

Astronomía Extragaláctica

Cap. 2: Poblaciones estelares

Profesor: Favio R. Faifer

Universidad Nacional de La Plata, Argentina

curso 2018

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

Galaxias de disco

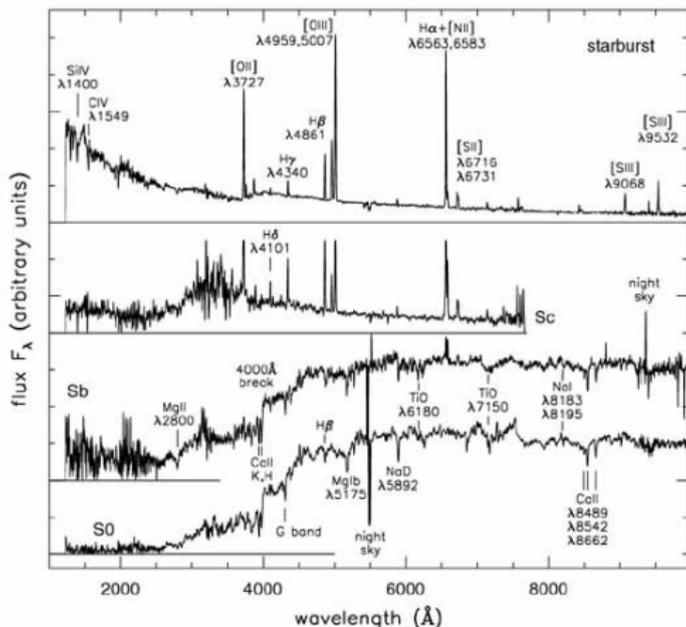
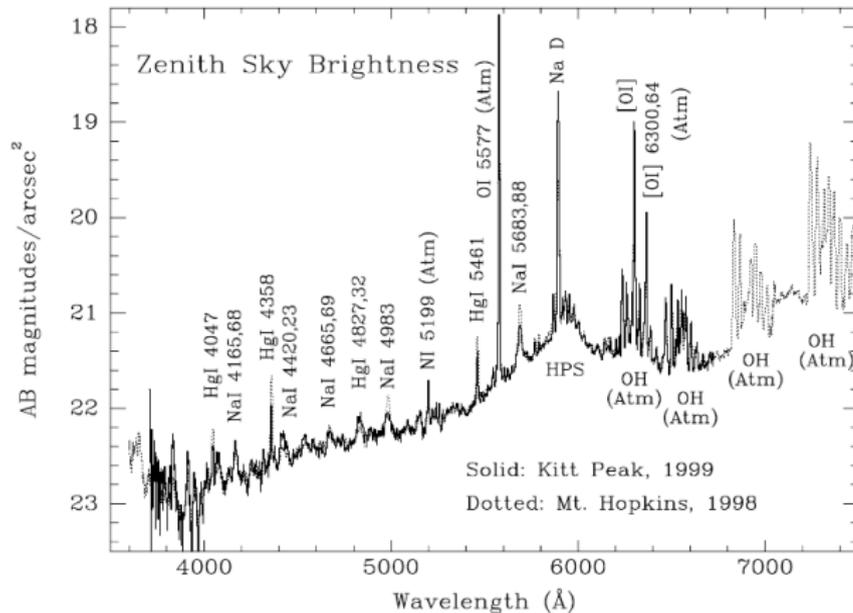


Fig 5.24 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

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

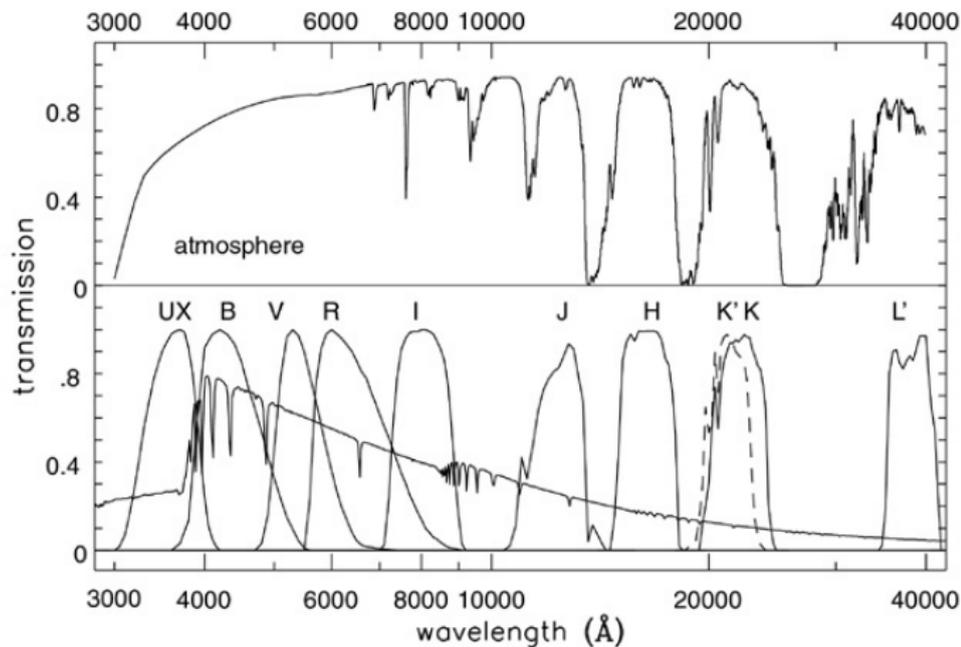


Fig 1.7 (M. Bessell) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

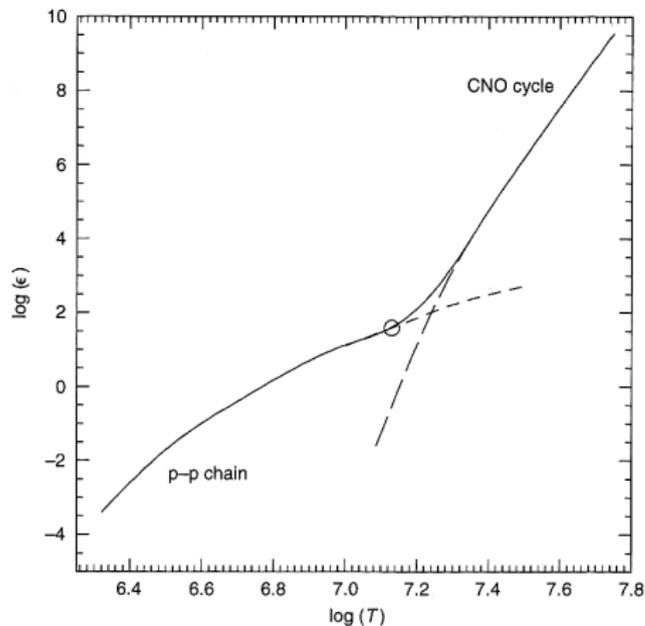
Fusión de H: 4 protones \rightarrow 1 ${}^4\text{He}$

