considerando pérdida de masa). La masa actual, junto con  $T_{\text{eff}}$  y  $\mathcal{L}$  determinan la BC.

# Distribución de masas estelares

Si se considera pérdida de masa:

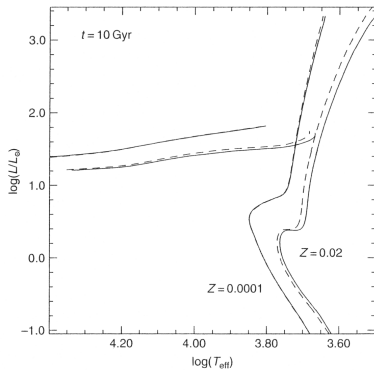
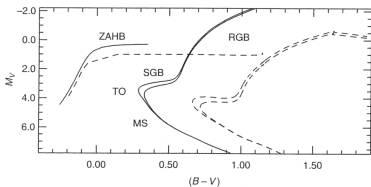
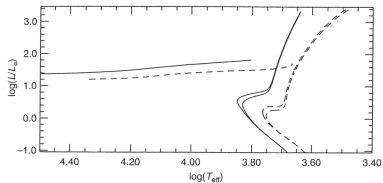
- Para calcular el nro. de estrellas en un punto dado sobre la isocrona, hay que usar en la IMF el valor de la **masa inicial** de las estrellas que fueron a parar a ese punto.
- Para determinar la corrección bolométrica (BC) hay que usar la **masa evolucionada** (es decir, considerando pérdida de masa). La masa actual, junto con  $T_{\text{eff}}$  y  $\mathcal{L}$  determinan la BC.

Se considera:

- $t \gtrsim 10 \text{ Gyr} \rightarrow \text{SSP vieja}$
- $10 \text{ Gyr} \gtrsim t \gtrsim 1 \text{ Gyr} \rightarrow \text{SSP intermedia}$
- $t \lesssim 1 \text{ Gyr} \rightarrow \text{SSP joven}$

# Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- $\alpha$

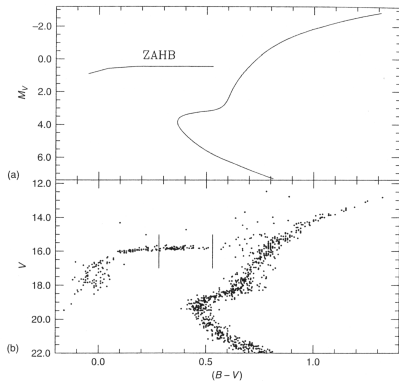


# Propiedades de isocronas para SSP viejas

La posibilidad de construir SSP sintéticas con distintas edades y composiciones químicas es una herramienta para determinar parámetros fundamentales de las SSP observadas

# Propiedades de isocronas para SSP viejas

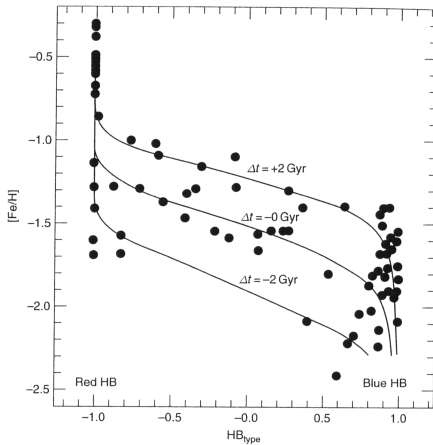
Isocrona  $t = 12$  Gyr y CMD del GC M15.



(Los CGs son muy buenas aproximaciones a SSP - ejemplo M15. Imagen obtenida con el HST.)

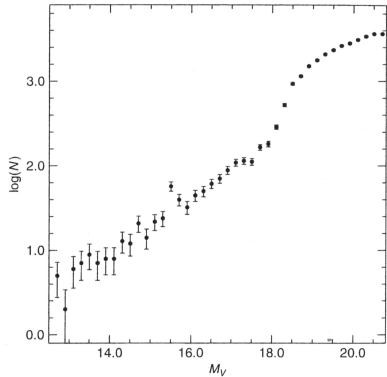
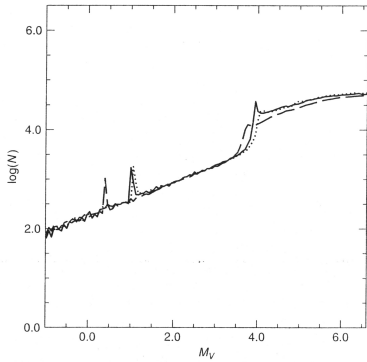
# El color de la HB y el segundo parámetro

