

Tema 4:

Poblaciones estelares en galaxias

Consultar: "*Galactic Astronomy*", Binney & Merrifield, 1998, Princeton, temas 4, 5, 8.

"*Galaxies and Cosmology*", Jones & Lambourne, 2007, Cambridge, temas 2, 3(J&L07).

"*Galaxy Formation and Evolution*", Mo, van den Bosch, White, 2010, Cambridge, Temas 1, 2, 9, 10.

"*Astrophysics of Gaseous Nebulae and AGN*", Osterbrock, 1989, University Science Books, Tema 4.

NASA Extragalactic Database (NED) Level 5: <http://ned.ipac.caltech.edu>



Objetivos del tema

- **Describir las características principales de la formación estelar en galaxias.**
 - ◆ **Presentación de SFGs (star-forming galaxies).**
 - ◆ **¿Por qué estudiar galaxias con formación estelar?**
 - ◆ **¿Cuáles son las propiedades físicas esenciales de las galaxias con formación estelar?**
 - ◆ **¿Cuáles son las herramientas utilizadas para su estudio?**
 - ◆ **¿Cómo se estudian en general las poblaciones estelares de las galaxias?**



Introducción

La **evolución de las galaxias** tiene como ingrediente esencial la formación de estrellas, dado que es la componente visible principal. Por tanto, el estudio de cómo se han formado las estrellas de una galaxia en función del tiempo, las características de esas estrellas, su distribución espacial, etc... es esencial para entender la **historia evolutiva del Universo**.

En este sentido, el estudio de galaxias con formación estelar prominente a distintos desplazamientos al rojo es un tema de investigación clave en Astrofísica. Existen multitud de proyectos que pretenden buscar este tipo de galaxias y estudiar sus propiedades.

Por supuesto, el estudio de **galaxias ya "muertas"**, que no están formando estrellas actualmente (o en el momento evolutivo que podemos muestrear) es también de suma importancia. De hecho, el estudio de galaxias con formación estelar y muertas se realiza con las mismas **herramientas**, que trataremos en este tema.



4.1. Tasa de formación estelar

Uno de los parámetros fundamentales para estudiar la formación estelar en galaxias es la tasa de formación estelar o Star Formation Rate (SFR). La **SFR** es la velocidad o ritmo al que se están formando estrellas en una galaxia o, lo que es lo mismo, la cantidad de gas que se transforma en estrellas por unidad de tiempo. Se suele representar por SFR o por ψ y sus unidades son M_{\odot}/yr .

Una magnitud también útil basada en la SFR es la **SFR específica** (specific star formation rate), que es la SFR por unidad de masa. Se suele representar con sSFR o directamente SFR/M. La SFR específica tiene unidades de la inversa del tiempo, y si consideramos $1/\text{sSFR}$ tendríamos una idea de cuál es el intervalo de tiempo que una galaxia emplearía en doblar su masa (o, lo que es lo mismo, en crear una masa igual a la que ya tiene) si la SFR permaneciera constante durante ese tiempo.



M82: $10^{10} M_{\odot}$
SFR = $10 M_{\odot}/\text{yr}$
sSFR = 1 Gyr^{-1}



M31: $\sim 7 \times 10^{11} M_{\odot}$
SFR = $0.26 M_{\odot}/\text{yr}$
sSFR = $4 \times 10^{-4} \text{ Gyr}^{-1}$

