

Astronomía Extragaláctica

Cap. 2: Poblaciones estelares

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

Universidad Nacional de La Plata, Argentina

curso 2025

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

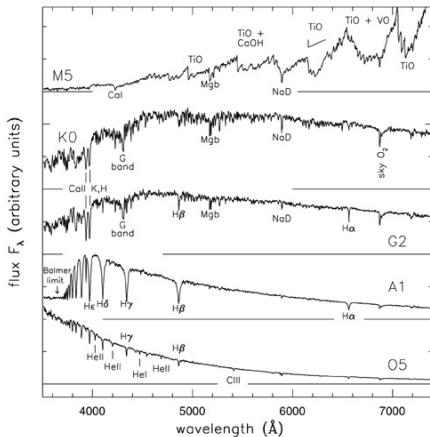


Fig 1.1 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

Espectros ópticos

Galaxias de disco

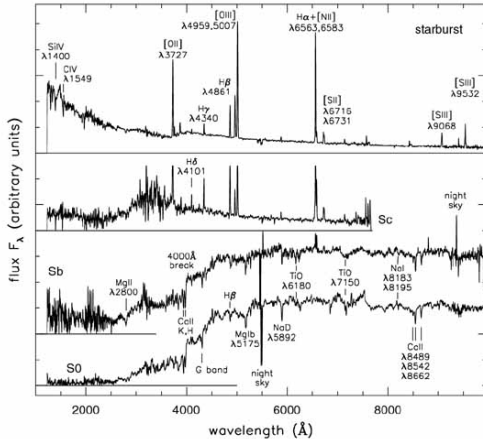
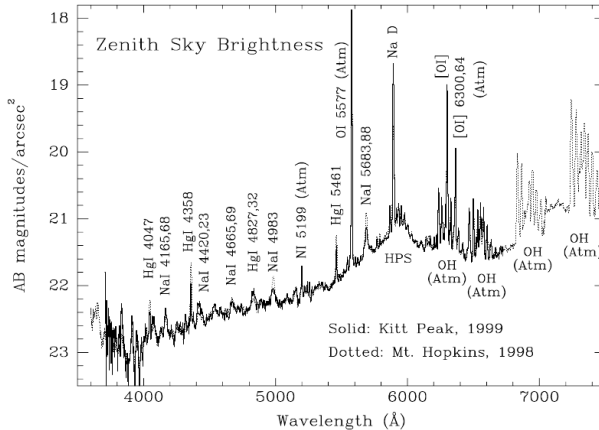


Fig 5.24 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

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

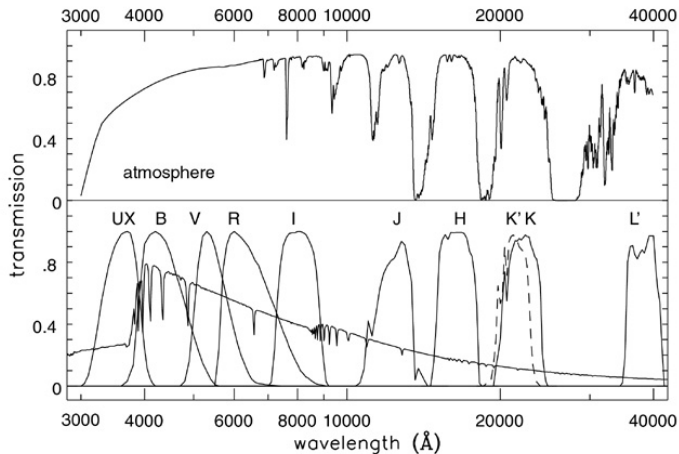
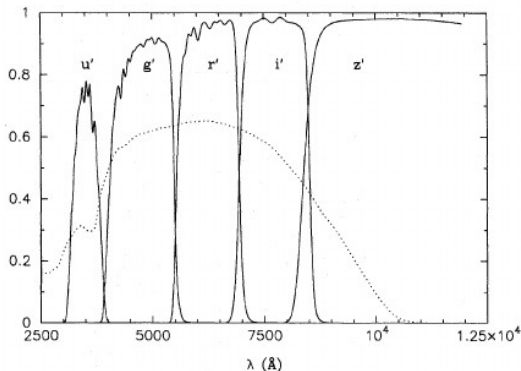


Fig 1.7 (M. Bessell) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

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).

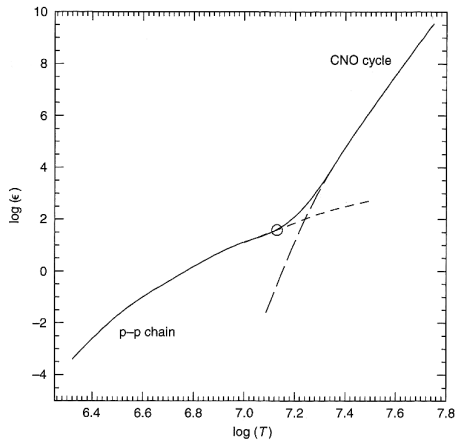
Fusión de H: 4 protones $\rightarrow$ 1 ^4He

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

- 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

Coeficiente 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

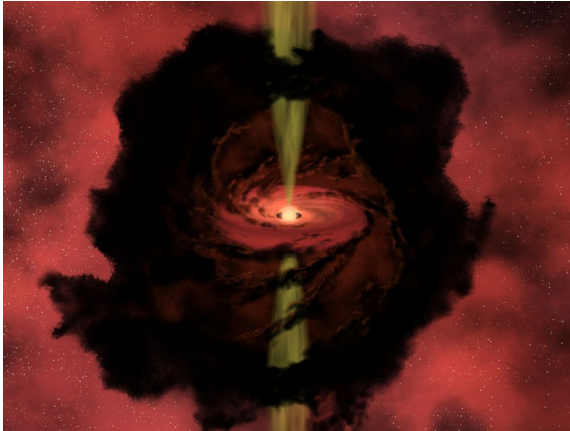
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascaron”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).

Estrellas pre-MS

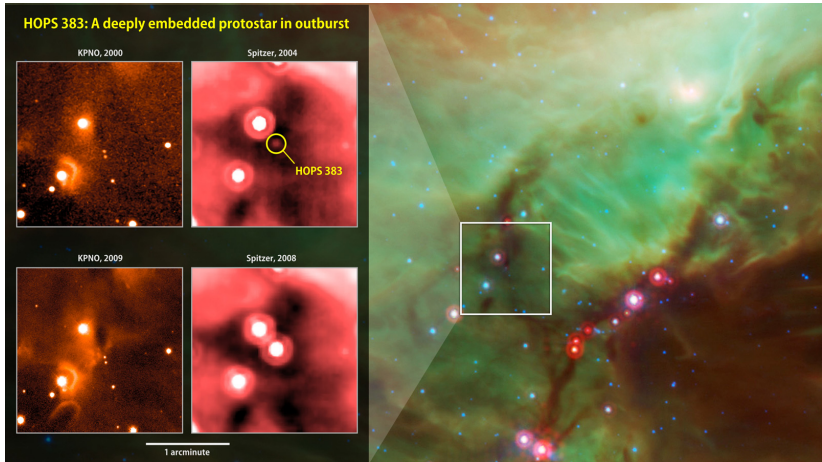
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascaron”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).

