

# Astronomía Extragaláctica

## Cap. 2: Poblaciones estelares

Profesor: Sergio A. Cellone



Facultad de Ciencias Astronómicas y  
Geofísicas

Universidad Nacional de La Plata,  
Argentina



curso 2015

## 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

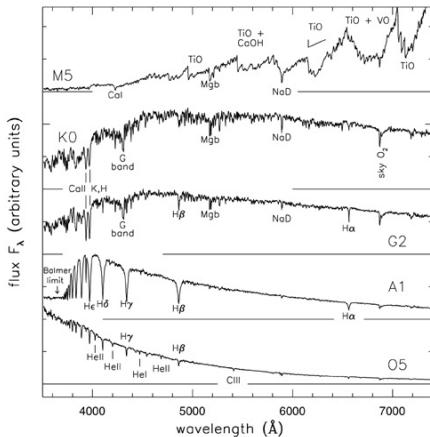


Fig 1.1 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

# Espectros ópticos

Galaxias de disco

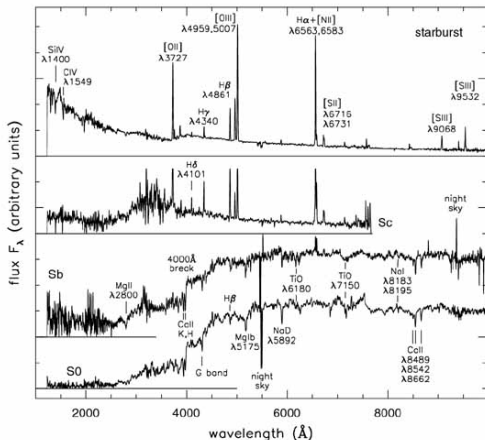
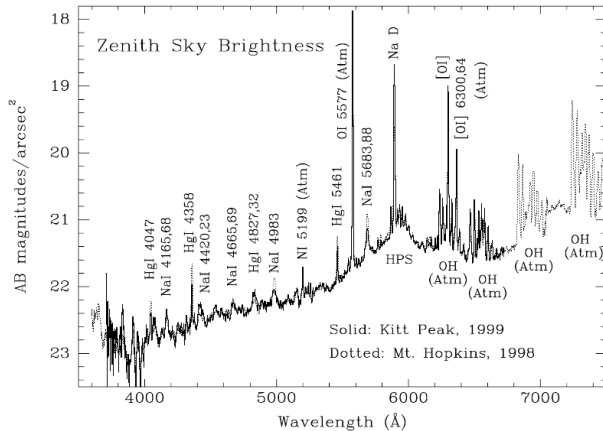