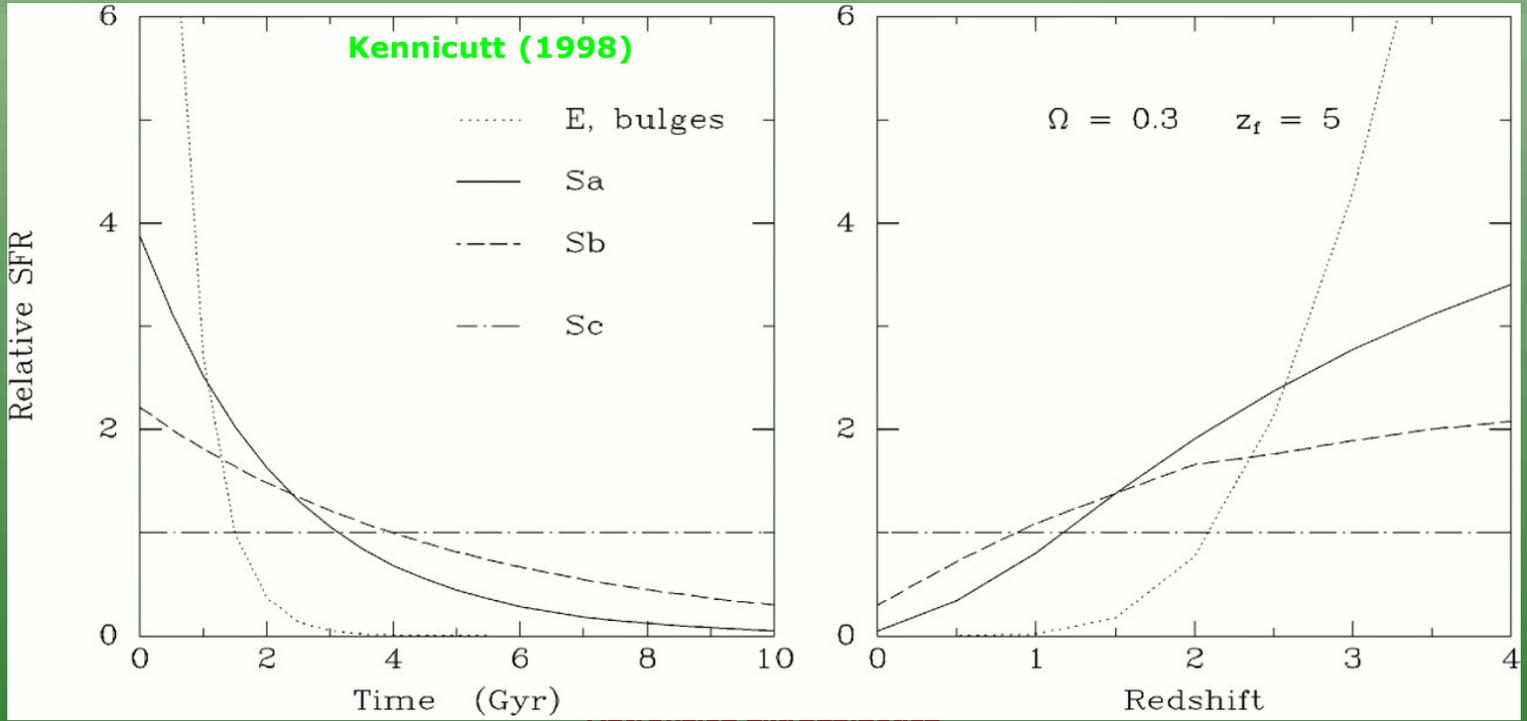


M87: $6 \times 10^{12} M_{\odot}$
SFR = $0 M_{\odot}/\text{yr}$
sSFR = 0 Gyr^{-1}