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

- 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



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

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

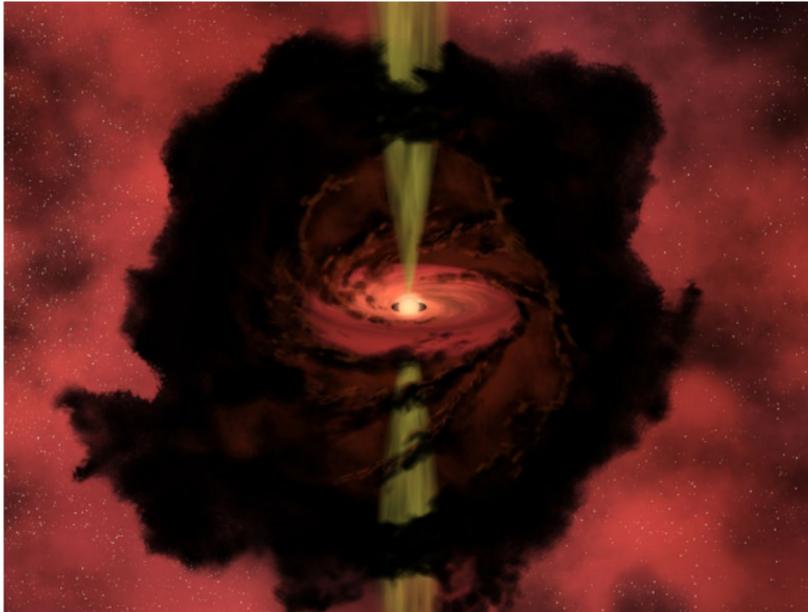
Cap. 2: Poblaciones estelares

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

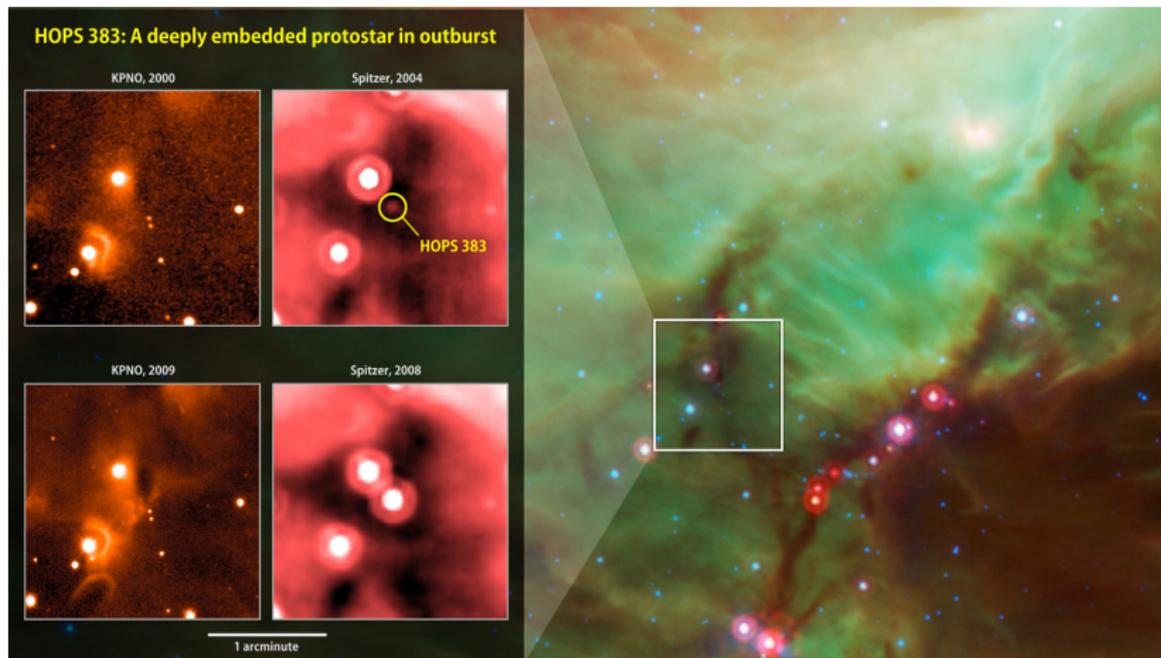
Protoestrellas y estrellas pre-MS

Etapas muy cortas.

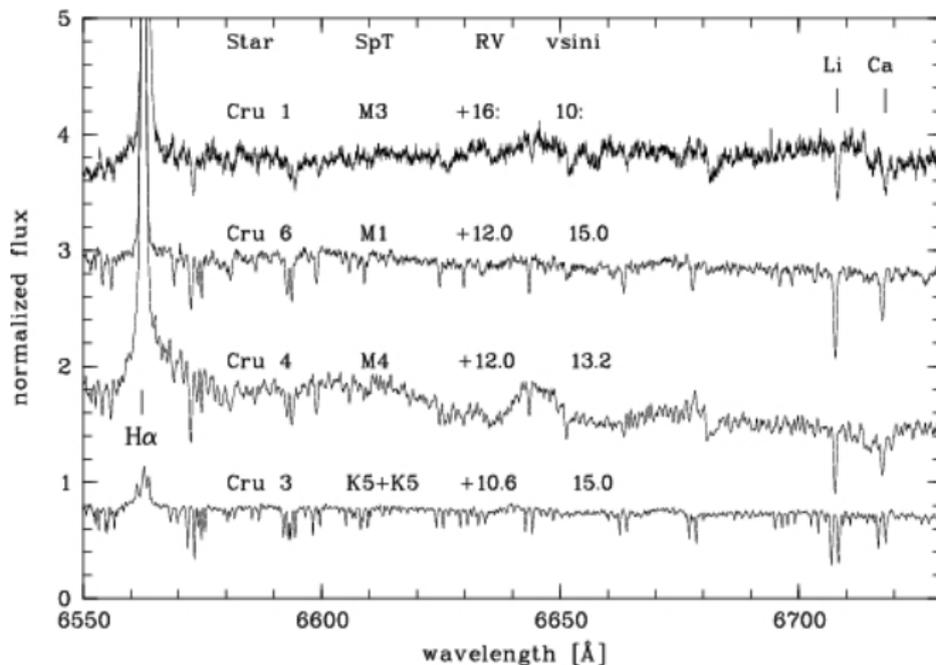
No contribuyen apreciablemente a la luminosidad de una galaxia.



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

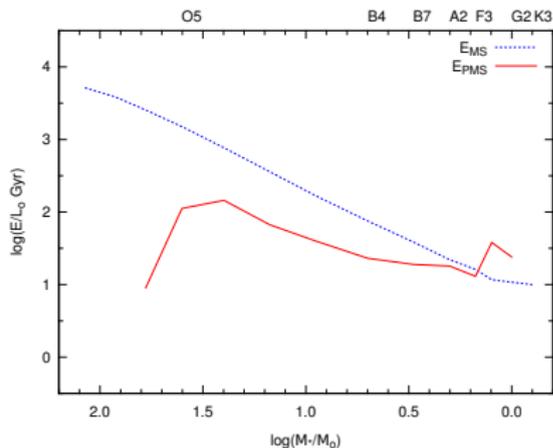
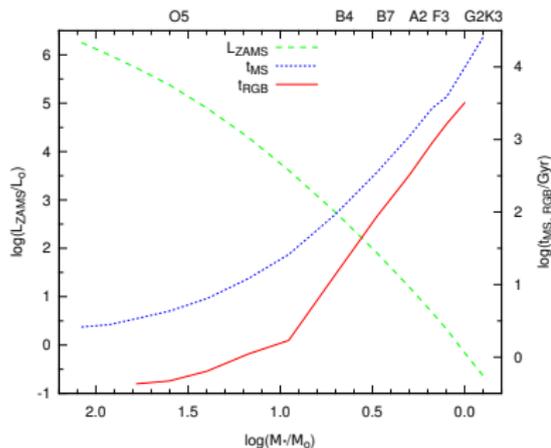
La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- 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.

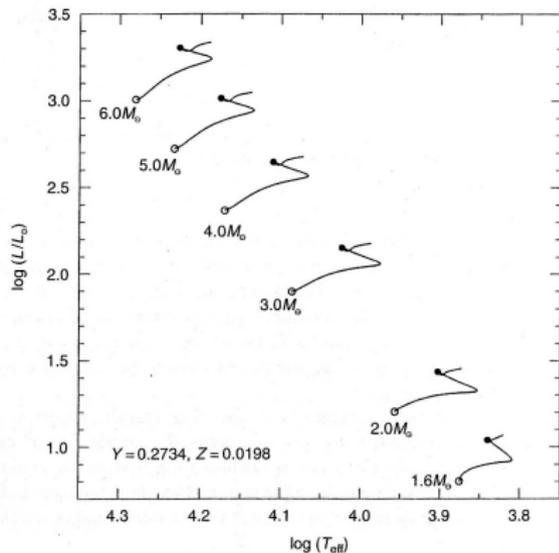
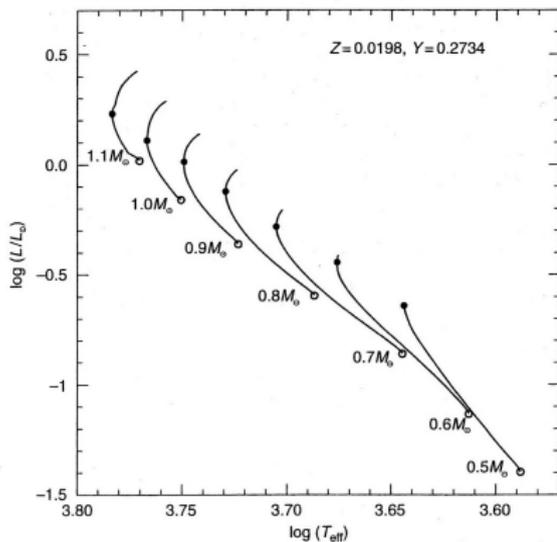
- Fase más larga \Rightarrow mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS) \Rightarrow *función inicial 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- α (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_{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)

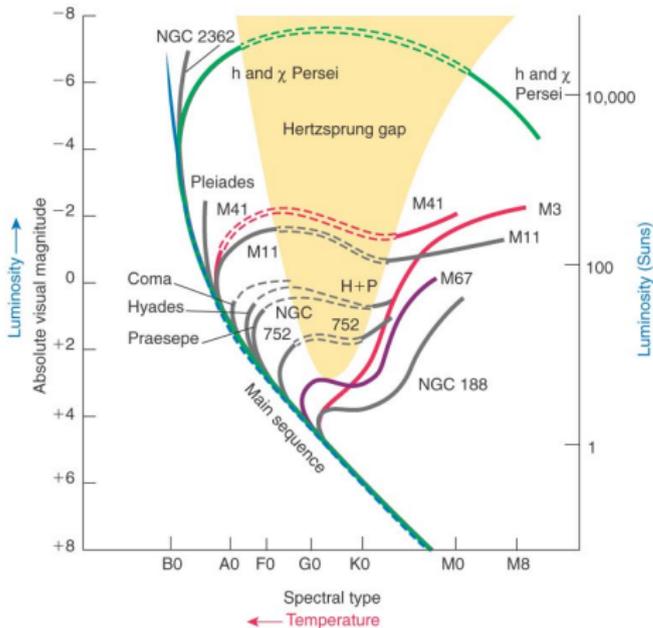
- ~ 12 Myr para $\mathcal{M}_* \sim 3 \mathcal{M}_\odot$
- ~ 1 Myr para $\mathcal{M}_* \sim 6 \mathcal{M}_\odot$

Brecha de Hertzsprung

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

Brecha de Hertzsprung

Rama subgigante (SGB)



© 2004 ThomsonBrooks 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: ρ_{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 $Z = \text{cte.}$ → disminución de la opacidad → disminución de la masa involucrada en la envoltura convectiva → RGB más caliente (azul).
- aumento de Z → aumento de la opacidad → aumento de la masa involucrada en la envoltura convectiva → 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_{eff} de la RGB con Z