Fig 5.24 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

# Espectros ópticos

Emisión del cielo nocturno



# Transmisión atmosférica y bandas fotométricas

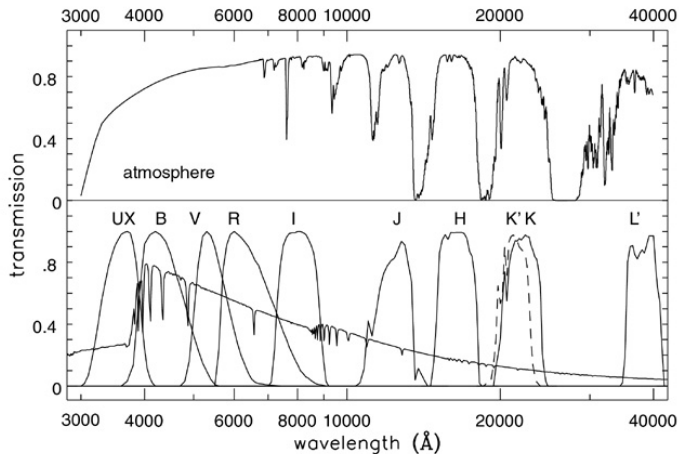


Fig 1.7 (M. Bessell) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

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

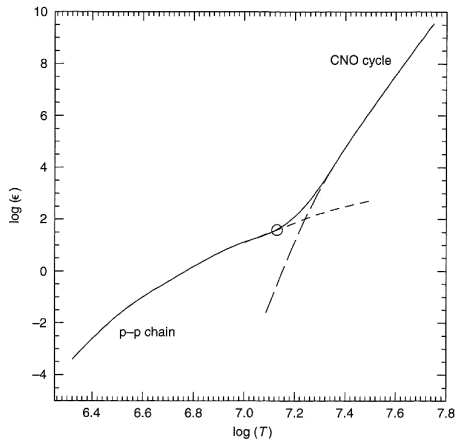
$$\Delta m \approx 0.7\%; E = mc^2 \Rightarrow \Delta E = 26.731 \text{ MeV}$$
$$= 2.84 \times 10^{-12} \text{ J}$$

- 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.

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

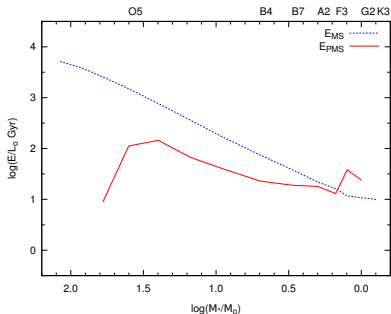
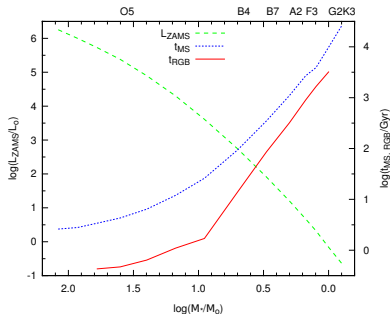
La MS está definida por la fusión de H en el núcleo de la estrella.

- 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

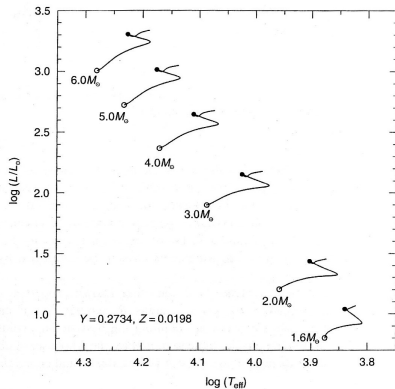
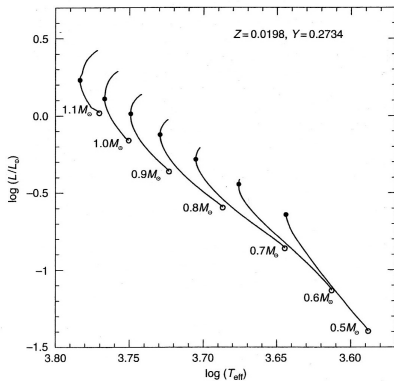
# Comparación MS - etapas posteriores





# 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 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).

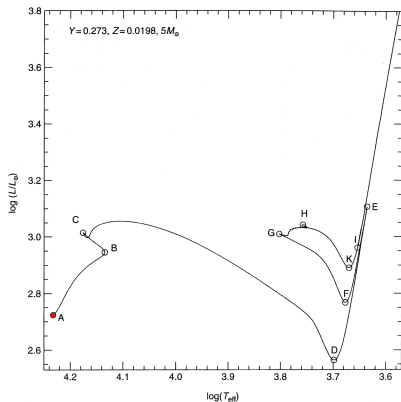
He $\rightarrow$ C en el núcleo, H $\rightarrow$ He en capa.