Estrellas pre-MS

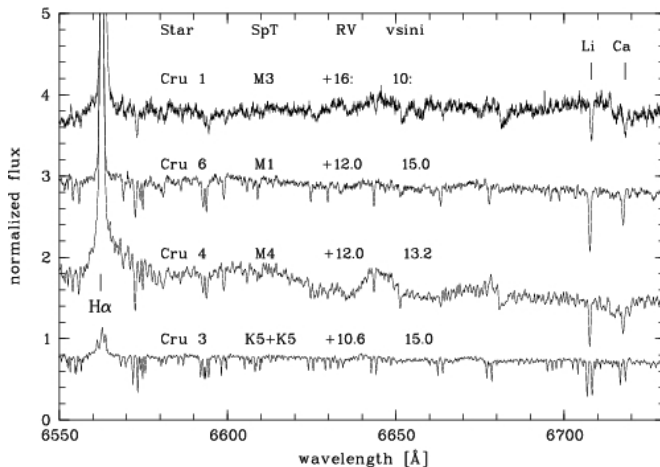
- Energía liberada mayormente por contracción gravitatoria, con contribución de la fusión de Li y Be.
- Se frena la acreción de material y se rompe el “cascarón”.
- Sigue etapa con generación de energía totalmente por fusión, pero no estable (elementos secundarios).



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

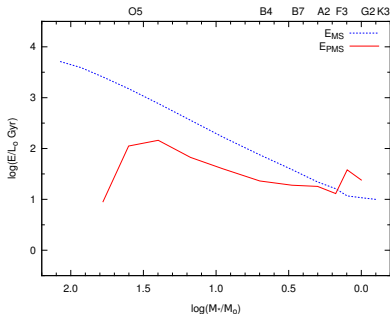
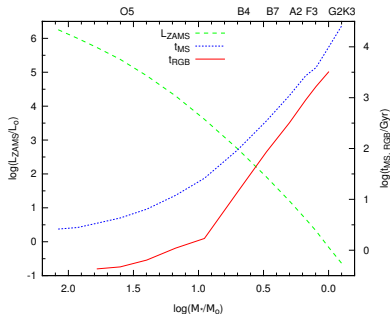
La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- 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.

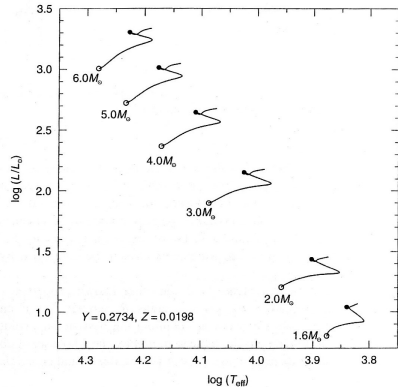
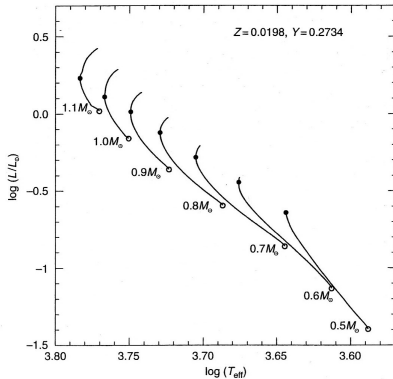
- Fase más larga $\Rightarrow$ mayoría de las estrellas de una galaxia en la MS.
- Las propiedades estructurales de una estrella durante la MS determinan sus propiedades evolutivas en etapas posteriores.
- Análisis de la fase de fusión central de H (conteo de estrellas en la MS) $\Rightarrow$ *función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



Dependencia con la composición química

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)

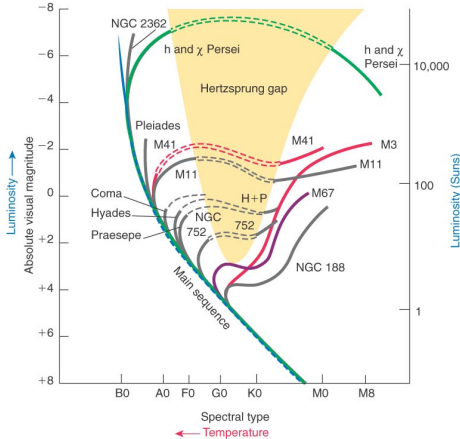
- $\sim 12 \text{ Myr}$ para $\mathcal{M}_\star \sim 3 \mathcal{M}_\odot$
- $\sim 1 \text{ Myr}$ para $\mathcal{M}_\star \sim 6 \mathcal{M}_\odot$

Brecha de Hertzsprung

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

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)

- $H \rightarrow He$ en capa
- envoltura **convectiva**
- núcleo de He:
 - estrellas de baja masa: degeneración electrónica
 - estrellas de masa intermedia y alta: ρ_{cent} baja $\rightarrow$ 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

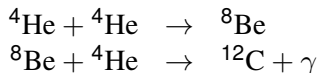
En las RG, $\mathcal{L}$ y color dependen más de la metalicidad que de la masa $\rightarrow$ las RGB de sistemas estelares de diferentes edades pueden ser muy parecidas.

Fuerte dependencia de la T_{eff} de la RGB con Z

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

Etapas de fusión central de He

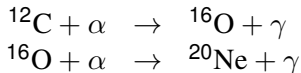
Estrellas con $\mathcal{M}_{\text{tot}} \gtrsim 0.5 \mathcal{M}_{\odot}$ pueden encender la fusión de He.
Reacción nuclear: **triple alfa (3α)**



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 ~ 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:



Rama horizontal - *red clump*

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

Red clump: estrellas de $1 - 2 \mathcal{M}_{\odot}$ 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 $\mathcal{M}_{\text{env}} \rightarrow$ rango de colores sobre la HB

Rama horizontal - *red clump*

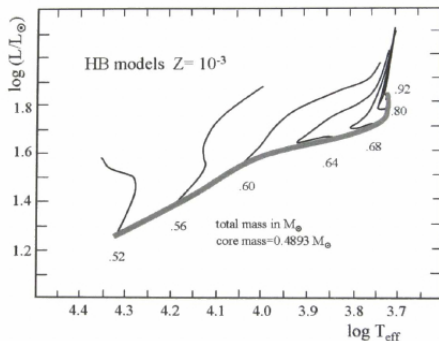
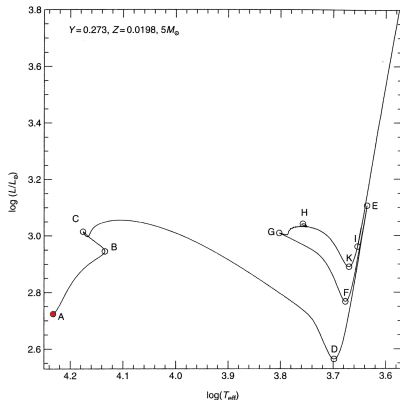