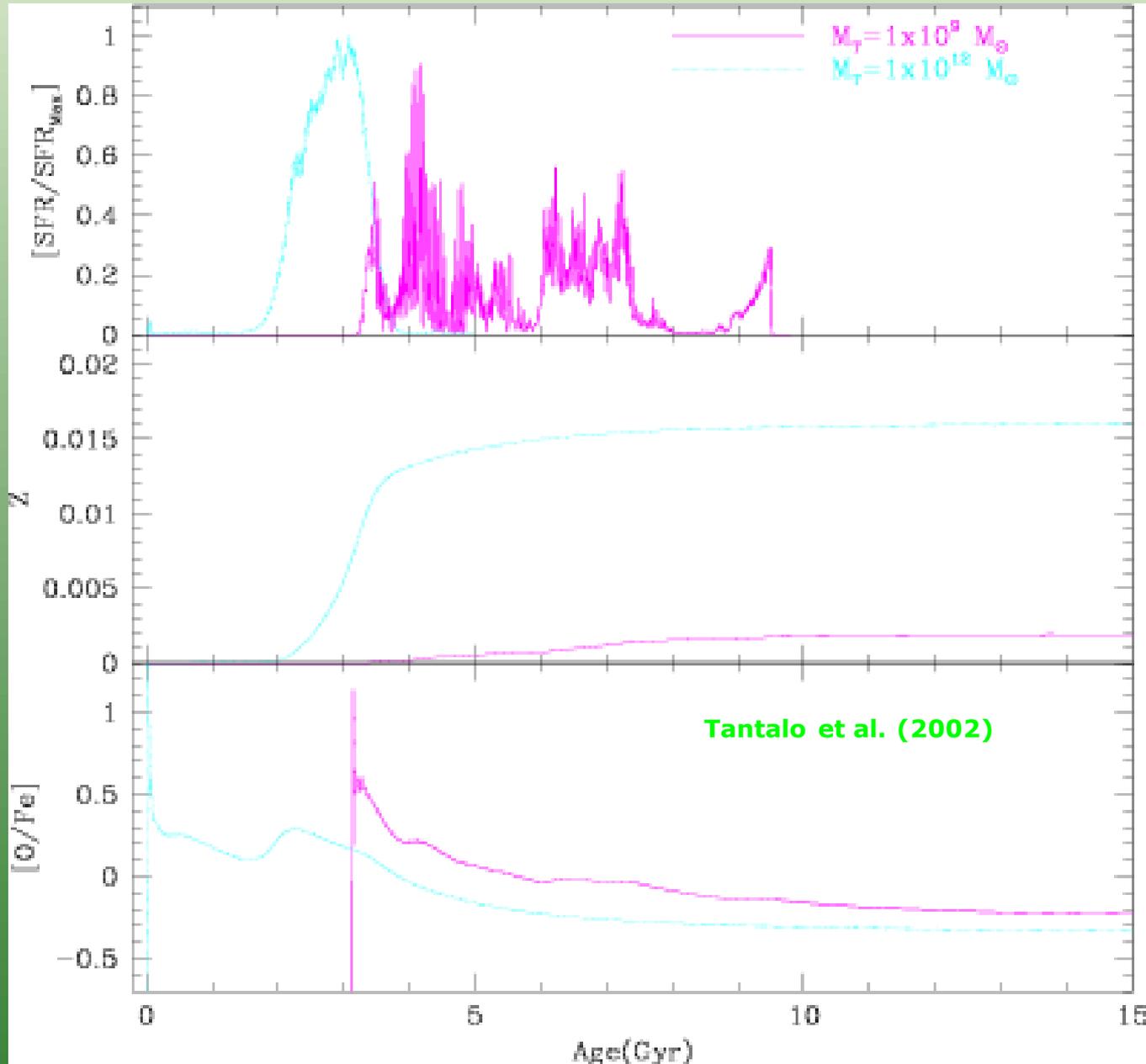


4.2. Historia de la formación estelar (SFH)

Un parámetro importante que debe discutirse cuando se habla de SFR es la escala de tiempo en la que estamos midiendo la formación estelar. No es lo mismo tener una SFR de $10 M_{\odot}/\text{yr}$ durante 100 Myr que durante 10 Gyr, y el número de estrellas creado es el mismo entre un brote de $1 M_{\odot}/\text{yr}$ que dura 1 Gyr y un brote de $1000 M_{\odot}/\text{yr}$ que dura 1 Myr. La escala de tiempo puede afectar parámetros como la metalicidad de las estrellas: un brote que se mantenga durante mucho tiempo activo puede tener tiempo de enriquecer el medio interestelar y los metales expulsados por las primeras estrellas que completan su evolución pueden formar parte de generaciones de estrellas posteriores. Por eso se habla de SFR(t) o SFH.