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

He \rightarrow C en el núcleo, H \rightarrow 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_{env} \rightarrow rango de colores sobre la HB

Rama horizontal - *red clump*

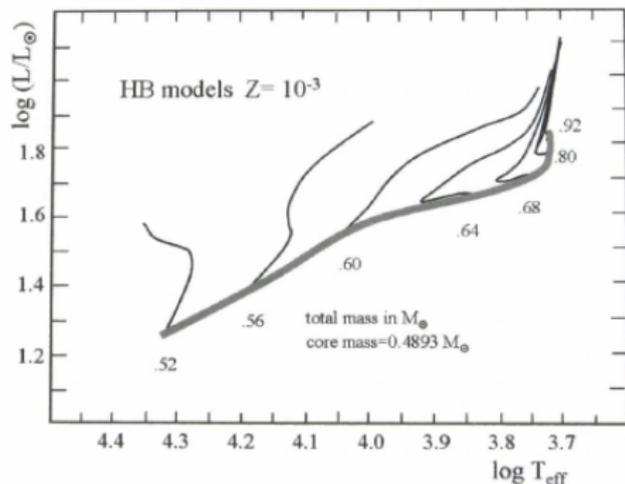
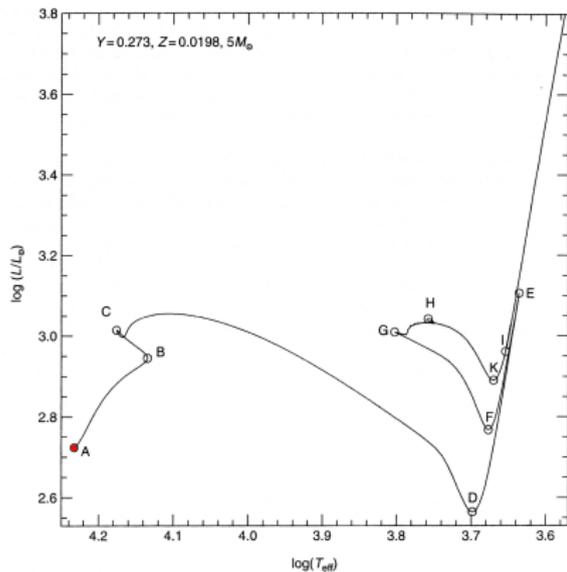


Figure 10.9. Location of the zero-age horizontal branch (think gray line) for a metallicity $Z = 0.001$ typical of globular clusters. These models have the same core mass ($0.489 M_{\odot}$) but varying total (i.e. envelope) mass, which determines their position in the H-R diagram. Evolution tracks during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

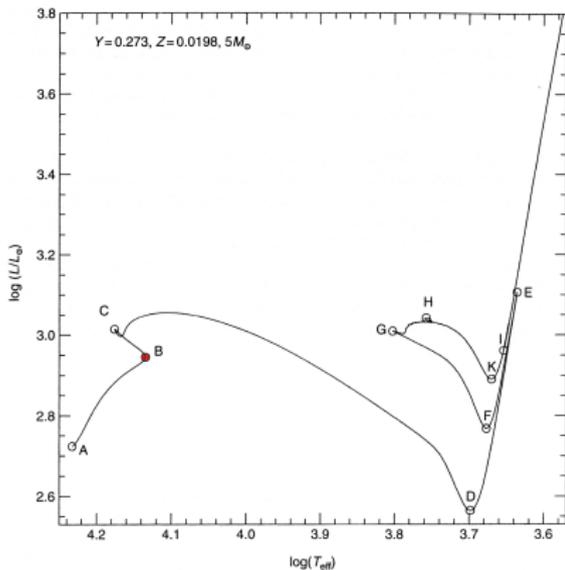
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo \rightarrow
la estrella empieza a
contraerse

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

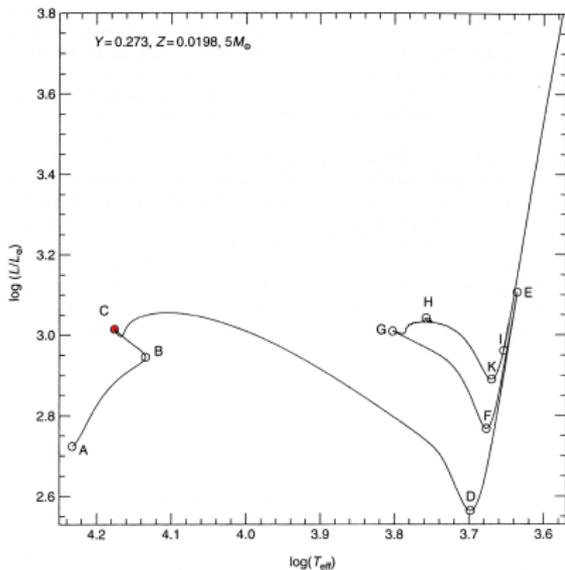
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo \rightarrow
la estrella empieza a
contraerse

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

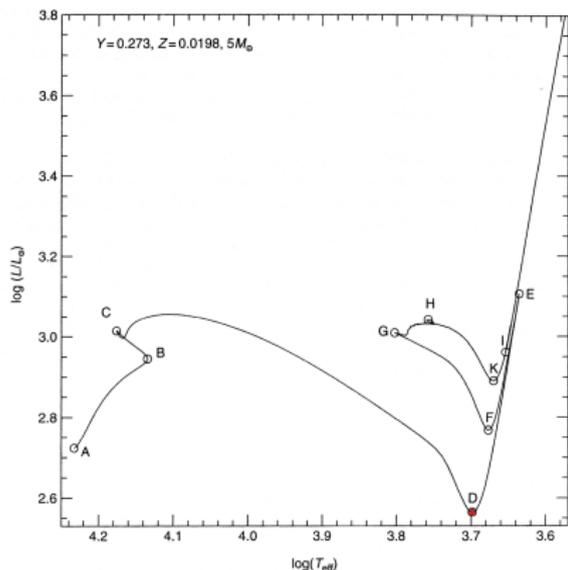
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo \rightarrow
la estrella empieza a
contraerse

C: fin etapa H \rightarrow He central

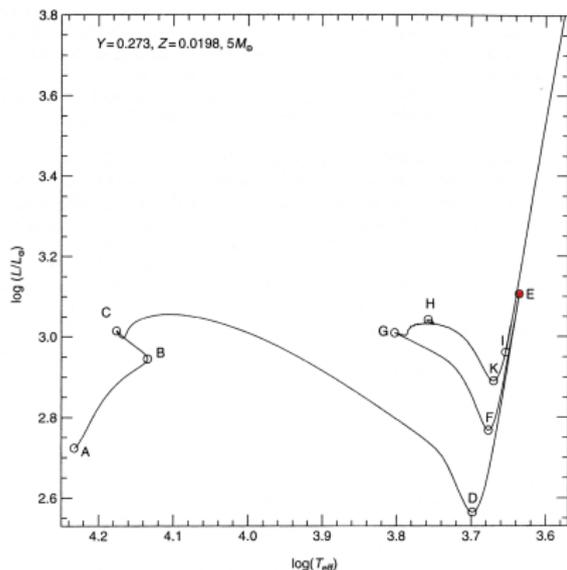
D: comienzo de la etapa de
RG; se establece
convección en zona
externa

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

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



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



A: ZAMS

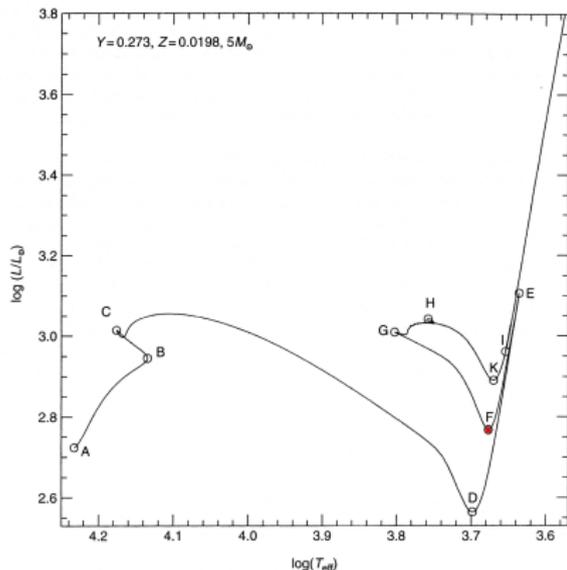
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo \rightarrow
la estrella empieza a
contraerse

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 $5 M_{\odot}$



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.

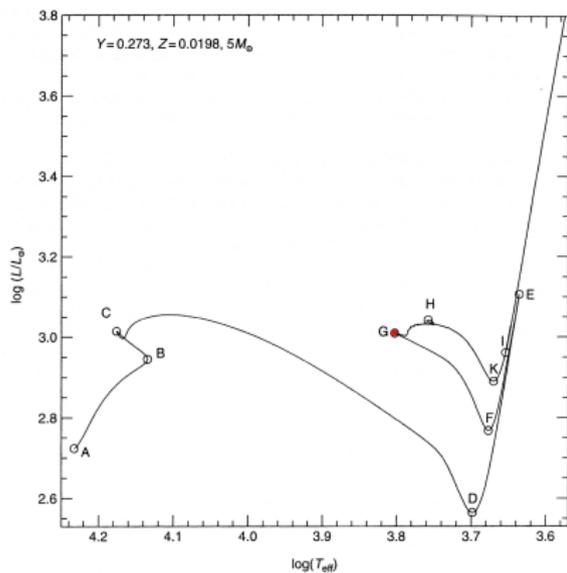
G: máxima eficiencia H \rightarrow He
en capa

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.