Figure 10.9. Location of the zero-age horizontal branch (think gray line) for a metallicity $Z = 0.001$ typical of globular clusters. These models have the same core mass ($0.489 M_{\odot}$) but varying total (i.e. envelope) mass, which determines their position in the H-R diagram. Evolution tracks during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

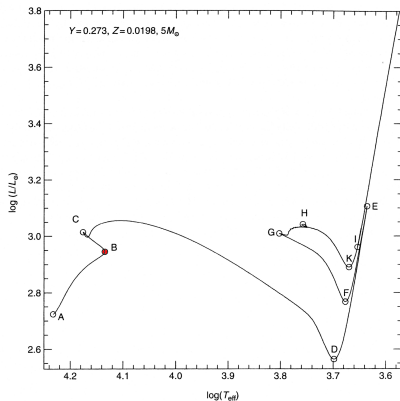
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo $\rightarrow$
la estrella empieza a
contraerse

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

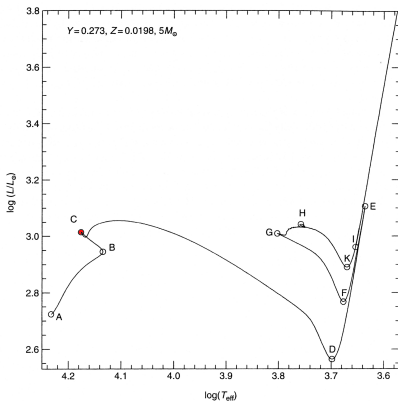
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo $\rightarrow$
la estrella empieza a
contraerse

C: fin etapa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ central

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

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

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



A: ZAMS

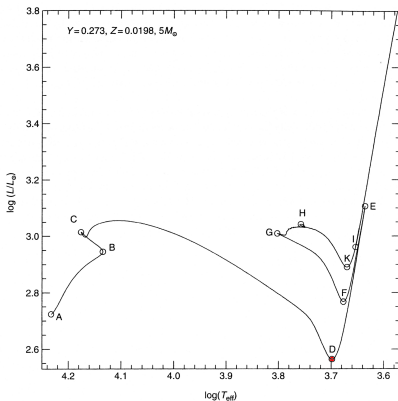
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo $\rightarrow$
la estrella empieza a
contraerse

C: fin etapa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ central

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

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

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



A: ZAMS

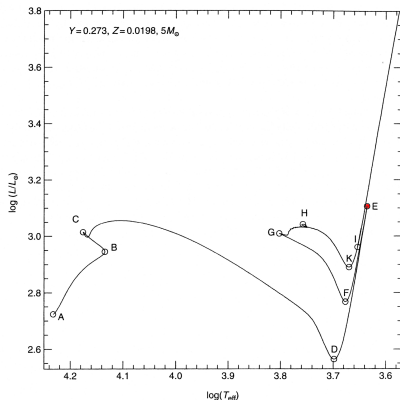
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo $\rightarrow$
la estrella empieza a
contraerse

C: fin etapa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ central

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

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

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



A: ZAMS

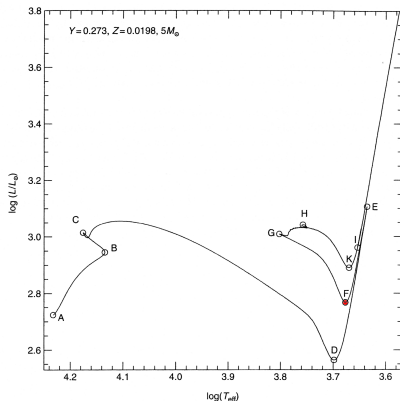
B: abundancia de H:
 $X \sim 0.05$ en el núcleo $\rightarrow$
la estrella empieza a
contraerse

C: fin etapa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ central

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

E: comienza $\text{He} \rightarrow \text{C}$ 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.

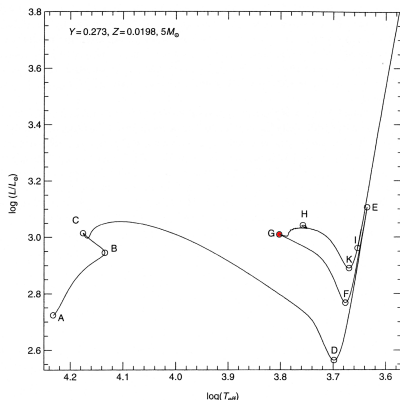
G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He
en capa

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

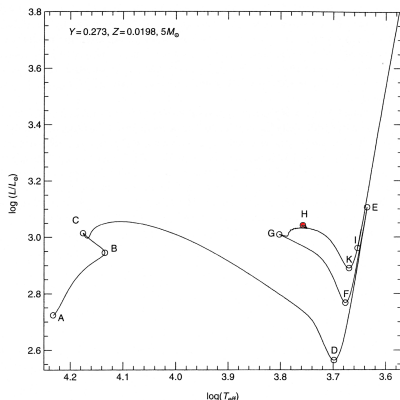
G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He
en capa

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

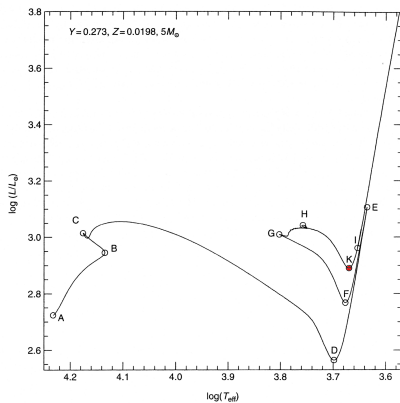
G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He
en capa

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

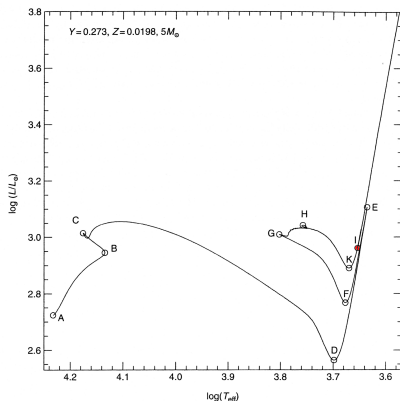
G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He
en capa

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 $\rightarrow$ 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*).