4.2. Historia de la formación estelar (SFH)



4.2. Historia de la formación estelar (SFH)

Se suele hablar de varios tipos de formación estelar, o mejor dicho, de distintas SFHs en función de la dependencia con el tiempo $SFR(t)$:

- **SSP** (single stellar population) o un brote de duración infinitesimal ocurrido hace un tiempo t , que sería la edad del brote.
- **CSP** (composite stellar population) o formación estelar en varias épocas con una SFH más complicada que una SSP. Se pueden utilizar SFHs de tipo constante, exponencial decreciente, exponencial creciente, o una SFH más complicada como la mostrada en ejemplos anteriores, definida con una función a intervalos.

$$SFR(t) = SFR_0 \delta(t - t_0)$$

$$SFR(t) = SFR_0$$

$$SFR(t) = SFR_0 e^{-t/\tau}$$

$$SFR(t) = SFR_0 e^{+t/\tau}$$

$$SFR(t) = \psi(t)$$



4.2. Historia de la formación estelar (SFH)

Cuando hablamos de la formación de una galaxia en el Universo podemos distinguir varias escalas de tiempo:

- **Escala de Hubble:** es el tiempo típico en el que el Universo como un todo evoluciona. Se suele definir como la inversa de la constante de Hubble, lo que supone que su valor es el tiempo transcurrido desde el Big Bang si la expansión del Universo ha sido constante. A grandes rasgos es el tiempo en el que se deben observar variaciones significativas de las poblaciones de galaxias. Para $H_0 = 70 \text{ km/s/Mpc}$, $t_H \sim 14 \text{ Gyr}$.
- **Escala dinámica:** esta es la escala de tiempo requerido para completar una órbita en una sistema dinámico estable. Para una sistema de masa M y radio R , se define $t_{dyn} = \sqrt{3\pi/16G\rho}$, donde la densidad es la de una esfera. Este tiempo se relaciona con el tiempo de caída libre, que se define como el tiempo que tarda una esfera uniforme sin presión en colapsar a un punto $t_{ff} = t_{dyn}/\sqrt{2}$. Un cálculo para la MW daría en torno a 100xn Myr.
- **Escala de enfriamiento:** es la razón entre el contenido de energía térmica de un sistema gaseoso y el ritmo de pérdida de energía (por radiación o enfriamiento conductivo).
- **Escala de la formación estelar:** Es la razón entre el contenido de gas de un sistema y su SFR. Da idea del tiempo que una galaxia tardaría en agotar su gas formando estrellas.



4.2. Historia de la formación estelar (SFH)

- **Escala del enriquecimiento químico:** el tiempo típico en el que el gas se enriquece de metales. Esta escala depende del metal considerado, que es producido y liberado en distintos momentos por estrellas de diferentes tipos.
- **Escala de fusiones:** es la escala de tiempo típica que un halo de materia espera para fusionarse con otro de tamaño parecido, y se debe relacionar con el ritmo de fusiones mayores.
- **Escala de fricción dinámica:** el tiempo típico en el que un satélite cae a una galaxia más grande por fricción. Es proporcional a la masa de la galaxia principal e inversamente proporcional a la de la galaxia satélite, por lo que las galaxias más pequeñas tardan más en ser acretadas que las grandes.

Estas escalas de tiempo dan una información muy interesante sobre la física detrás de la evolución de galaxias. Por ejemplo, una galaxia muy pequeña puede tener un tiempo de fricción dinámico más grande que el tiempo de Hubble, por lo que no podemos haber visto su acretamiento y deben existir galaxias enanas (de hecho se observan muchas en cúmulos).

Si el tiempo de enfriamiento es mayor que el dinámico el gas caliente probablemente está en equilibrio hidrostático. Si el gas se enfría rápidamente, entonces debe colapsar y caer libremente sin llegar al equilibrio hidrostático. Este debe ser el caso para formar galaxias.