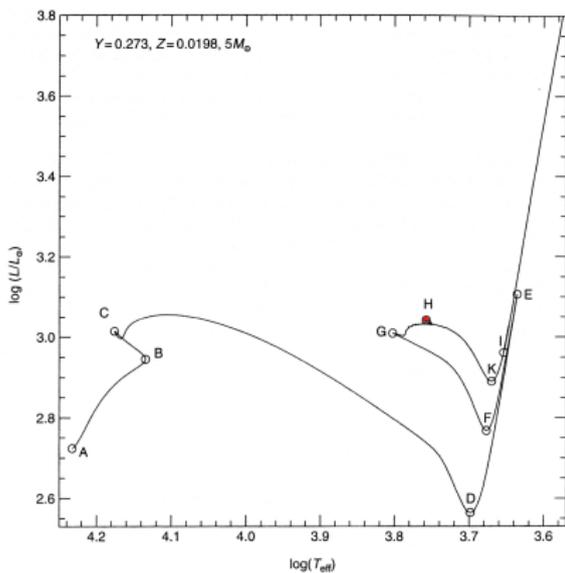
G: máxima eficiencia H→He en capa

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.

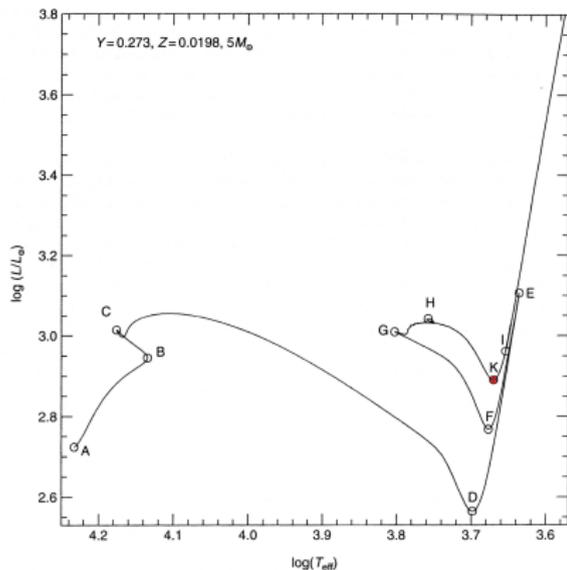
G: máxima eficiencia H \rightarrow He en capa

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 \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

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*).

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

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

$M_{\text{up}} \sim 8M_{\odot}$ 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

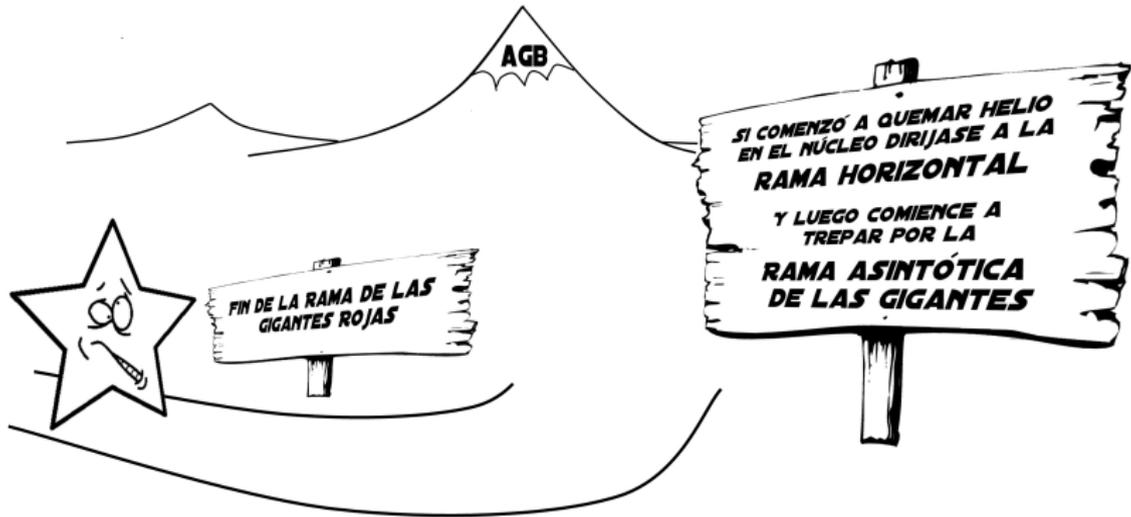
- En estrellas de baja masa ($\lesssim 2.5M_{\odot}$) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa $H \rightarrow He$ se extingue por caída de la T .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$: 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 $Z = 0.001$.

La rama gigante asintótica (AGB)



(Dibujo: gentileza de Marcelo Miller Bertolami)

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

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

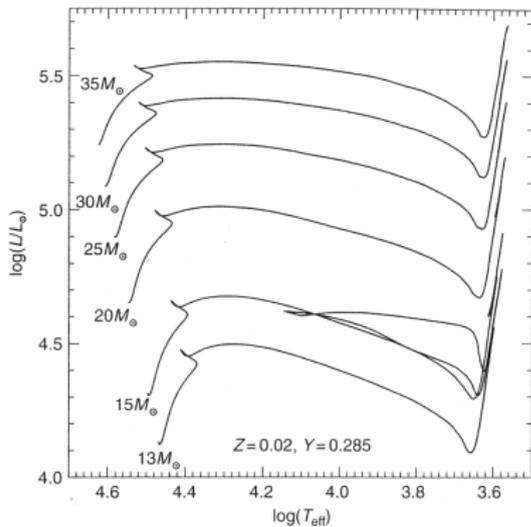
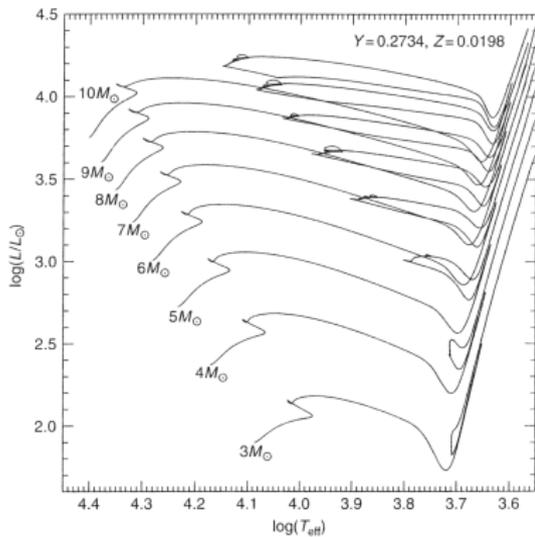
- \rightarrow principales productoras de He y elementos- α :
O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti

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_{H} (10^6 años)	10.70	7.48	5.93
t_{He} (10^6 años)	1.40	0.93	0.68
t_{C} (10^3 años)	2.60	1.45	0.97
t_{Ne} (años)	2.00	1.46	0.77
t_{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- α
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 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 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 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 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 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 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 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

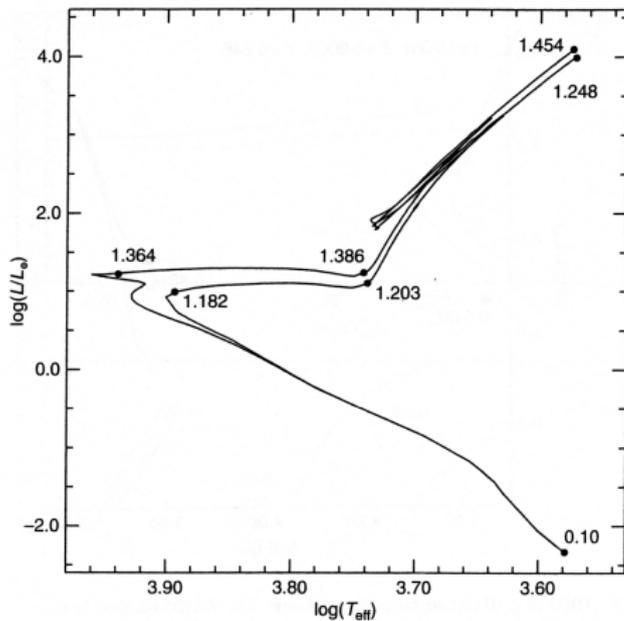
Camino evolutivos e isocronas

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

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

Isocronas desde la MS hasta el fin de la fase AGB

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



Distribución de masas estelares

- 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_{eff} y \mathcal{L} determinan la BC.