$M < M_{up}$: 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 ($\lesssim 2.5\mathcal{M}_{\odot}$) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ se extingue por caída de la T .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

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

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

$\mathcal{M}_{\text{up}} \sim 8\mathcal{M}_{\odot}$ para $Z = Z_{\odot}$ y para muy baja metalicidad; $\mathcal{M}_{\text{up}}$ tiene un mínimo $\sim 4\mathcal{M}_{\odot}$ 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 ($\lesssim 2.5\mathcal{M}_{\odot}$) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ se extingue por caída de la T .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

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

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

$\mathcal{M}_{\text{up}} \sim 8\mathcal{M}_{\odot}$ para $Z = Z_{\odot}$ y para muy baja metalicidad; $\mathcal{M}_{\text{up}}$ tiene un mínimo $\sim 4\mathcal{M}_{\odot}$ 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 ($\lesssim 2.5\mathcal{M}_{\odot}$) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa $\text{H} \rightarrow \text{He}$ se extingue por caída de la T .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

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

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

$\mathcal{M}_{\text{up}} \sim 8\mathcal{M}_{\odot}$ para $Z = Z_{\odot}$ y para muy baja metalicidad; $\mathcal{M}_{\text{up}}$ tiene un mínimo $\sim 4\mathcal{M}_{\odot}$ 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

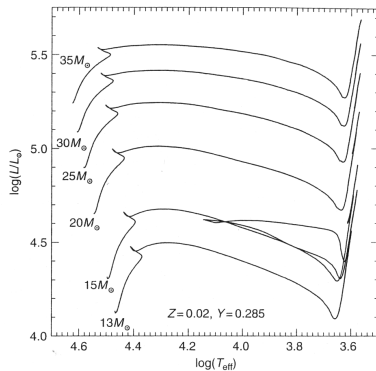
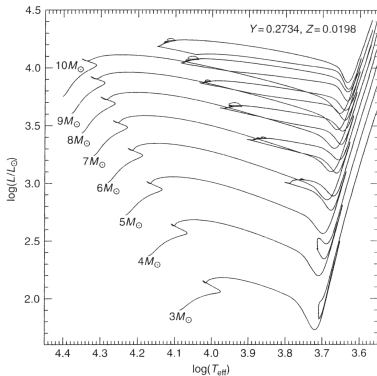
$\rightarrow$ principales productoras de **He** y **elementos- α** :
O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti

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 $\mathcal{M} \gtrsim 1.4 \mathcal{M}_{\odot}$

→ *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 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

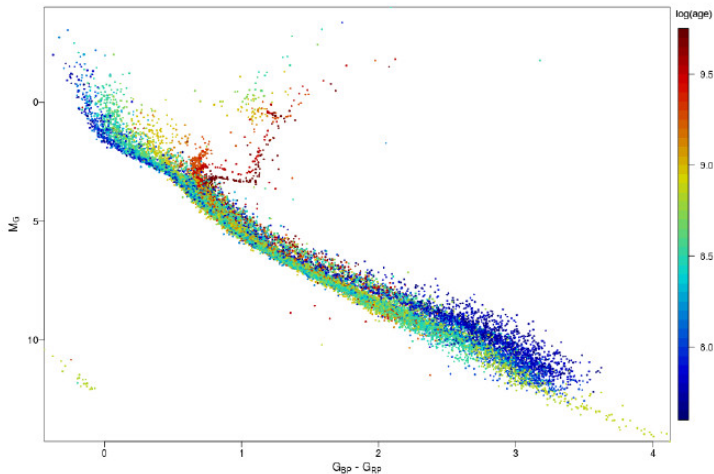


Diagrama CM de 32 cúmulos abiertos de diferentes edades y metalicidades solares - Colaboración GAIA (2018).

Población estelar simple

Observaciones: diagramas color-magnitud

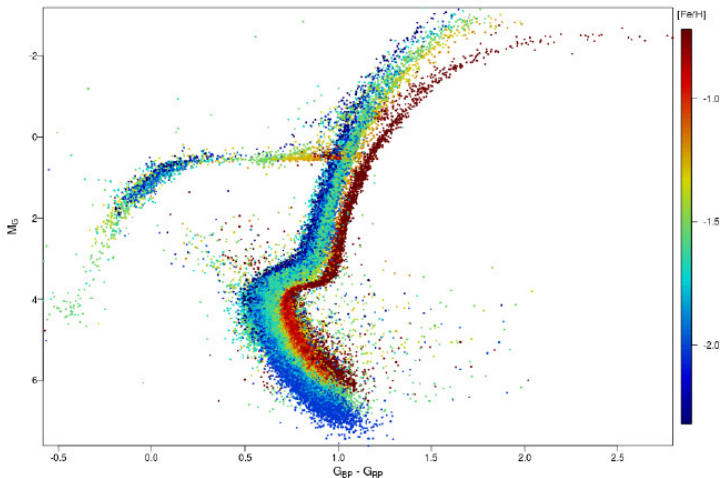
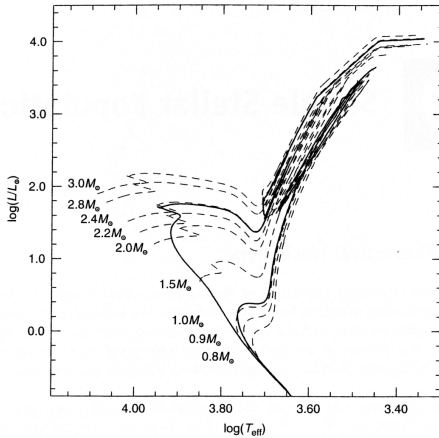


Diagrama CM de 14 CGs con edades mayores a los 12 Gyr y diferentes metalicidades - Colaboración GAIA (2018).

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.

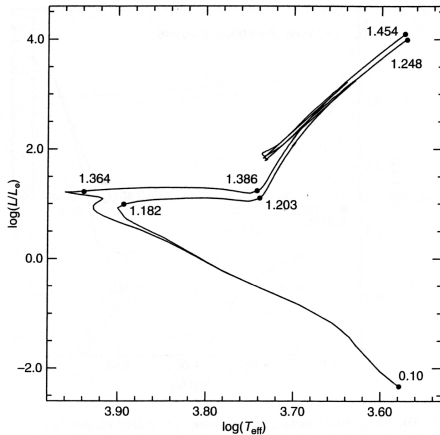
Caminos evolutivos e isocronas

Caminos evolutivos para estrellas entre 0.8 y $3.0 M_{\odot}$



Isocronas desde la MS hasta el fin de la fase AGB

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



Caminos 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.