Muestra de GC galácticos

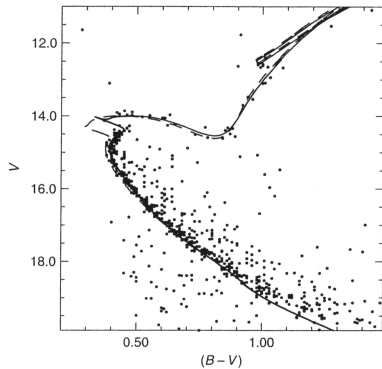
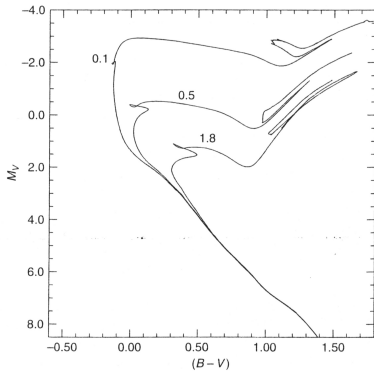




# Funciones de luminosidad



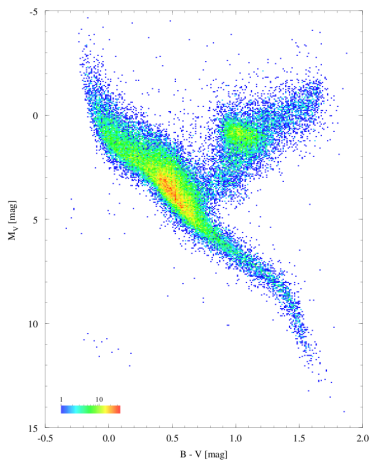
# Isocronas de SSP jóvenes



## Cap. 2: Poblaciones estelares

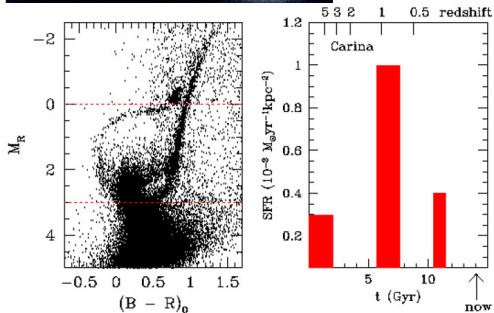
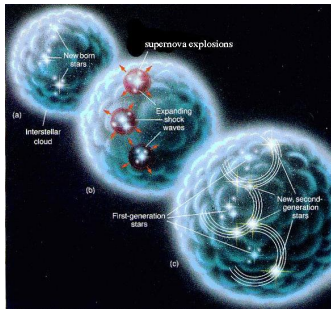
- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas**
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

# CMD en los alrededores del Sol (Hipparcos)

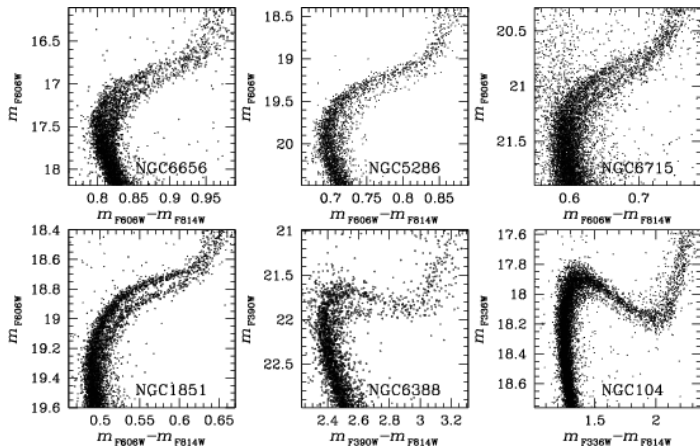


# Otro ejemplo: galaxias enanas del Grupo Local

Carina dSph



# Otro ejemplo: CGs con múltiples poblaciones



(Mateo et al, 2010sf2a.conf..319M)

# Poblaciones estelares compuestas

## Historia deformación estelar

La información fundamental que caracteriza una CSP es su **Historia de formación estelar** (SFH): como evolucionó la masa en estrellas y la composición química del medio a partir del cual se fueron formando dichas estrellas.