Distribución de masas estelares

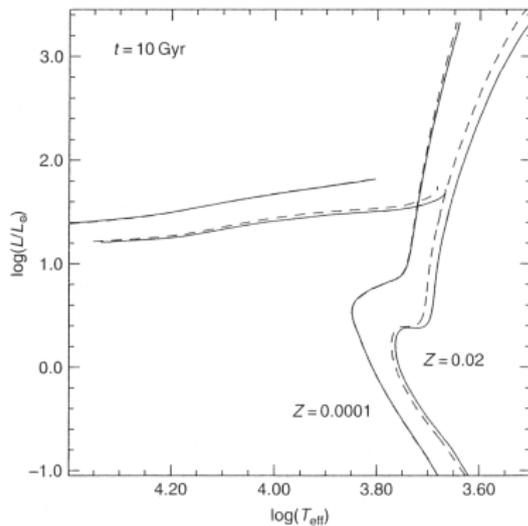
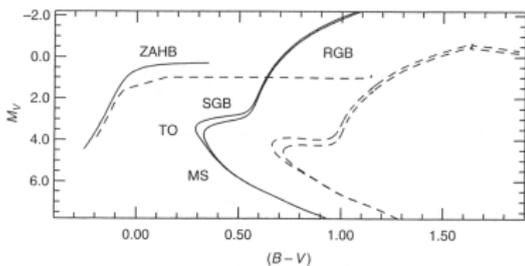
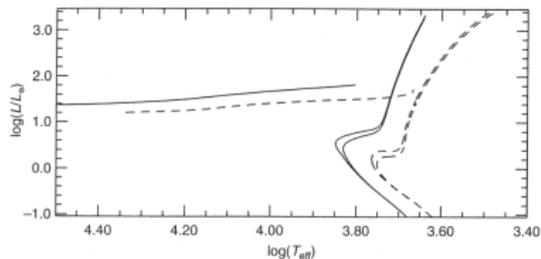
- Para calcular el nro. de estrellas en un punto dado sobre la isocrona, hay que usar en la IMF el valor de la **masa inicial** de las estrellas que fueron a parar a ese punto.
- Para determinar la corrección bolométrica (BC) hay que usar la **masa evolucionada** (es decir, considerando pérdida de masa).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



Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

MS inferior (desde ~ 2 mag abajo del TO):

no está afectada por edad, pero es sensible a Z . Color y luminosidad del TO afectados por edad y Z

- estrellas en esta zona del HRD: tiempos evolutivos muy largos. Debajo del TO no evolucionaron. Ubicación del TO: depende de la masa (\equiv edad) que está evolucionando
- a mayor Z menor \mathcal{L} ; sobrecompensa el hecho de que la masa en el TO es mayor debido a sus mayores tiempos evolutivos

Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

MS inferior (desde ~ 2 mag abajo del TO):

no está afectada por edad, pero es sensible a Z . Color y luminosidad del TO afectados por edad y Z

- estrellas en esta zona del HRD: tiempos evolutivos muy largos. Debajo del TO no evolucionaron. Ubicación del TO: depende de la masa (\equiv edad) que está evolucionando
- a mayor Z menor \mathcal{L} ; sobrecompensa el hecho de que la masa en el TO es mayor debido a sus mayores tiempos evolutivos

Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

RGB:

no está afectada por la edad, pero es sensible a Z

- ubicación de la RGB: depende débilmente de la masa (\equiv edad).
- Z afecta fuertemente la T de las estrellas de RGB.

Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

RGB:

no está afectada por la edad, pero es sensible a Z

- ubicación de la RGB: depende débilmente de la masa (\equiv edad).
- Z afecta fuertemente la T de las estrellas de RGB.

Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

Luminosidad de la ZAHB:

no está afectada por la edad, pero sí por Z

- $\mathcal{L}_{\text{ZAHB}}$ determinada por masa del núcleo de He en el flash del He, que decrece a mayor $Z \Rightarrow \mathcal{L}_{\text{ZAHB}}$ decrece con mayor Z .
- La edad no afecta apreciablemente a la masa del núcleo de He para los rangos de masa involucrados

Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- α

Luminosidad de la ZAHB:

no está afectada por la edad, pero sí por Z

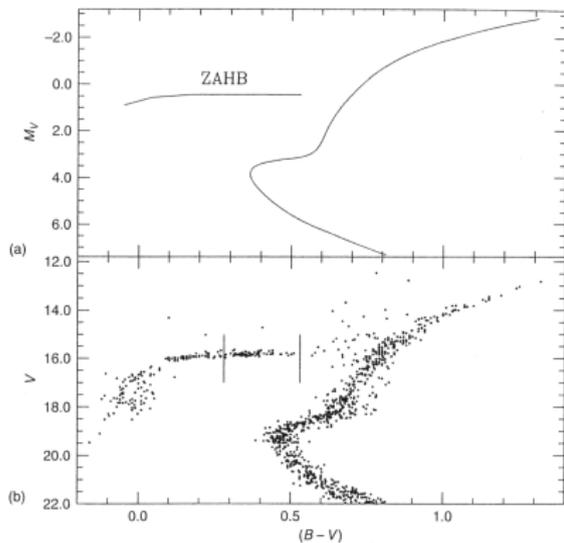
- $\mathcal{L}_{\text{ZAHB}}$ determinada por masa del núcleo de He en el flash del He, que decrece a mayor $Z \Rightarrow \mathcal{L}_{\text{ZAHB}}$ decrece con mayor Z .
- La edad no afecta apreciablemente a la masa del núcleo de He para los rangos de masa involucrados

Propiedades de isocronas para SSP viejas

La posibilidad de predecir el CMD observado de SSP con distintas edades y composiciones químicas es una herramienta para determinar parámetros fundamentales de las SSP

Propiedades de isocronas para SSP viejas

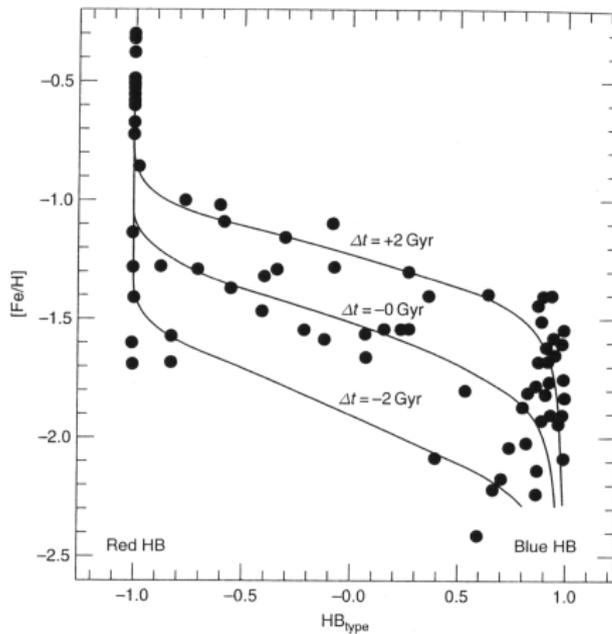
Isocrona $t = 12$ Gyr y CMD del GC M15.



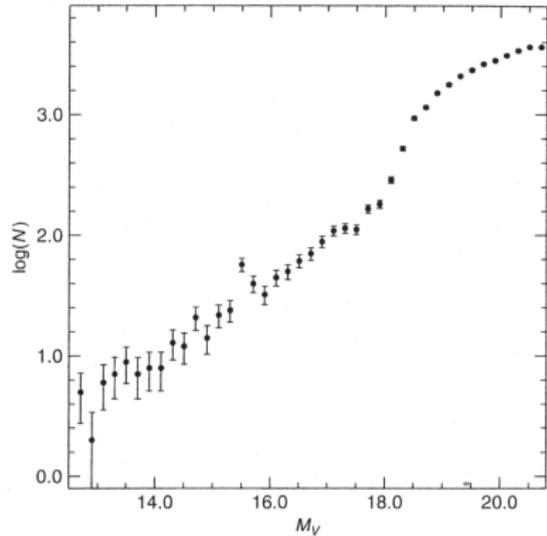
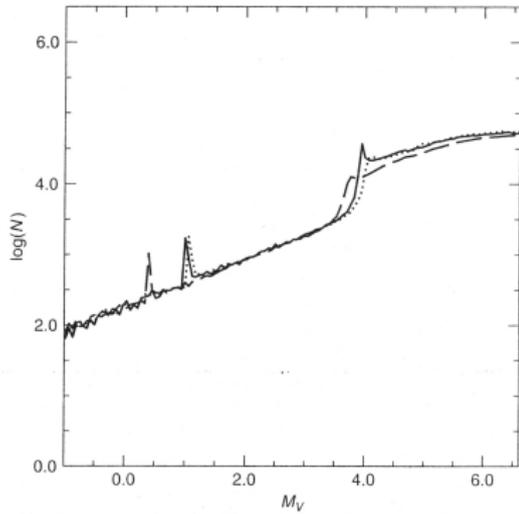
(Los CGs son muy buenas aproximaciones a SSP (ejemplo M15). Imagen obtenida con el HST.)