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

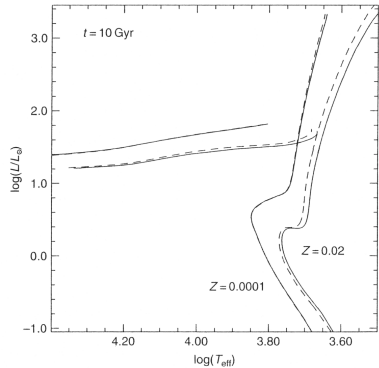
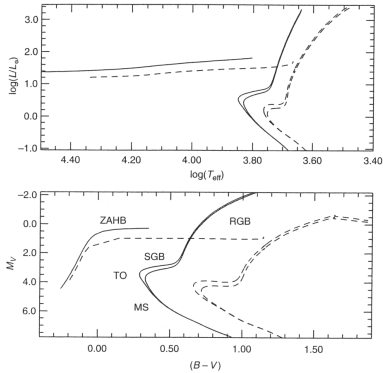
Poblaciones estelares simples viejas

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

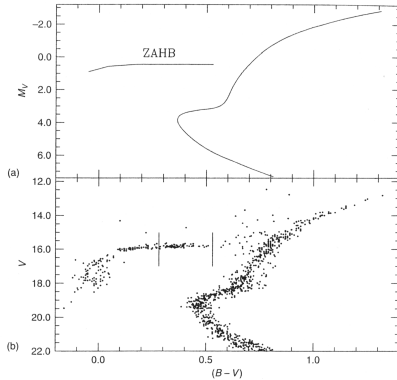


Propiedades de isocronas para SSP viejas

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

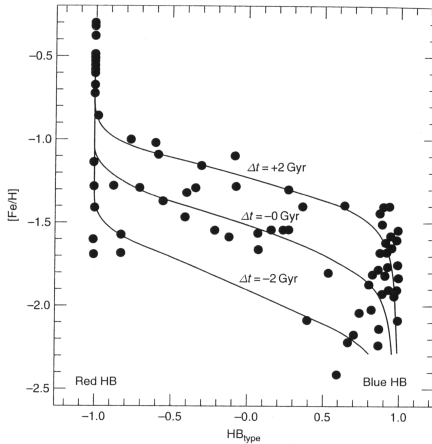
Isocrona $t = 12$ Gyr y CMD del GC M15.



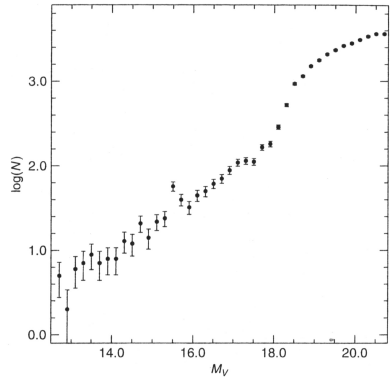
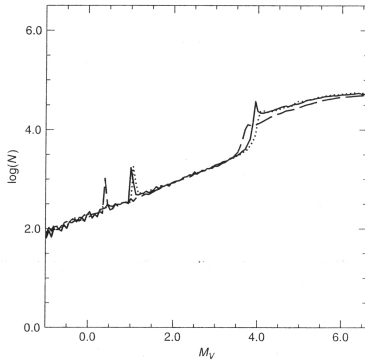
(Los CGs son muy buenas aproximaciones a SSP - ejemplo M15. Imagen obtenida con el HST.)

El color de la HB y el segundo parámetro

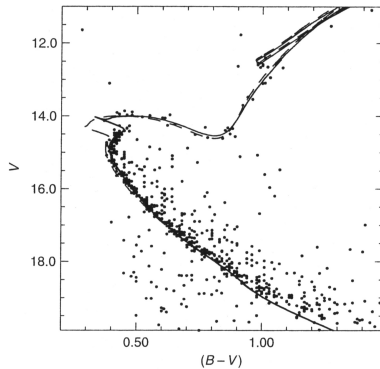
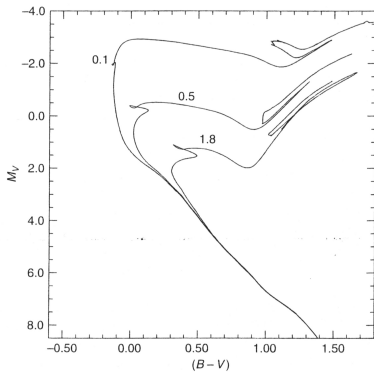
Muestra de GC galácticos



Funciones de luminosidad



Isocronas de SSP jóvenes

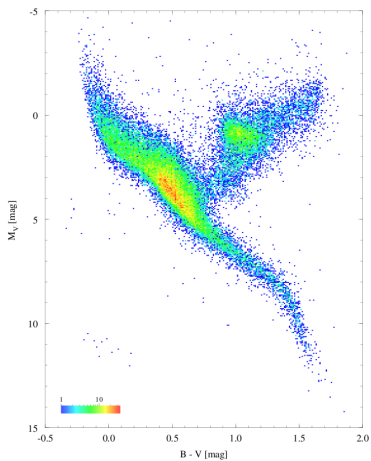


Cap. 2: Poblaciones estelares

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

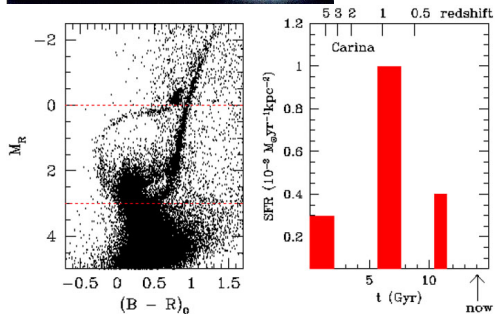
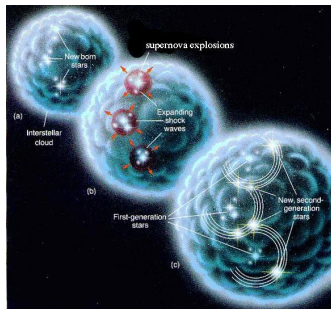
CMD en los alrededores del Sol

(Hipparcos)

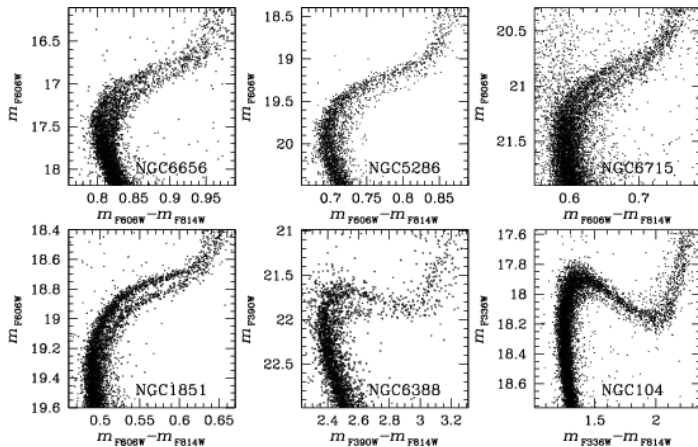


Otro ejemplo: galaxias enanas del Grupo Local

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.