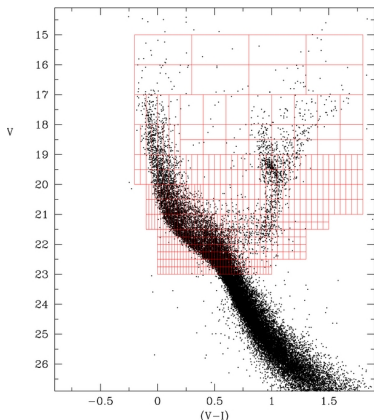
- **tasa de formación estelar (SFR)**: evolución temporal de la cantidad (masa total) de estrellas formadas  $\Psi(t)$ , y la
- **relación edad-metalicidad (AMR)**: evolución temporal de la composición química  $\Phi(t)$

**SFH:**  $\Upsilon(\Psi(t) \Phi(t))$

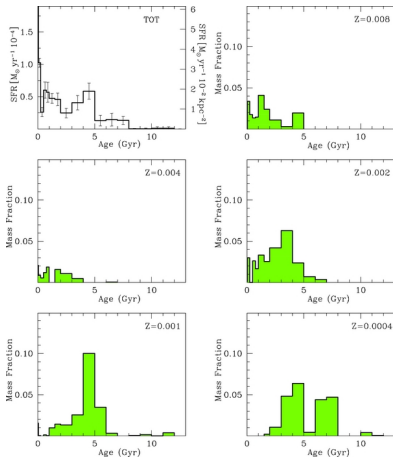
AMR y la SFR no son independientes:

- explosiones de SN
- pérdida de masa en la AGB y RGB

# Determinación de la SFH en base al CMD observado



$$\chi^2 = \sum_i \frac{(N_o(i) - N_s(i))^2}{N_o(i)} \quad ; \quad N_s(i) = \sum_j a_j N_c^j(i) + f(i)$$



Izq.: Grilla utilizada para determinar la SFH en la Nube Menor de Magallanes. Der.: SFH obtenida considerando un grupo restringido en Z de modelos (Cignoni et al., 2012, ApJ, 754, 130).



## Cap. 2: Poblaciones estelares

- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas**

# Poblaciones estelares simples no resueltas

Flujo monocromático

$$F_{\lambda}(t, Z) = \int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z) \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \quad (1)$$

- $f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z)$ : flujo monocromático recibido de una estrella de masa  $\mathcal{M}$ , edad  $t$  y metalicidad  $Z$
- $\Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M}$ : IMF (en lo que sigue usamos Salpeter)
- $\mathcal{M}_1$ : masa de la estrella de menor masa en la SSP
- $\mathcal{M}_u$ : masa inicial de la estrella de mayor masa inicial aun presente en la SSP.

$$M_A(t, Z) = -2.5 \log \left( \int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} 10^{-0.4M_A(\mathcal{M}, t, Z)} \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \right) \quad (2)$$

# Poblaciones estelares simples no resueltas

Flujo monocromático

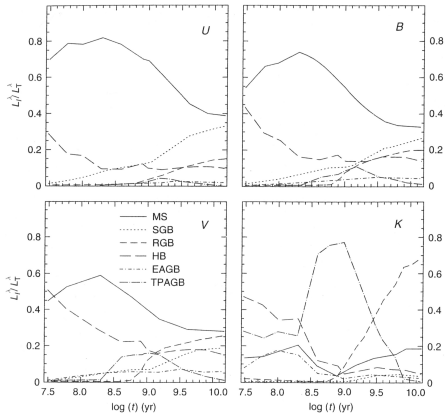
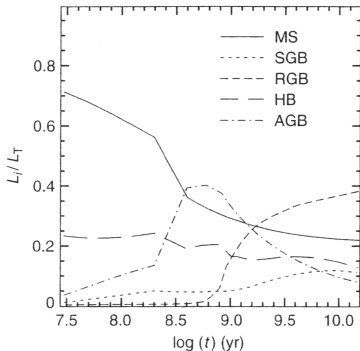
$$F_{\lambda}(t, Z) = \int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z) \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \quad (1)$$

- $f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z)$ : flujo monocromático recibido de una estrella de masa  $\mathcal{M}$ , edad  $t$  y metalicidad  $Z$
- $\Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M}$ : IMF (en lo que sigue usamos Salpeter)
- $\mathcal{M}_1$ : masa de la estrella de menor masa en la SSP
- $\mathcal{M}_u$ : masa inicial de la estrella de mayor masa inicial aun presente en la SSP.