4.2. Historia de la formación estelar (SFH)

Si el tiempo de formación estelar es comparable al dinámico, el gas se transformará en estrellas en su colapso inicial, lo que debe dar un sistema parecido a una galaxia elíptica. Si la escala de formación estelar es más grande que la dinámica y de enfriamiento, el gas debe primero formar un disco y luego dar lugar a formación estelar.

Si el enriquecimiento químico para un determinado metal tiene una escala mayor que la formación estelar, no habrá enriquecimiento químico en las estrellas formadas y todas ellas tendrán la misma metalicidad (la inicial del gas). Pero si un elemento tiene una escala más corta que la formación estelar, entonces veremos estrellas de diferentes metalicidades.

¿Cuál es la escala de la formación estelar? No se sabe, debe ser una combinación de las anteriores.



4.3. Función inicial de masas

La masa de estrellas que se crea en un intervalo t sería:

$$m(t_1 < t < t_2) = \int_{t_1}^{t_2} \psi(t) dt$$

El número de estrellas de una masa entre m y $m+dm$ creadas en un intervalo de tiempo entre t y $t+dt$ es:

$$dN \propto \psi(t) \phi(m) dm dt$$

donde $\phi(m)$ es una función que nos da el número de estrellas de masa $(m, m+dm)$ que se forman por cada masa solar total de gas. Es denominada función de masas. Para un brote recién creado se suele hablar de función inicial de masas o Initial Mass Function, IMF, que simplemente es el espectro de masas de las estrellas que se crean en un brote de formación estelar a partir de una determinada cantidad de gas.

Si la IMF no cambia con el tiempo (**universal**) y la SFR es constante:

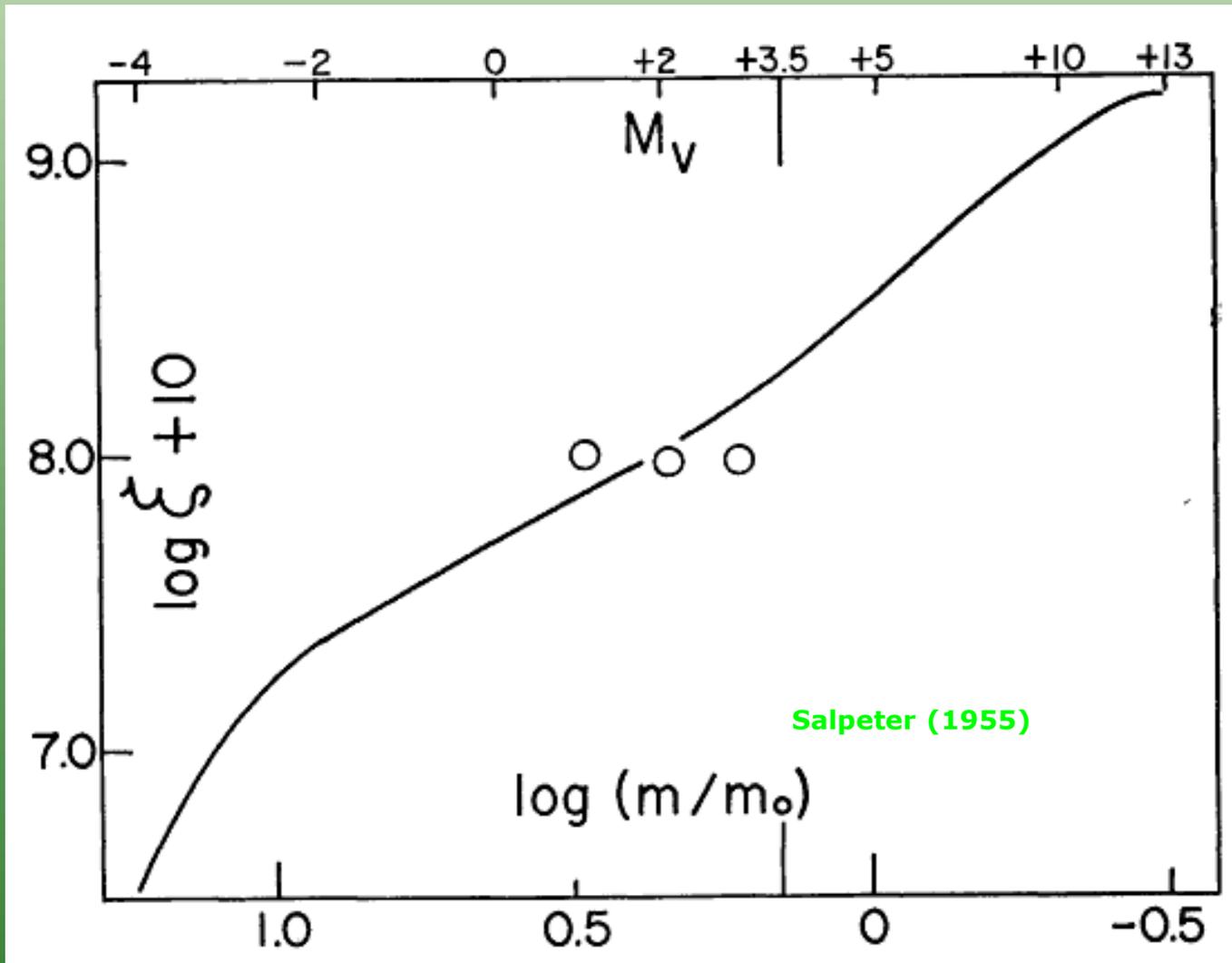
$$N = \langle \psi \rangle t_{SB} / M_{\odot} \int_{m_1}^{m_2} \phi(m) dm$$