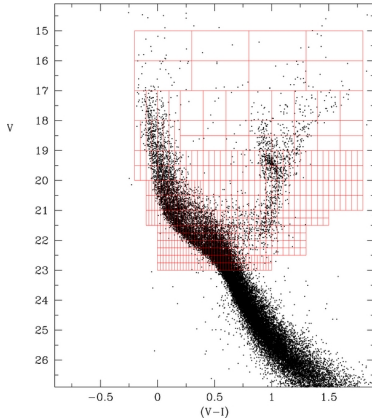
- **tasa de formación estelar (SFR)**: evolución temporal de la cantidad (masa total) de estrellas formadas $\Psi(t)$, y la
- **relación edad-metalicidad (AMR)**: evolución temporal de la composición química $\Phi(t)$

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

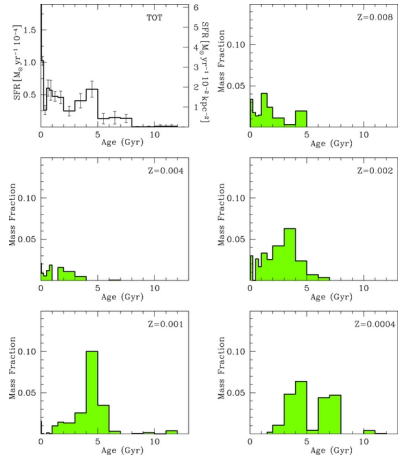
AMR y la SFR no son independientes:

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

Determinación de la SFH en base al CMD observado



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



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

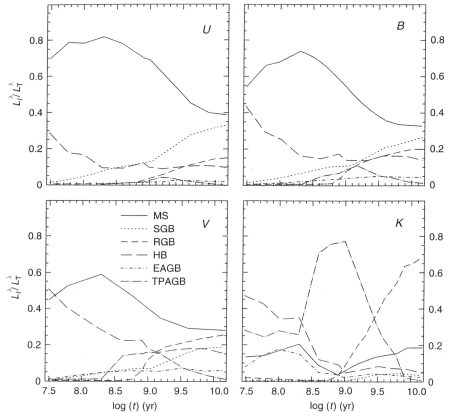
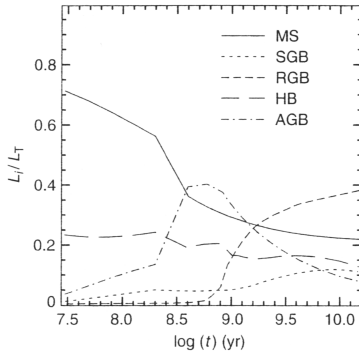
$$F_{\lambda}(t, Z) = \int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z) \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \quad (1)$$

- $f_{\lambda}(\mathcal{M}, t, Z)$: 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.

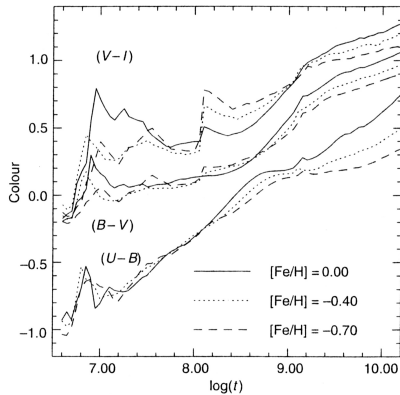
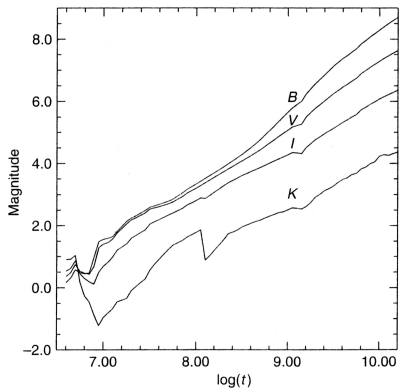
$$M_A(t, Z) = -2.5 \log \left(\int_{\mathcal{M}_1}^{\mathcal{M}_u} 10^{-0.4M_A(\mathcal{M}, t, Z)} \Phi(\mathcal{M}) d\mathcal{M} \right) \quad (2)$$

Contribuciones de fases evolutivas a una SSP

Luminosidad bolométrica - Luminosidad monocromática



Magnitudes y colores integrados de SSP

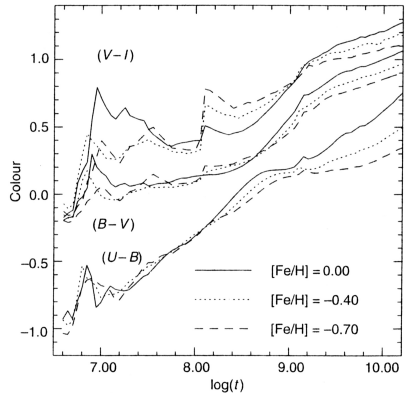


Magnitudes y colores integrados de SSP

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

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

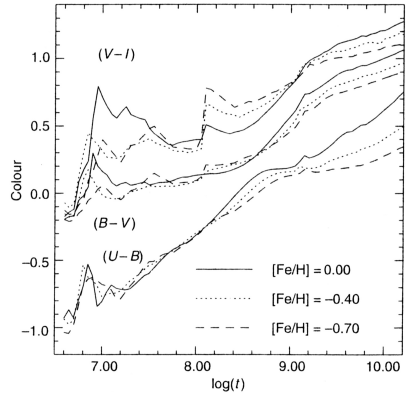
Esto se conoce como:
degeneración edad-metalicidad



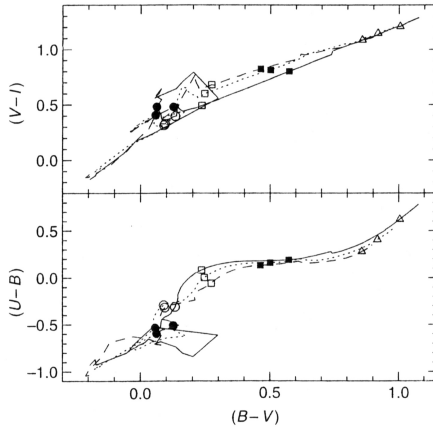
Magnitudes y colores integrados de SSP

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,
 $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq 0$

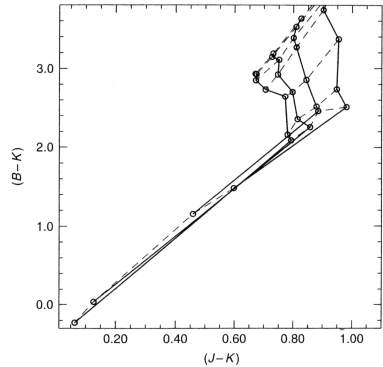
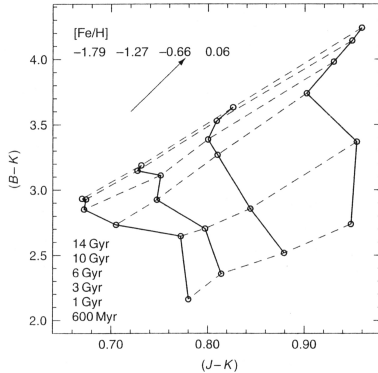