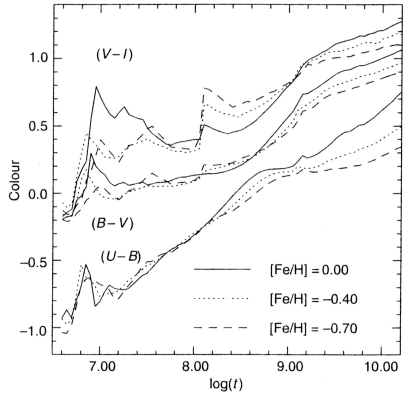
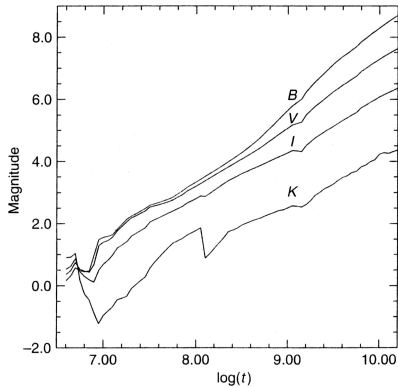
$$M_A(t, Z) = -2.5 \log \left( \int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} 10^{-0.4M_A(\mathcal{M}, t, Z)} \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \right) \quad (2)$$

# Contribuciones de fases evolutivas a una SSP

Luminosidad bolométrica - Luminosidad monocromática



# Magnitudes y colores integrados de SSP

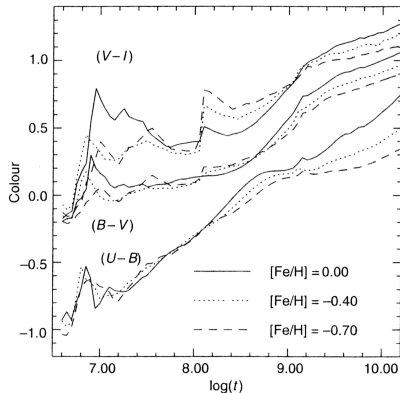


# Magnitudes y colores integrados de SSP

SSP con  $t \gtrsim 10^9$  años, tiene colores **más rojos** para:

- mayor edad a  $Z$  fija,
- mayor  $Z$  a edad fija.

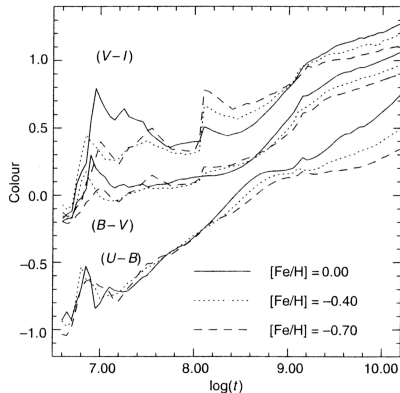
Esto se conoce como:  
**degeneración edad-metalicidad**



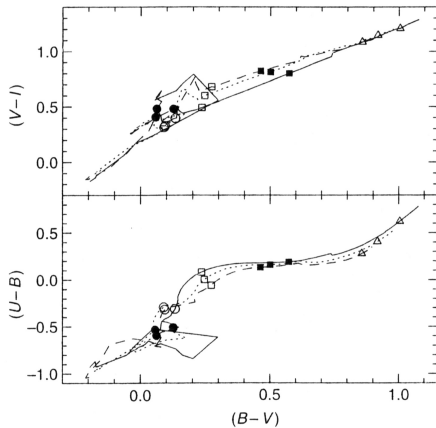
# Magnitudes y colores integrados de SSP

Ej.:  $(B - V) = 0.9$  mag

- $t \gtrsim 10^{10}$  años,  
 $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.70$
- $t \lesssim 10^{10}$  años,  
 $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.40$
- $t \simeq 3 \times 10^9$  años,  
 $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq 0$