El color de la HB y el segundo parámetro

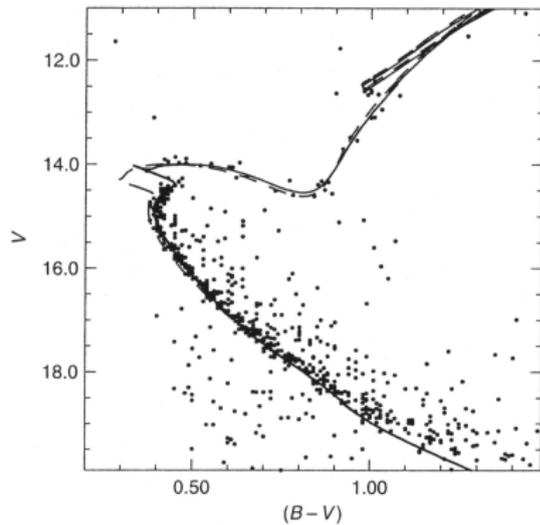
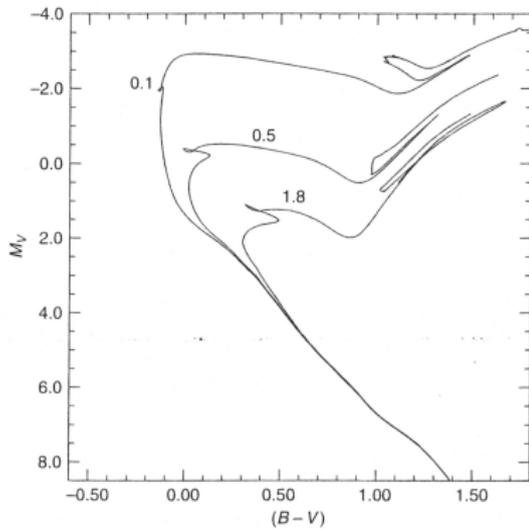
Muestra de GC galácticos



Funciones de luminosidad



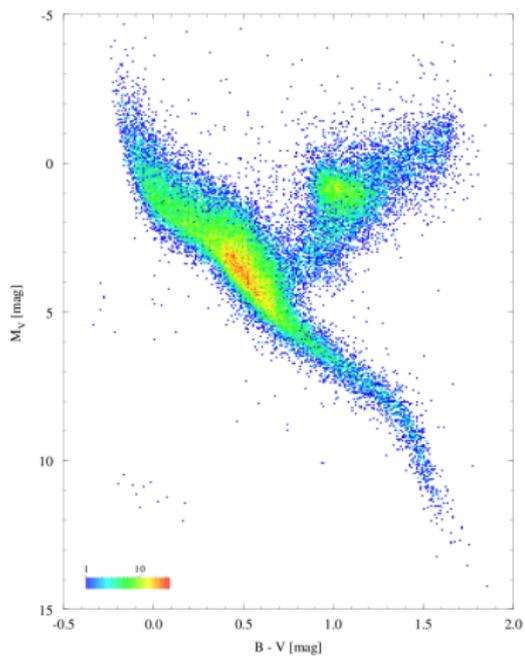
Isocronas de SSP jóvenes



Cap. 2: Poblaciones estelares

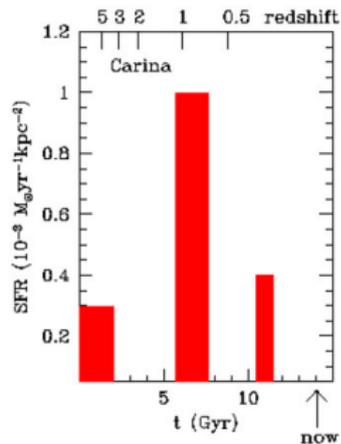
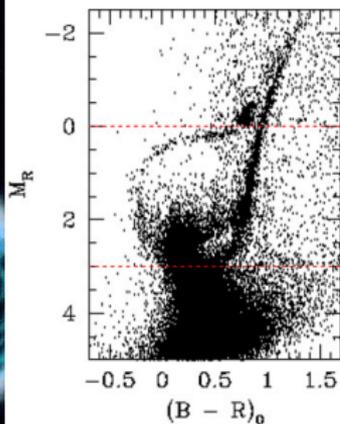
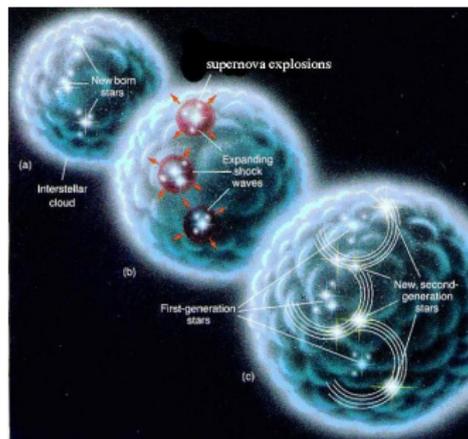
- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas**
- 5 Poblaciones estelares no resueltas

CMD en los alrededores del Sol (Hipparcos)



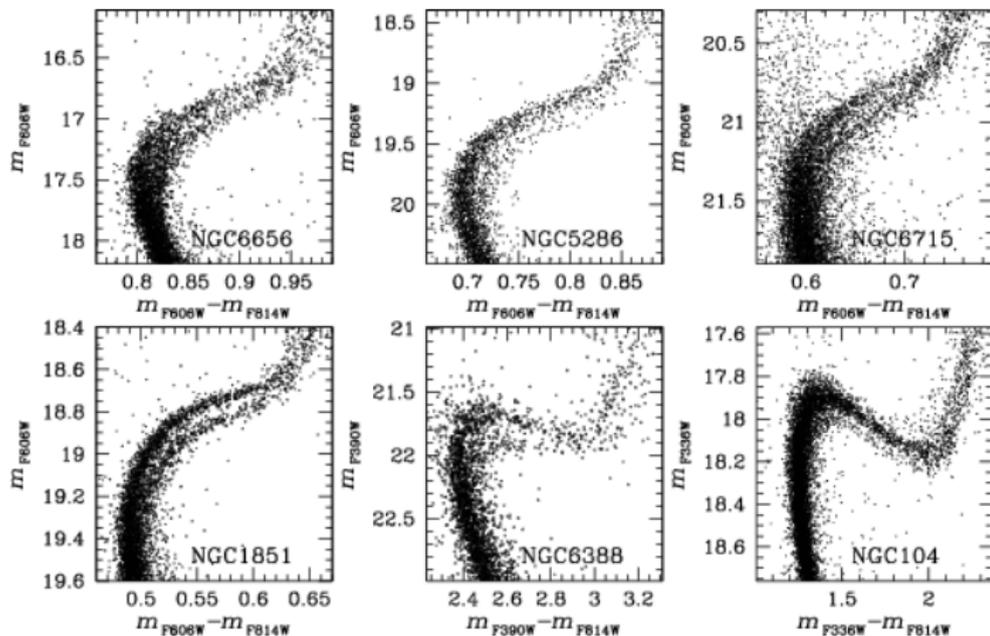
Otro ejemplo: galaxias enanas del Grupo Local

Carina dSph



(Mateo et al.)

Otro ejemplo: CGs con multiples poblaciones



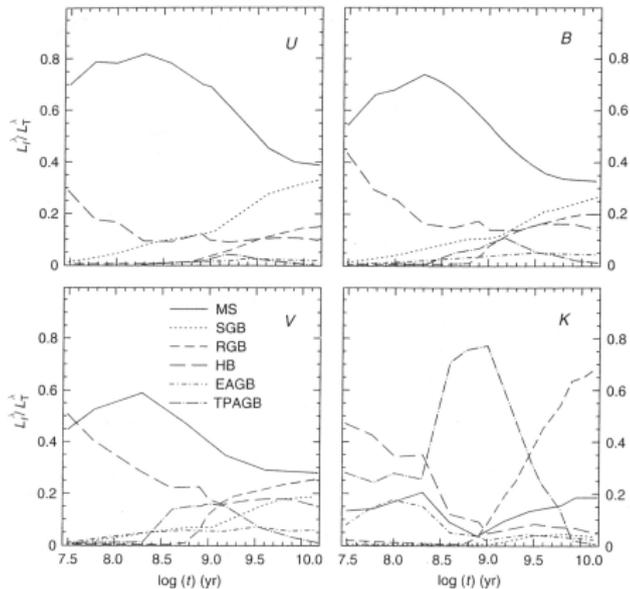
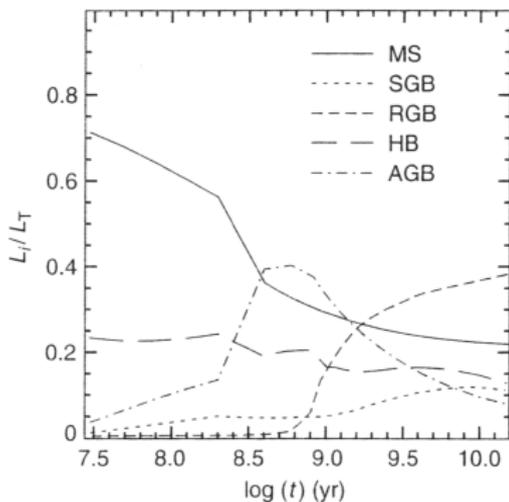
(Mateo et al, 2010sf2a.conf..319M)