donde $\langle \psi \rangle t_{SB}$ sería la masa total de gas transformada en estrellas, M_{\odot} (el escalado de la IMF a tu brote, si la IMF está normalizada).

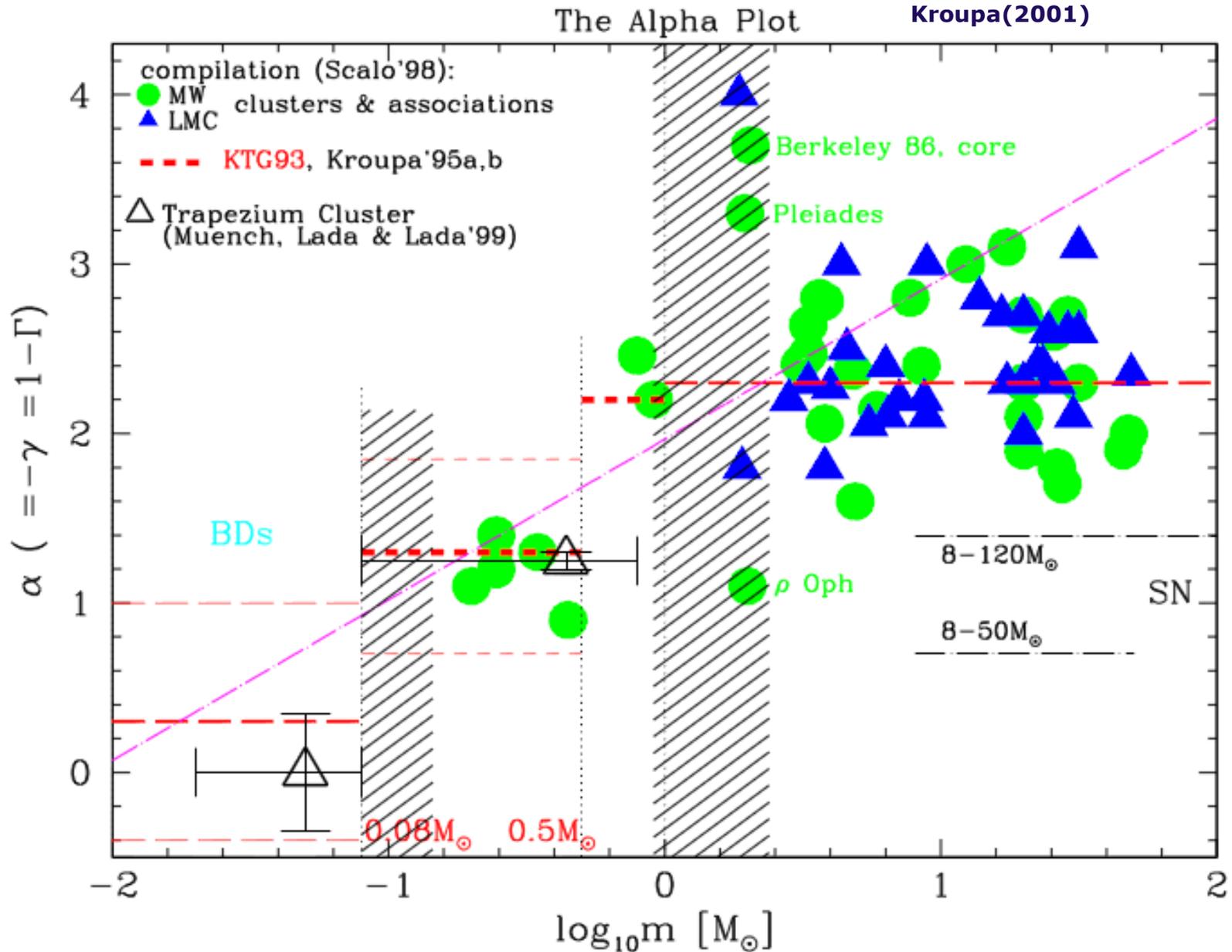
4.3. Función inicial de masas