Diagramas color-color de SSP



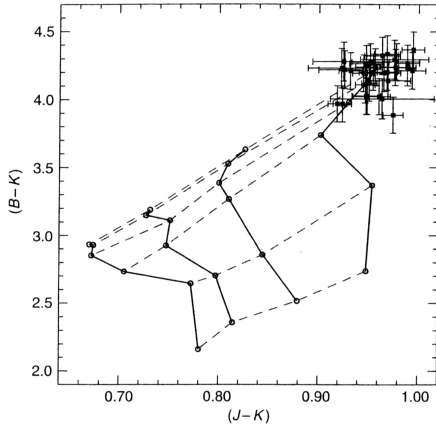
Diagramas color-color de SSP

Colores ópticos - infrarrojos



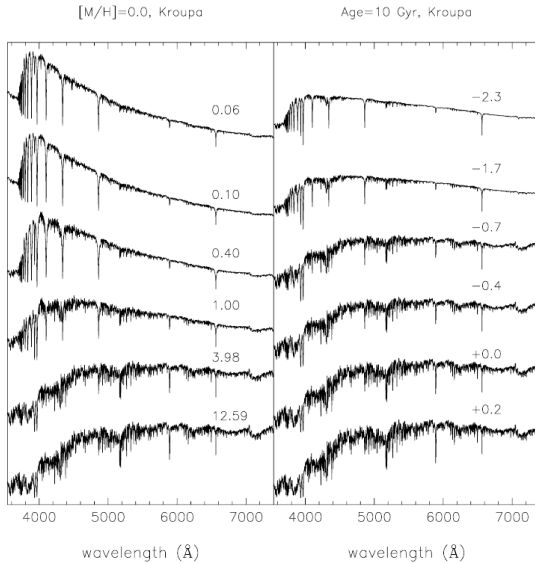
Diagramas color-color de SSP

Colores ópticos - infrarrojos



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

Índices espectrales



Vazdekis et al. (2010)

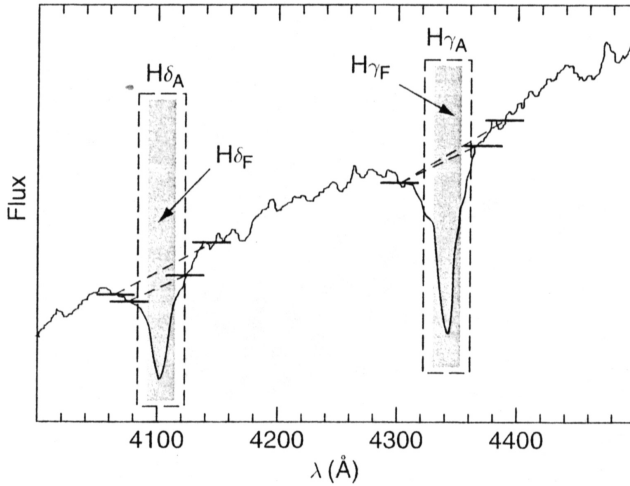
- Espectros de baja resolución (pocos Å)
- Más información que en los colores
- Se miden flujos relativos

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:

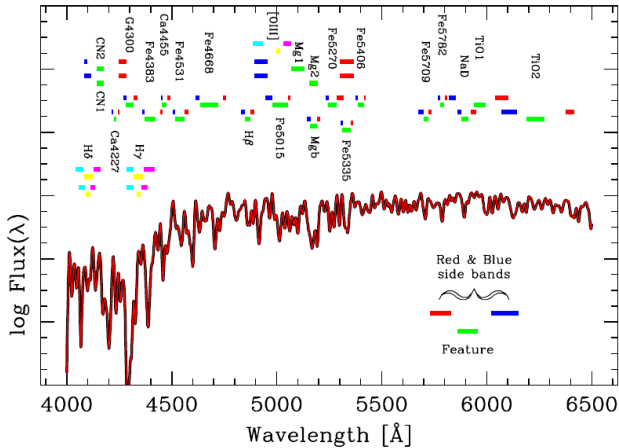
$$I_{EW} = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(1 - \frac{F_I(\lambda)}{F_C(\lambda)} \right) d\lambda. \quad (3)$$

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

Índices espectrales

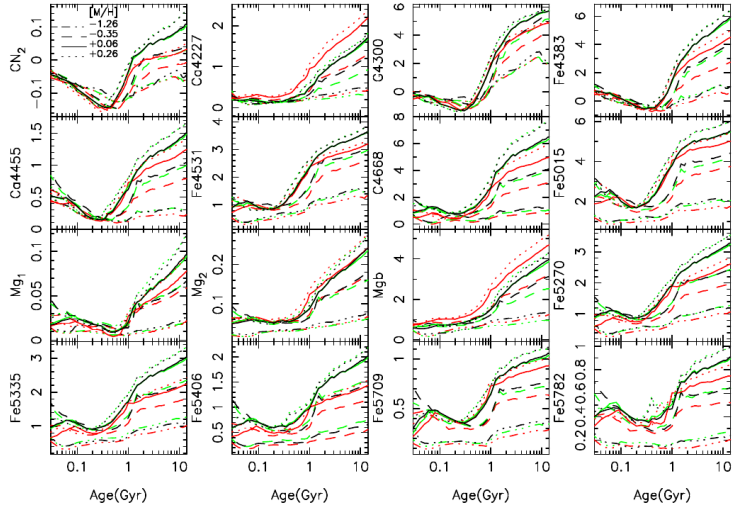


Índices espectrales



Índices espectrales

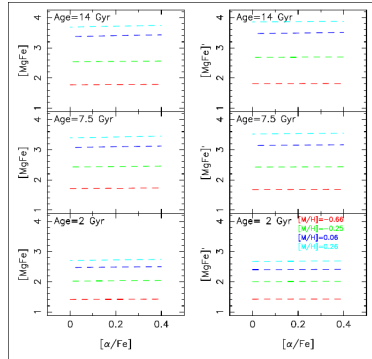
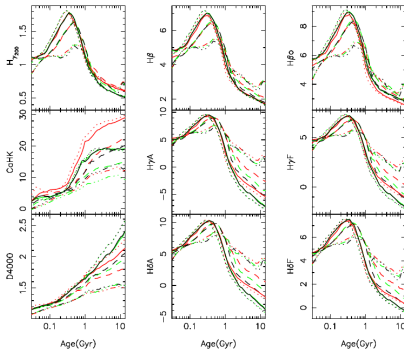
Sensibilidad



Vazdekis et al. (2015)

Índices espectrales

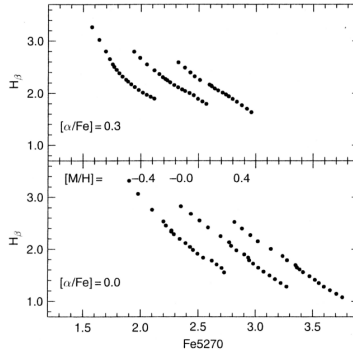
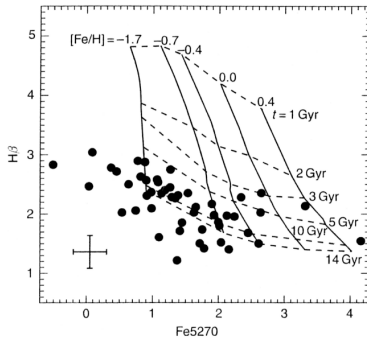
Sensibilidad