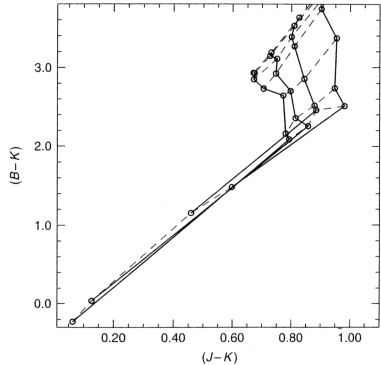
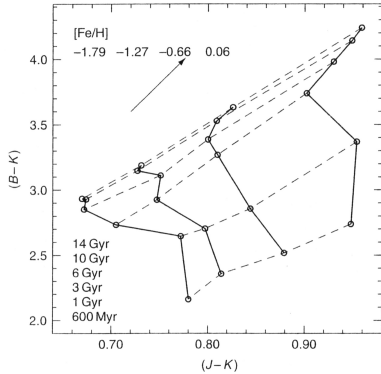
# Diagramas color-color de SSP





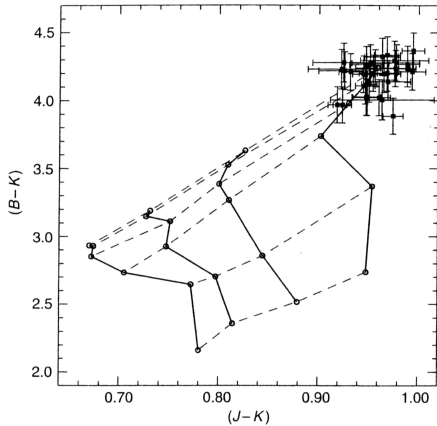
# Diagramas color-color de SSP

Colores ópticos - infrarrojos



# Diagramas color-color de SSP

Colores ópticos - infrarrojos



- - Fluctuaciones estadísticas
- - La morfología de la HB
- - El efecto del polvo!

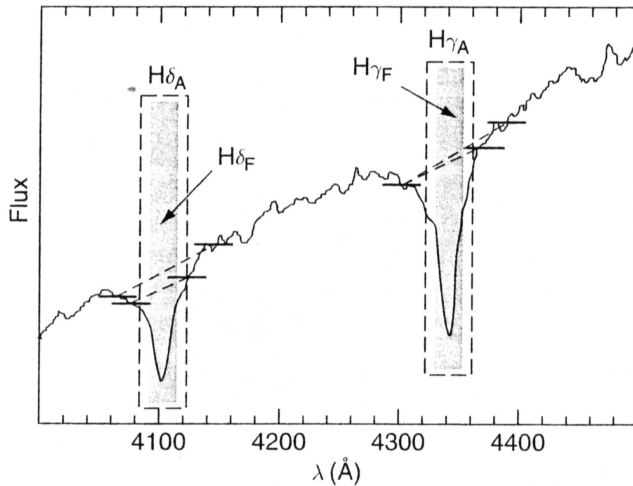
- Espectros de baja resolución (pocos Å)
- Más información que en los colores
- Se miden flujos relativos

Sea  $F_C(\lambda)$  la recta que conecta los puntos medios de las dos bandas laterales, y  $F_I(\lambda)$  el flujo observado en el intervalo  $\lambda_1 - \lambda_2$  centrado en la línea:

$$I_{EW} = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left( 1 - \frac{F_I(\lambda)}{F_C(\lambda)} \right) d\lambda. \quad (3)$$

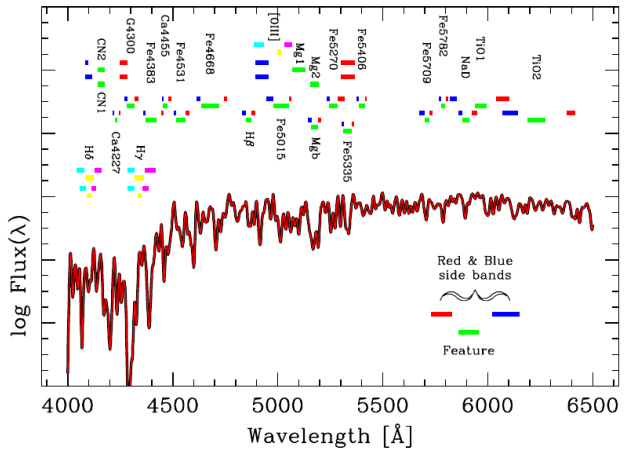
$$I_{mag} = -2.5 \log \left[ \left( \frac{1}{\lambda_2 - \lambda_1} \right) \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_I(\lambda)}{F_C(\lambda)} d\lambda \right]. \quad (4)$$