*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  $M_{\text{env}} \rightarrow$  rango de colores

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



**A:** ZAMS

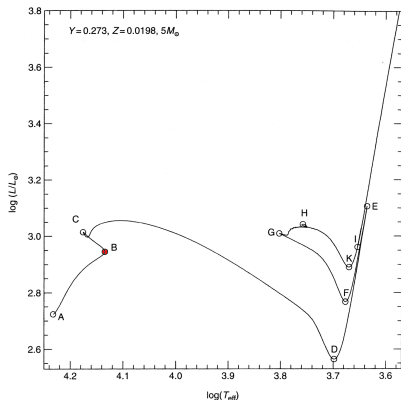
**B:** abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

**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

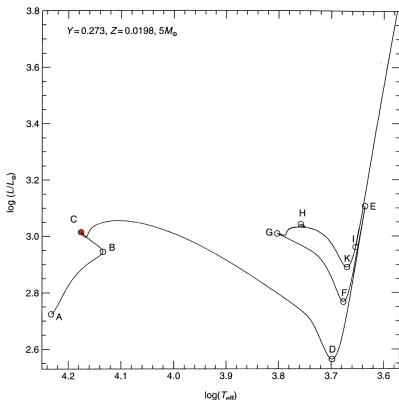
C: fin etapa H $\rightarrow$ He central

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

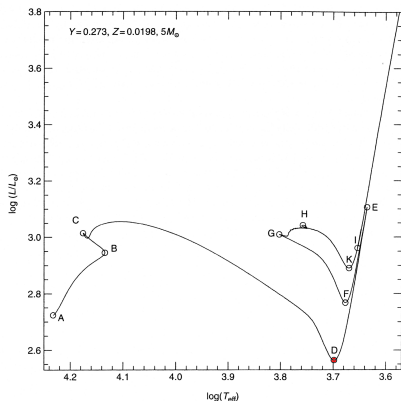
B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

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 $5 M_{\odot}$



A: ZAMS

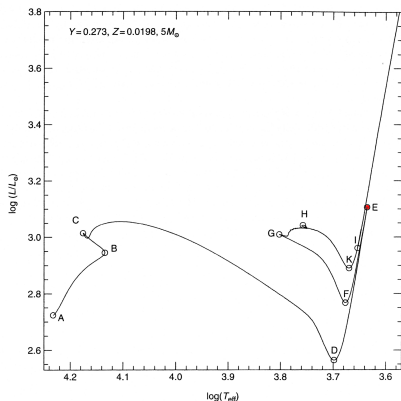
B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

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

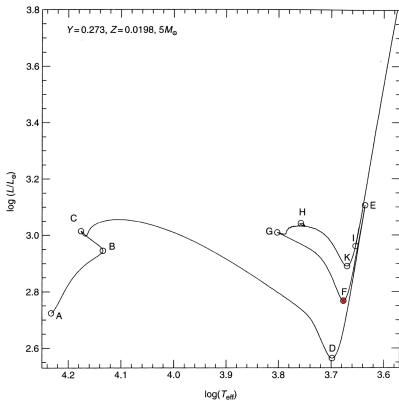
B: abundancia de H:  
 $X \sim 0.05$  en el núcleo  $\rightarrow$   
la estrella empieza a  
contraerse

C: fin etapa H $\rightarrow$ He central

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

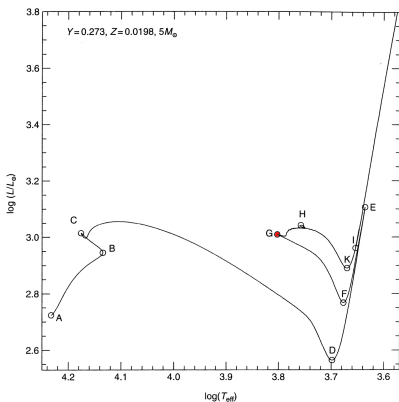
E: comienza He $\rightarrow$ C central  
(fin etapa RG)

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



- F:** configuración estable  
He  $\rightarrow$  C central y H  $\rightarrow$  He en capa
- 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