El trabajo más conocido sobre la IMF es el de Salpeter (1955), que parametrizó la IMF (local) de la forma:

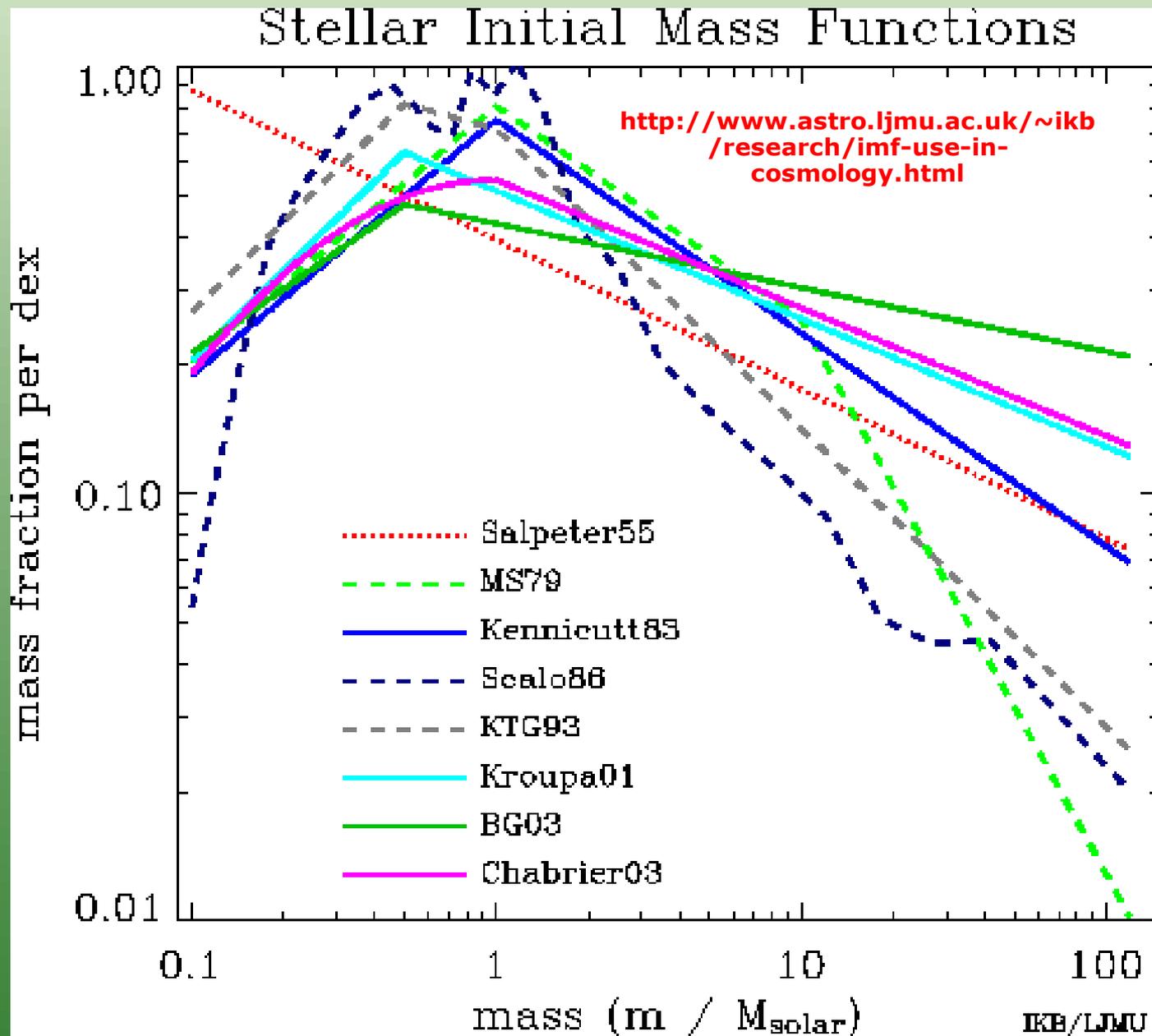
$$\phi(m)dm \propto m^{-2.35} dm = \phi_0 m^{-\alpha} dm \quad \alpha = 2.35$$