Cap. 2: Poblaciones estelares

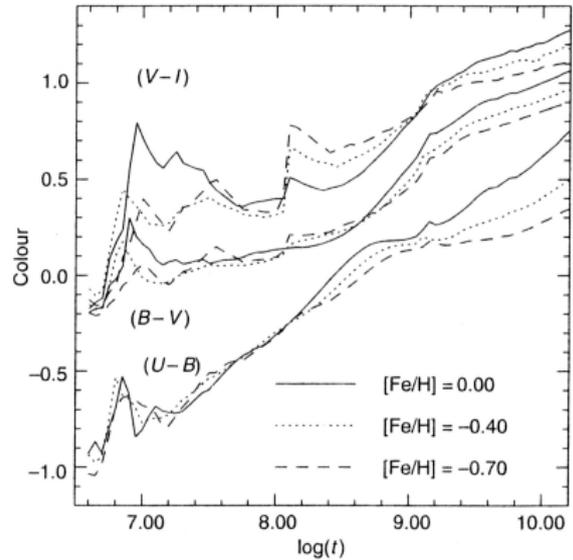
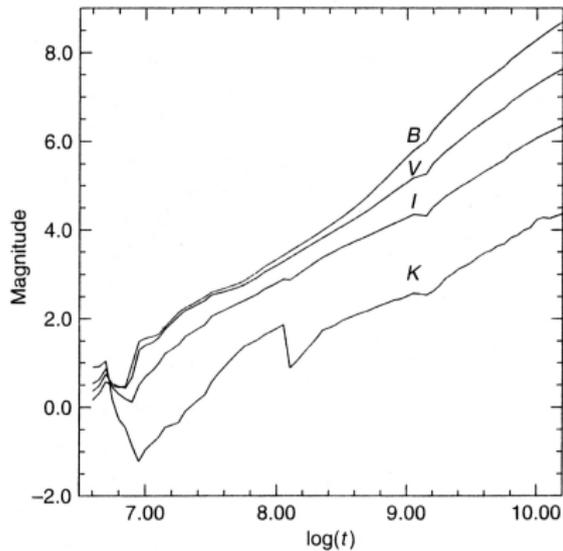
- 1 Aspectos observacionales y definiciones
- 2 Sinopsis de evolución estelar
- 3 Poblaciones estelares simples
- 4 Poblaciones estelares compuestas
- 5 Poblaciones estelares no resueltas**

Contribuciones de fases evolutivas a una SSP

Luminosidad bolométrica - Luminosidad monocromática



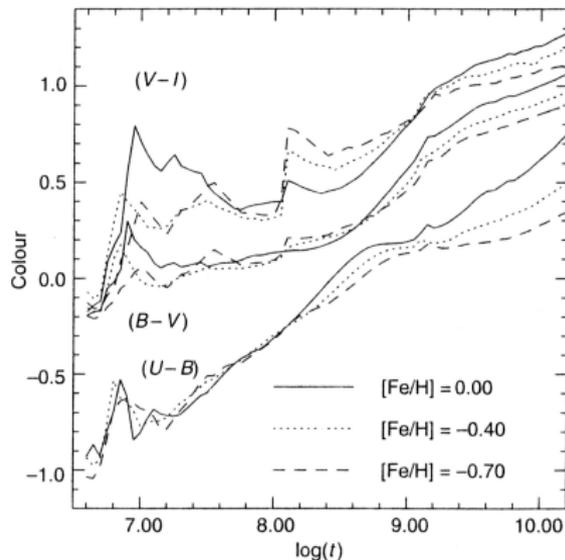
Magnitudes y colores integrados de SSP



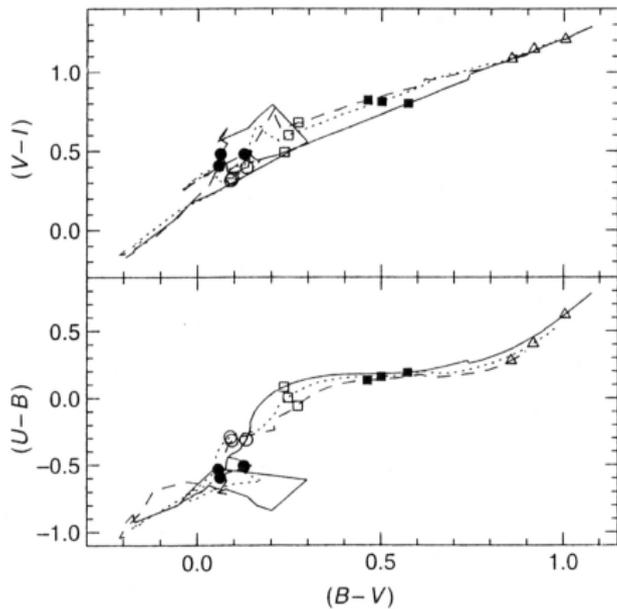
Magnitudes y colores integrados de SSP

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

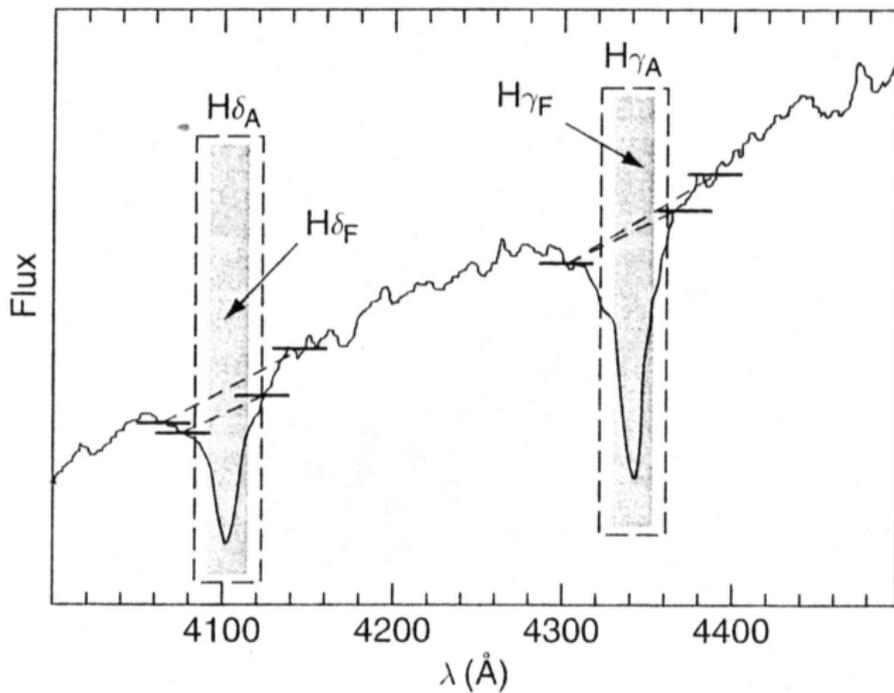
- $t \gtrsim 10^{10}$ años,
[Fe/H] $\simeq -0.70$
- $t \lesssim 10^{10}$ años,
[Fe/H] $\simeq -0.40$
- $t \simeq 3 \times 10^9$ años,
[Fe/H] $\simeq 0$



Diagramas color-color de SSP

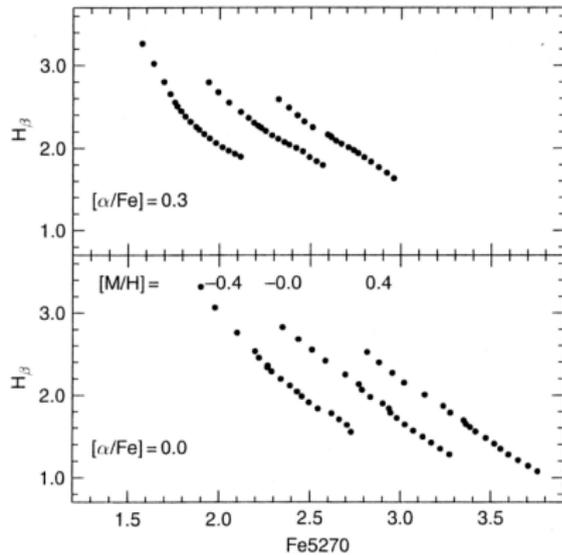
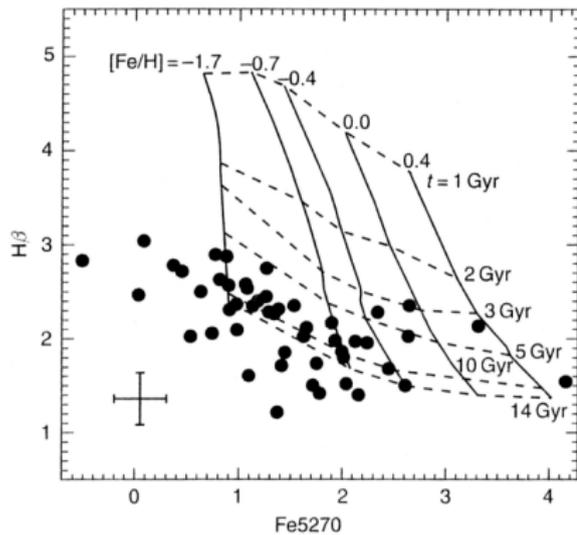


Índices espectrales

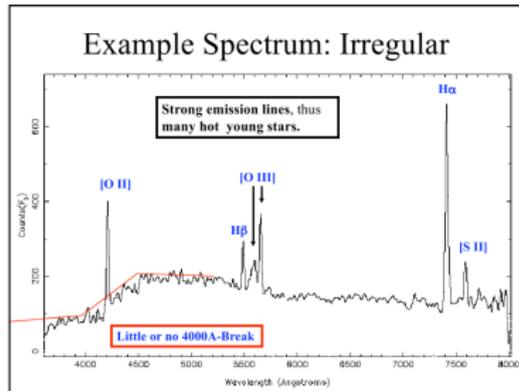
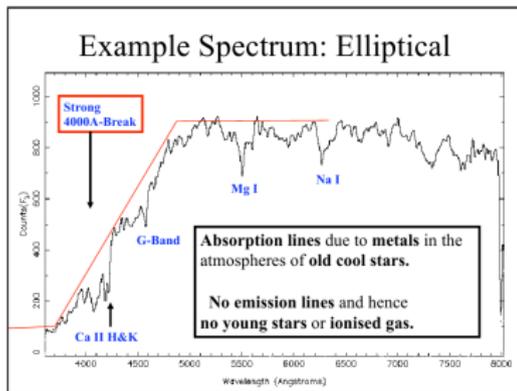