# Índices espectrales



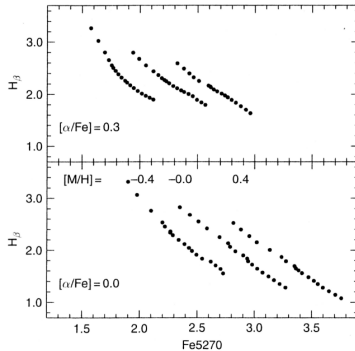
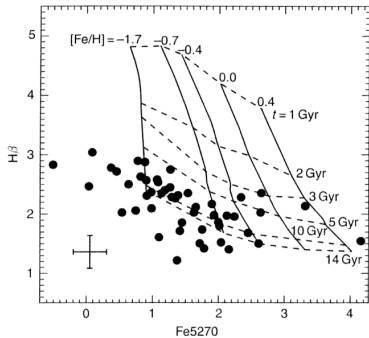
# Índices espectrales

El sistema de Lick (Worthey, 1994; Worthey & Ottaviani, 1997)



# Índices espectrales

## Calibración



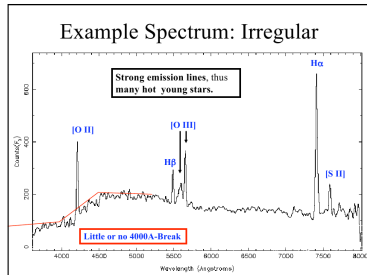
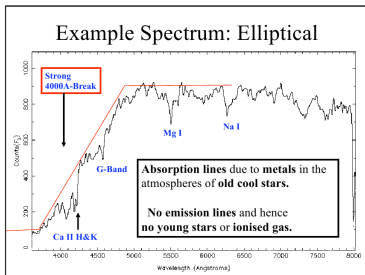
# Índices espectrales y colores integrados

## Problemas y advertencias

- Patrón de abundancias solar?
- La morfología de la HB: Índices de Balmer afectados por estrellas calientes de la HB ( $H_\delta$  más que  $H_\beta$ ).
- Las medidas de los índices de espectrales y colores nos proveen de cantidades **pesadas por luminosidad**.
- Estimadores de edad, sesibles a poblaciones jóvenes.
- Estimadores de metalicidad, sesibles a poblaciones frías.
- Índices espectrales no afectados por polvo/colores integrados afectados por por polvo.

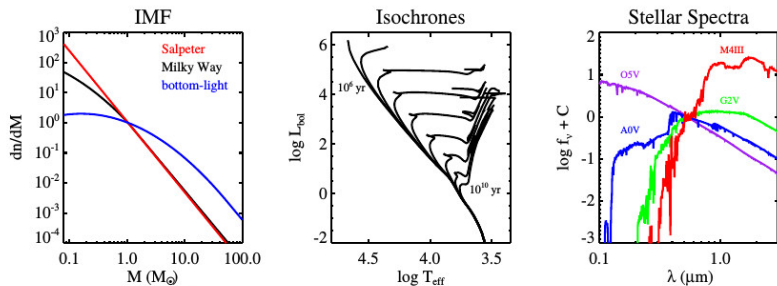


# El quiebre a 4000 Å



# Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

Ingredientes de una SSP

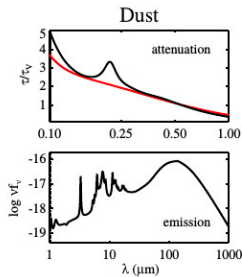
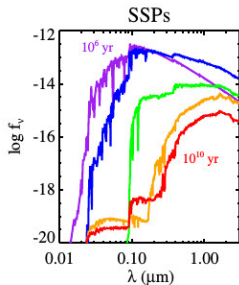
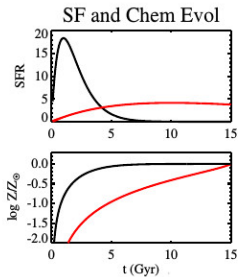


(Conroy, 2013ARA&A..51..393C)

En la actualidad existe varios modelos de SSP muy populares: Worthey (1994), Maraston (2005), Bruzual & Charlot (2003), Le Borgne et al. (2004), Leitherer et al. (2010), Vazdekis et al. (2010), González Delgado et al. (2005) y Schiavon (2007).

# Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

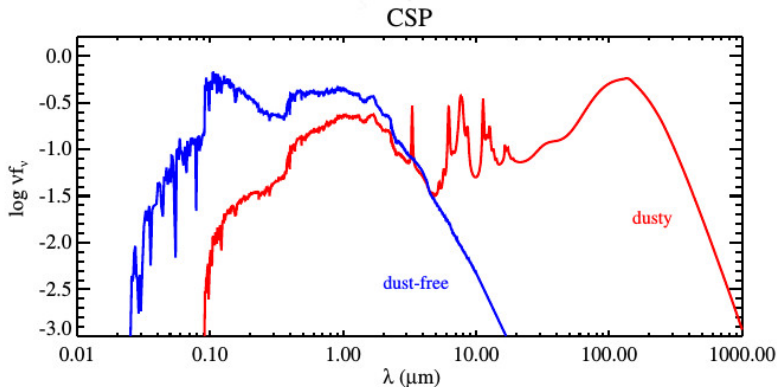
Ingredientes de una CSP



(Conroy, 2013ARA&A..51..393C)

# Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

Ingredientes de una CSP:SED



(Conroy, 2013ARA&A..51..393C)

# Historias de formación estelar no paramétricas

La técnica del ajuste espectral completo

$$F_{obs}(\lambda) = P_n(\lambda) \left( LOSVD(V_{sys}, \sigma, h3, h4) \otimes \sum_{i=0}^k W_i CMP_i(a_1, a_2, \dots, \lambda) \right) + Q_m(\lambda) \quad (5)$$

$F_{obs}(\lambda)$ : espectro observado.

$LOSVD(V_{sys}, \sigma, h3, h4)$ : distribución de velocidades en la línea de la visual.

$V_{sys}$ : velocidad sistémica.

$\sigma$ : dispersión de velocidades.

$h3, h4$ : momentos Gauss-Hermite (van der Marel & Franx 1993).

$CMP_i(a_1, a_2, \dots, \lambda)$ : distribución espectral de la  $i$ -ésima componente.

$a_1, a_2, \dots$ : parámetros físicos tales como edad, metalicidad,  $[\alpha/Fe]$ , etc.

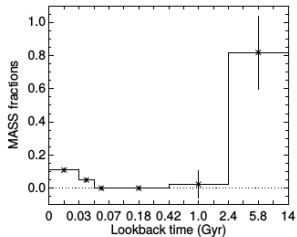
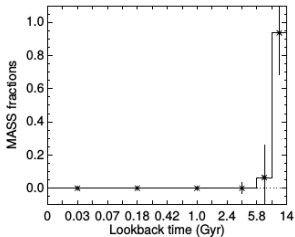
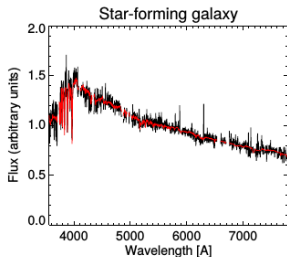
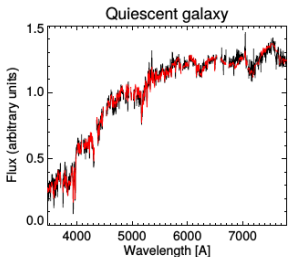
$W_i$ : pesos

$P_n(\lambda)$  y  $Q_m(\lambda)$ : polinomios de orden  $n$  y  $m$ .

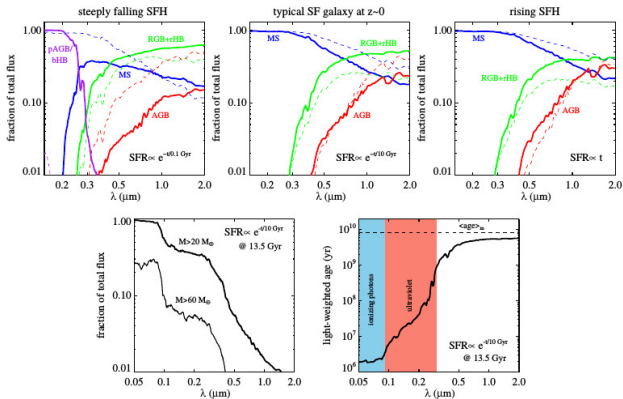
$\lambda$ : log de la longitud de onda.

# Historias de formación estelar no paramétricas

La técnica del ajuste espectral completo



# Efecto de la SFH sobre el espectro observado



Contribución fraccional al flujo total observado, de estrellas en distintas fases evolutivas, para tres SFH diferentes. Línea sólida 13 Gyr, línea a trazos 1 Gyr. Abajo a la izquierda: contribución de estrellas masivas. Abajo a la derecha: edad pesada por luminosidad y por masa (Conroy, 2013ARA&A..51..393C)

# La técnica del ajuste espectral completo

Existen diferentes implementaciones:

- STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005)
- pPXF (Cappellari & Emsellem, 2004; Cappellari, 2017)
- ULySS (Koleva et al., 2009)
- etc.