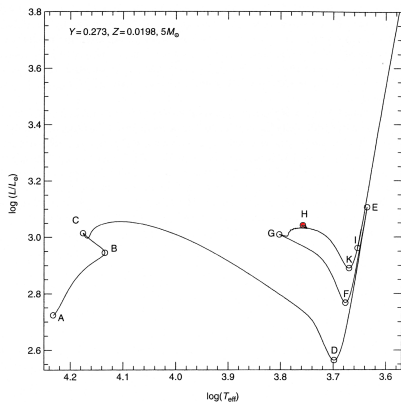
**G:** máxima eficiencia H $\rightarrow$ He en capa

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

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

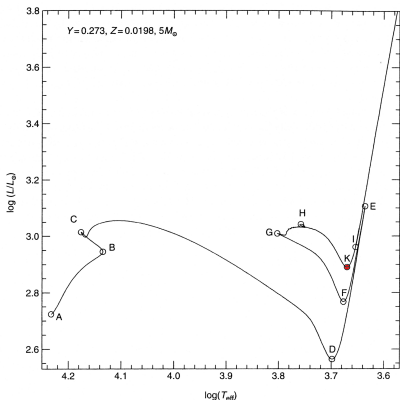
**I:** termina la fusión central del He

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



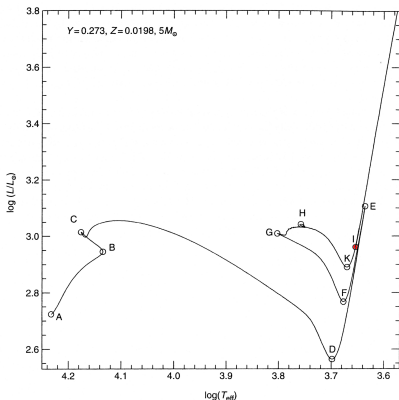
- F: configuración estable  
He $\rightarrow$ C central y H $\rightarrow$ He en capa
- G: máxima eficiencia H $\rightarrow$ He en capa
- H: *blue loop*: la eficiencia H $\rightarrow$ He en capa va bajando
- K: fracción de energía producida por  $3\alpha \sim 60\%$ .
- I: termina la fusión central del He

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



- F: configuración estable  
He→C central y H→He en capa
- 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
- 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;  $M_{\text{up}}$  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

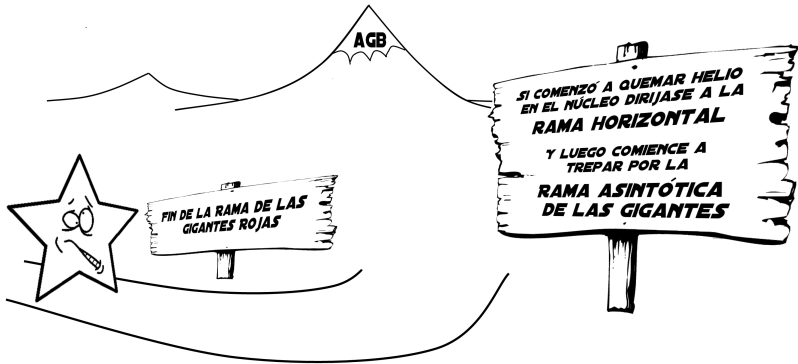
- En estrellas de baja masa ( $\lesssim 2.5M_{\odot}$ ) secuencia similar, aunque más caliente, a la RGB.
- La capa  $H \rightarrow He$  se extingue por caída de la  $T$ .
- Procesos de mezcla (*dredge-up*).