Índices espectrales

Calibración

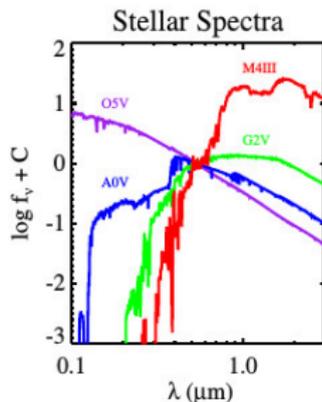
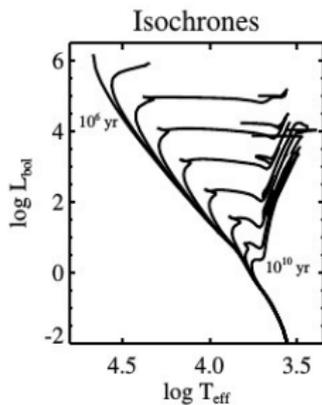
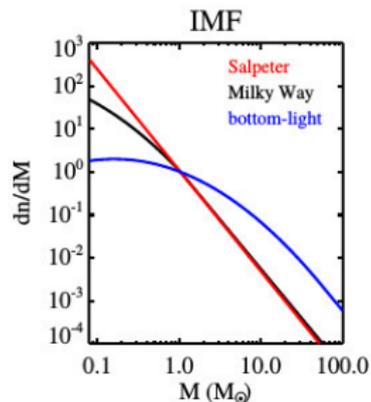


El quiebre a 4000 Å



Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

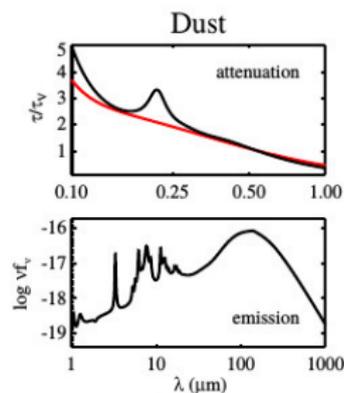
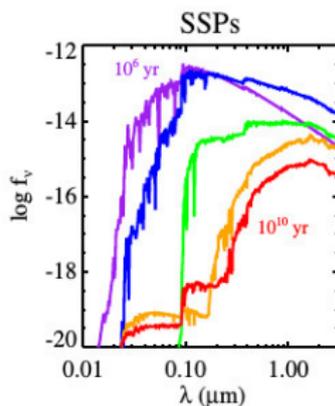
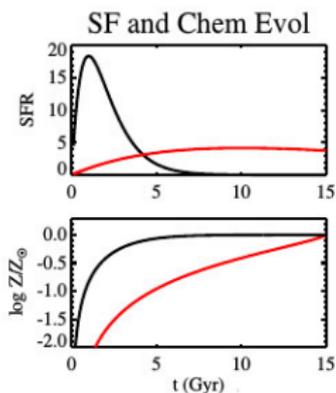
Ingredientes de una SSP



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

Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

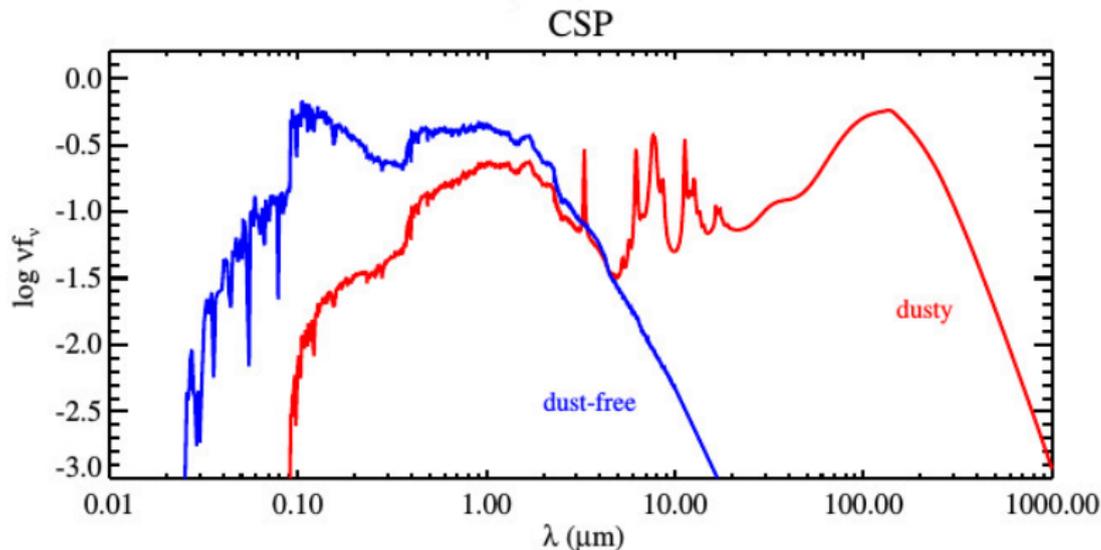
Ingredientes de una CSP



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

Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

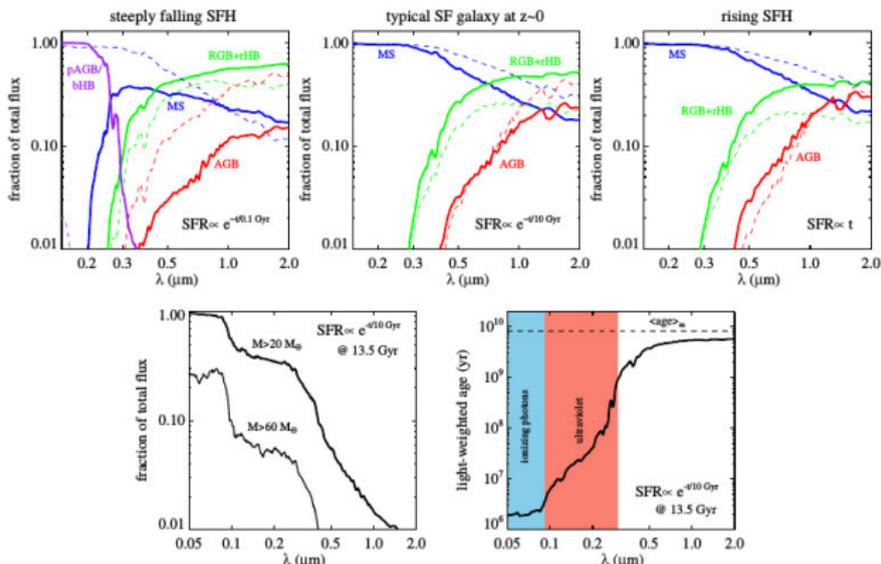
Ingredientes de una CSP:SED



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

Síntesis de Poblaciones Estelares (SPS)

Ingredientes de una CSP:SED



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

Historias de formación estelar no paramétricas

La técnica del ajuste espectral completo

$$F_{obs}(\lambda) = P_n(\lambda) \left(LOSVD(V_{sys}, \sigma, h3, h4) \otimes \sum_{i=0}^k W_i CMP_i(a_1, a_2, \dots, \lambda) \right) + Q_m(\lambda) \quad (1)$$

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

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

V_{sys} : velocidad sistémica

σ : 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.

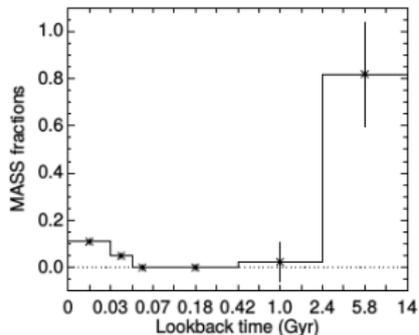
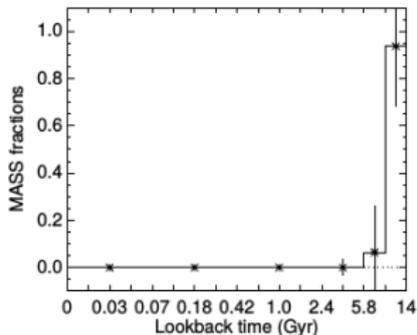
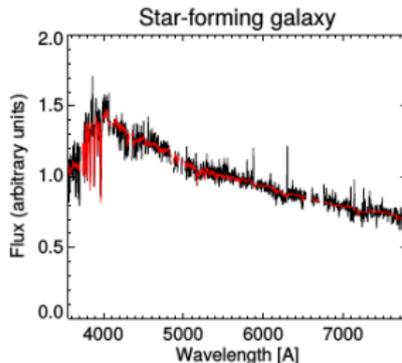
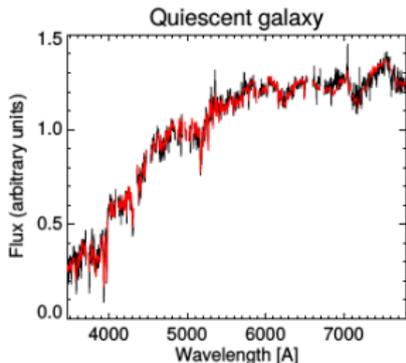
W_i : pesos

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

λ : log de la longitud de onda.

Historias de formación estelar no paramétricas

La técnica del ajuste espectral completo



- *Evolution of Stars and Stellar Populations*,
Mauro Salaris & Santi Cassisi (Wiley-VCH, 2005).