# El método de las fluctuaciones de brillo superficial

## Determinación de distancias

El método fue desarrollado por Tonry & Schneider (1988), se basa en lo siguiente:

- tenemos una imagen de una población estelar con resolución angular  $\phi$
- cada píxel de la imagen corresponde a un cuadrado de lado  $l$  en la galaxia.  
→  $\bar{N} = n l^2 = n d^2 \phi^2$
- El flujo promedio de todas las estrellas en cada píxel será:

$$\bar{F} = \bar{N} f = \frac{n \mathcal{L} \phi^2}{4\pi} \quad (6)$$

- la fluctuación del flujo en cada píxel será:

$$\sigma_F = \bar{N}^{\frac{1}{2}} f = \frac{n^{\frac{1}{2}} \mathcal{L} \phi}{4\pi d}. \quad (7)$$

Combinando 7 con 6:

$$\frac{\sigma_F^2}{\bar{F}} = \frac{\mathcal{L}}{4\pi d^2}. \quad (8)$$

# El método de las fluctuaciones de brillo superficial

Determinación de distancias

Midiendo  $\frac{\sigma_F^2}{\bar{F}}$  de la distribución de intensidades en todos los píxeles de la imagen, y estimando el valor de la luminosidad estelar representativa  $\mathcal{L}$  (teoría) se puede calcular  $d$ .

En vez de  $\mathcal{L}$  se puede generalizar a la “luminosidad SBF”:

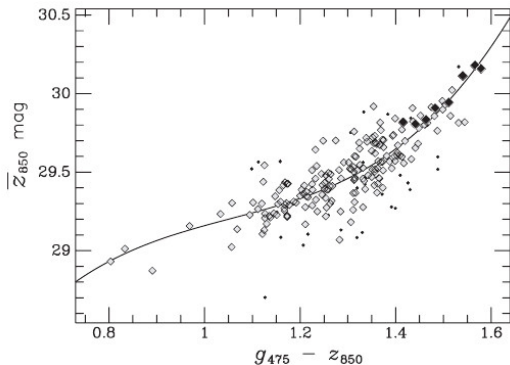
$$\bar{\mathcal{L}} = \frac{\sum_i \bar{N}_i \mathcal{L}_i^2}{\sum_i \bar{N}_i \mathcal{L}_i}.$$

→ estimando  $\bar{\mathcal{L}}$  de la teoría y midiendo el valor de  $\frac{\sigma_F^2}{\bar{F}}$  de la imagen, se calcula la distancia:

$$d = \left( \frac{\bar{\mathcal{L}}}{4\pi} \frac{\bar{F}}{\sigma_F^2} \right)^{\frac{1}{2}}.$$

# El método de las fluctuaciones de brillo superficial

Determinación de distancias



Ejemplo de calibración de la magnitud media SBF. En este caso se muestra la  $\bar{m}_z$  en función del color ( $g - z$ ) del HST+ACS para una muestra de galaxias del cúmulo de Fornax (Blakeslee et al., 2009, ApJ, 694, 556).

## Notas históricas del capítulo

- Cecilia Payne (-Gaposchkin) (1900-1979): *Stellar Atmospheres, A Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars*



Foto: Smithsonian Institution.

## Notas históricas del capítulo

- Beatrice Hill (Tinsley) (1941-1981): de la geometría del Universo → *Evolution of galaxies and its significance for cosmology*



- *Evolution of Stars and Stellar Populations*, Mauro Salaris & Santi Cassisi (Wiley-VCH, 2005).
- *Modeling the panchromatic spectral energy distributions of galaxies*, Charlie Conroy (2013, ARA&A, 51, 393)  
<https://arxiv.org/pdf/1301.7095.pdf>
- *Stellar Populations*, Reynier Peletier  
Proceedings of lectures given at the XXIIIrd Canary Islands Winter School; 71 pages; to appear in *Secular Evolution of Galaxies*, eds. J. Falcón-Barroso & J. H. Knapen (Cambridge: Cambridge University Press),  
<https://arxiv.org/pdf/1210.2127.pdf>