$M < M_{up}$ : 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- $\alpha$ :  
O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti

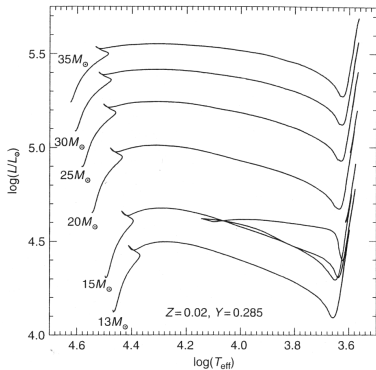
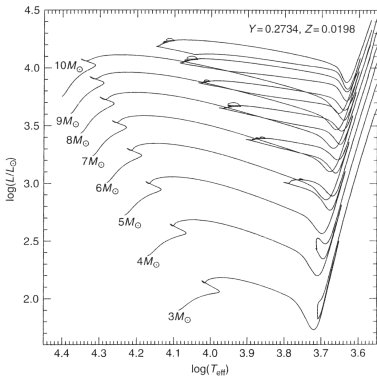
Tiempos de vida de fusión central de distintos elementos en estrellas de gran masa.

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 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:

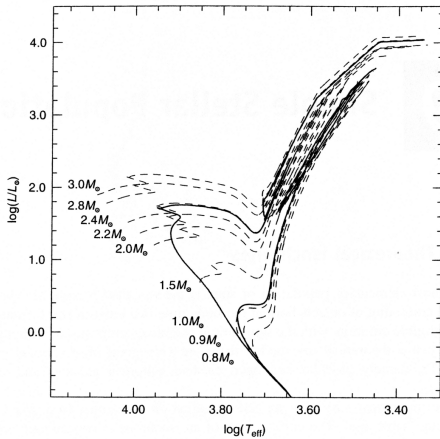
- tasa de formación estelar en las galaxias
- cantidad de elementos pesados producida por cada tipo estelar
- modo en que dichos elementos retornan al ISM.

## 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

# Caminos evolutivos e isocronas

Para estrellas entre  $0.8$  y  $3.0 M_{\odot}$



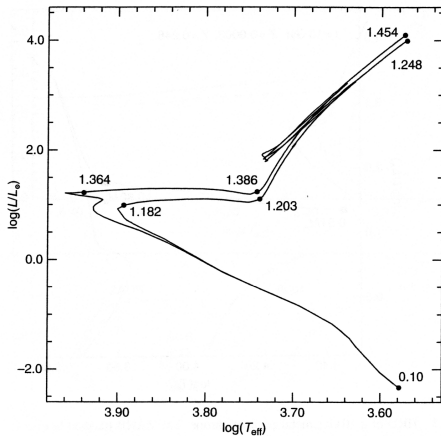
# Caminos evolutivos e isocronas

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

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

# 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  $T_{\text{eff}}$  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  $T_{\text{eff}}$  y  $\mathcal{L}$  determinan la BC.

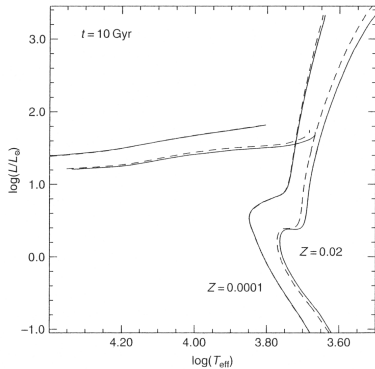
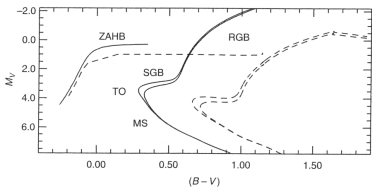
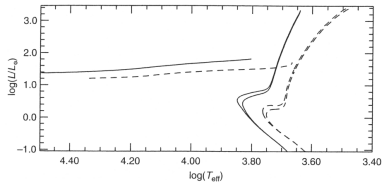


Se considera:

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

# Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- $\alpha$



# Propiedades de isocronas para SSP viejas

Efectos de metalicidad y elem.- $\alpha$

## MS inferior (desde $\sim 2$ 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.- $\alpha$

## MS inferior (desde $\sim 2$ 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.- $\alpha$

## 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.- $\alpha$

## 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.- $\alpha$

## 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.- $\alpha$

## 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

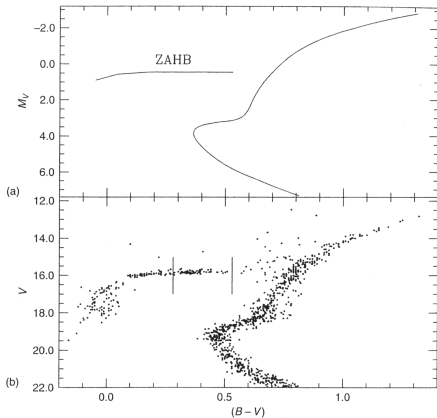


# Propiedades de isocronas para SSP viejas

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

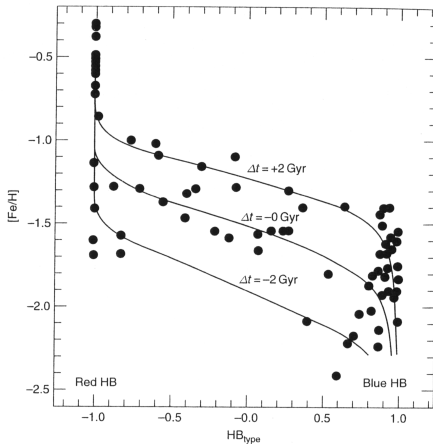
# Propiedades de isocronas para SSP viejas

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

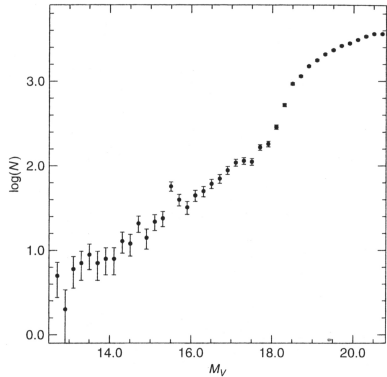
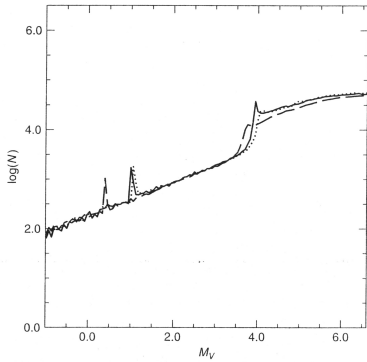


# El color de la HB y el segundo parámetro

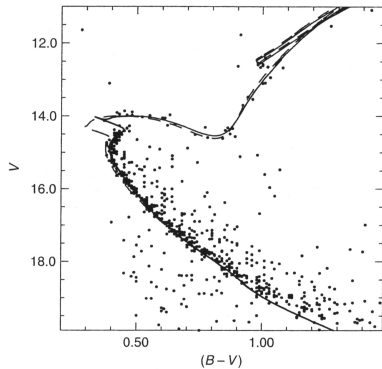
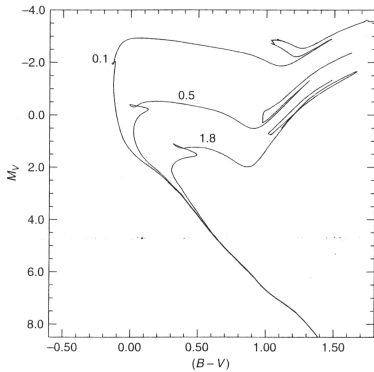
Muestra de GC galácticos