Vazdekis et al. (2015)

Índices espectrales

Calibración

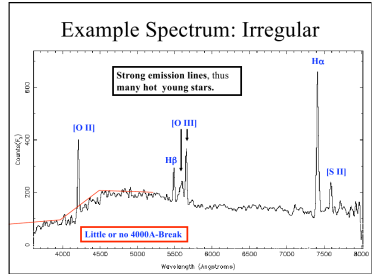
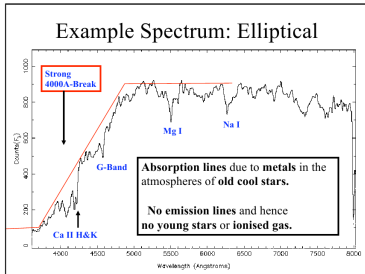


Índices espectrales y colores integrados

Problemas y advertencias

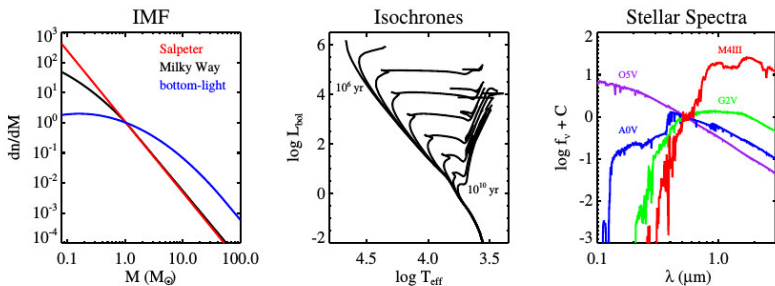
- Patrón de abundancias solar?
- La morfología de la HB: Índices de Balmer afectados por estrellas calientes de la HB (H_δ más que H_β).
- Las medidas de los índices de espectrales y colores nos proveen de cantidades **pesadas por luminosidad**.
- Estimadores de edad, sesibles a poblaciones jóvenes.
- 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

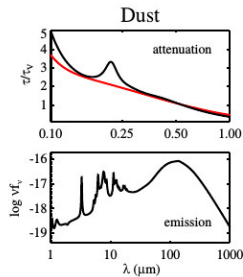
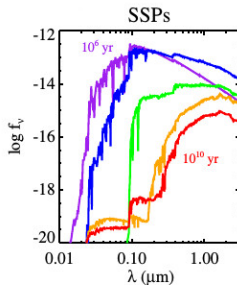
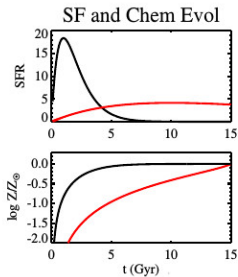


(Conroy, 2013ARA&A..51..393C)

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)

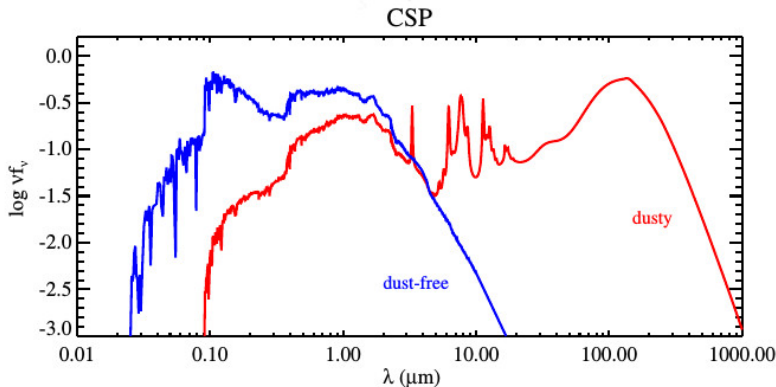
Ingredientes de una CSP



(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.

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.

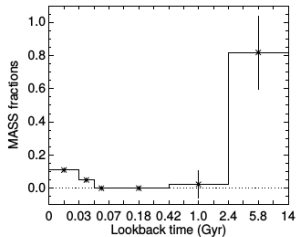
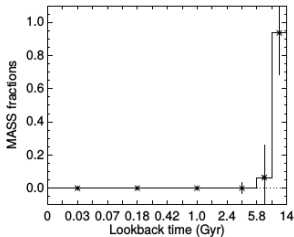
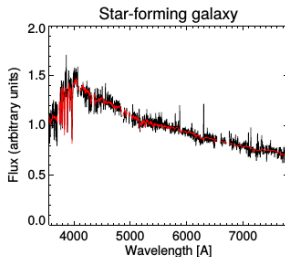
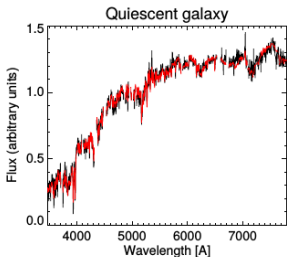
W_i : pesos

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

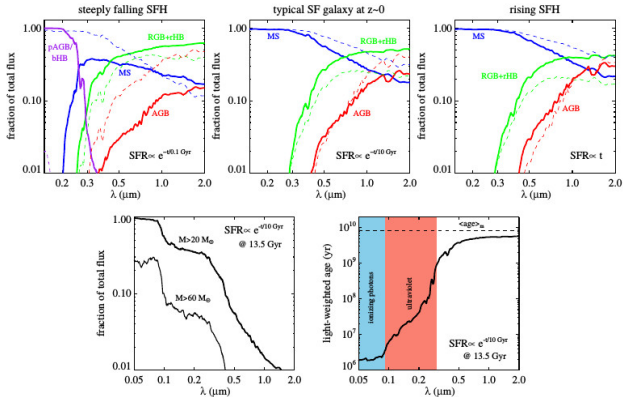
λ : log de la longitud de onda.

Historias de formación estelar no paramétricas

La técnica del ajuste espectral completo



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 ϕ
- cada píxel de la imagen corresponde a un cuadrado de lado l en la galaxia.
 $\rightarrow \bar{N} = n l^2 = n d^2 \phi^2$
- 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”:

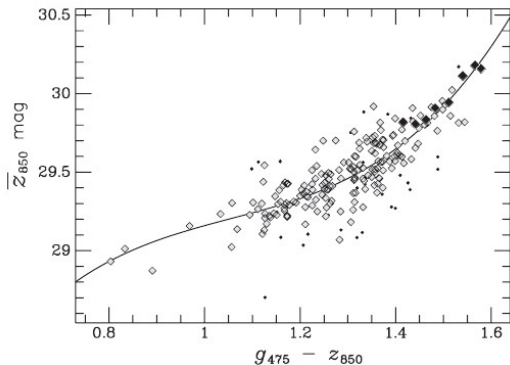
$$\overline{\mathcal{L}} = \frac{\sum_i \bar{N}_i \mathcal{L}_i^2}{\sum_i \bar{N}_i \mathcal{L}_i}.$$

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

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

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 $\overline{m}_z$ 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>