# Funciones de luminosidad



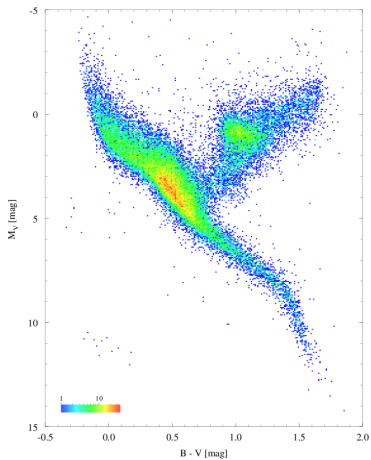
# Isocronas de SSP jóvenes



## 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)



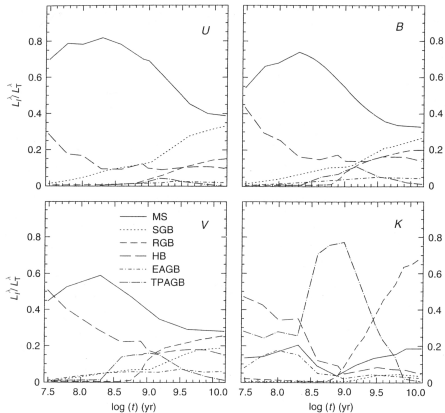
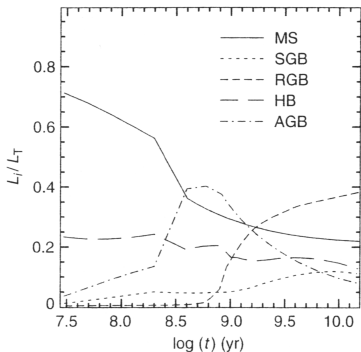
## Cap. 2: Poblaciones estelares

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

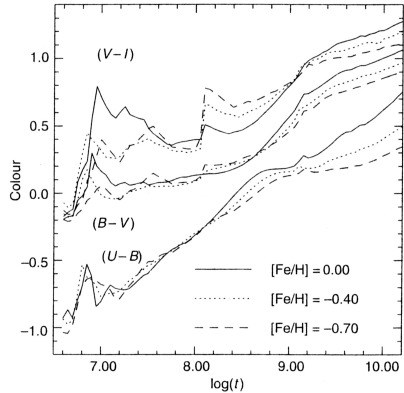
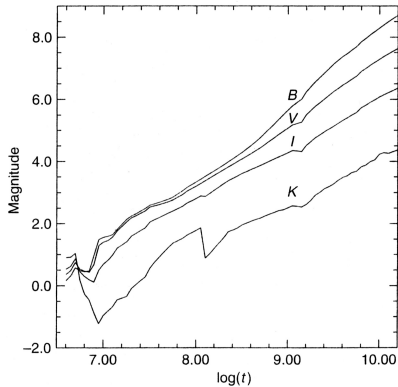


# Contribuciones de fases evolutivas a una SSP

Luminosidad bolométrica - Luminosidad monocromática



# Magnitudes y colores integrados de SSP

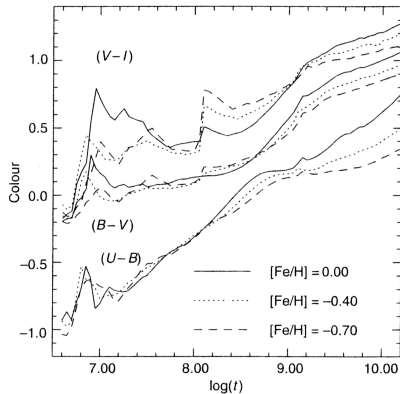




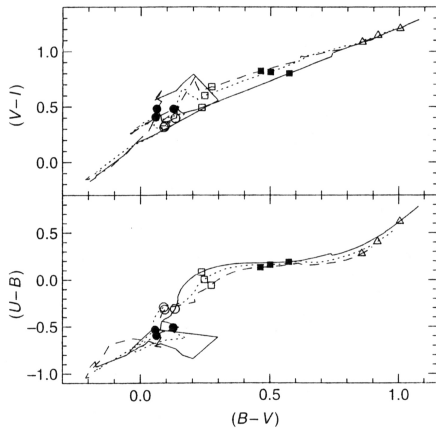
# Magnitudes y colores integrados de SSP

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]  $\simeq 0$



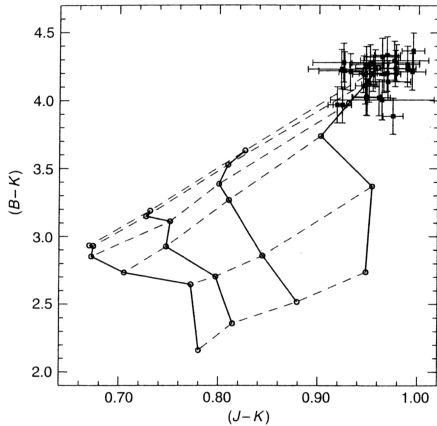
# Diagramas color-color de SSP



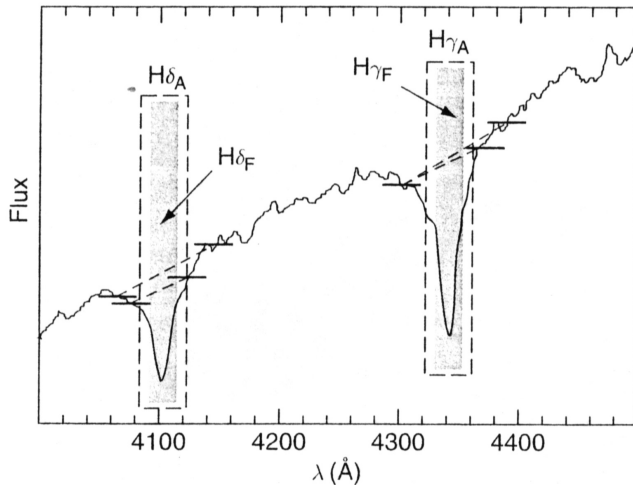


# Diagramas color-color de SSP

Colores ópticos - infrarrojos



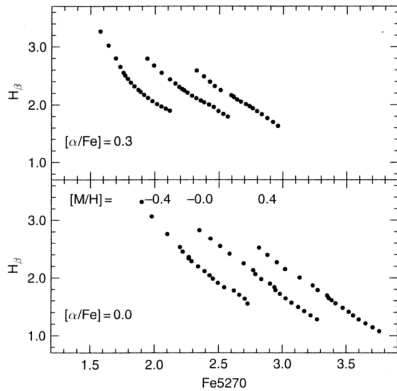
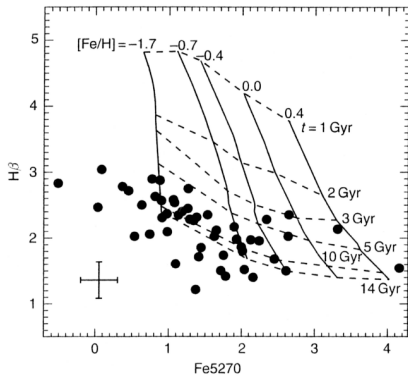
# Índices espectrales



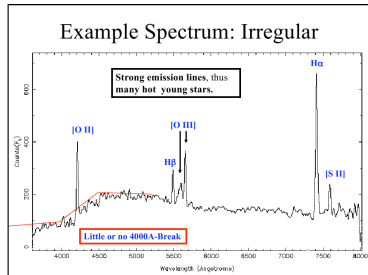
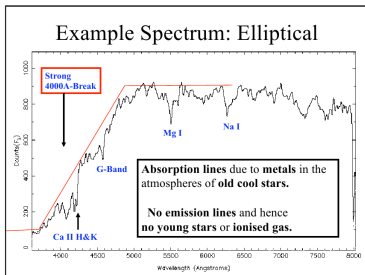


# Índices espectrales

## Calibración



# El quiebre a 4000 Å



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