4.3. Función inicial de masas



4.3. Función inicial de masas



4.3. Función inicial de masas

La masa creada en estrellas en un intervalo $m_1 < m < m_2$ sería:

$$M(m_1, m_2) = M_T \int_{m_1}^{m_2} m \phi(m) dm$$

De igual manera, la luminosidad emitida por un brote formación estelar en una determinada longitud de onda es $L(\lambda)$:

$$L(\lambda, m_1 < m < m_2) = M_T \int_{m_1}^{m_2} L(\lambda, m) \phi(m) dm$$

Hay que integrar el producto de la IMF por la luminosidad de cada tipo de estrellas de una determinada masa.

La IMF siempre se considera entre un cierto intervalo de masas estelares, que sería el rango de masas de estrellas creadas en un brote. Por ejemplo, es usual considerar una IMF entre un límite inferior en el rango $0.07-0.1 M_\odot$ y un límite superior de $100-125 M_\odot$. Los valores elegidos no son universales porque no se sabe en qué intervalo de masas se forman estrellas. El límite superior es difícil de determinar porque son estrellas que viven muy poco tiempo (y hay que extrapolar para ir de las estrellas realmente observadas en el momento de tomar los datos a las que debieron formarse en el brote), y el inferior es también difícil de estimar porque son estrellas muy débiles.

Si la masa de gas es muy pequeña, entonces la IMF puede ser estocástica.

4.3. Función inicial de masas

Ejemplos: ¿cuántas estrellas hay por encima de $10 M_{\odot}$ en una IMF de Salpeter?

$$N(m < 10) = \int_{0.1}^{10} \varphi_0 m^{-2.35} dm = -\varphi_0 \left. \frac{1}{1.35 \cdot m^{1.35}} \right|_{0.1}^{10}$$

$$N(m < 10) = 16.55\varphi_0$$

$$N(10 < m < 100) = 0.032\varphi_0$$

$$N(m < 10) \sim 500 \times N(10 < m < 100)$$

Más ejemplos: ¿cuál es la fracción de la masa total que da lugar a estrellas por debajo de $10 M_{\odot}$ en una IMF de Salpeter?

$$M(m < 10) = \int_{0.1}^{10} \varphi_0 m m^{-2.35} dm = -\varphi_0 \left. \frac{1}{0.35 \cdot m^{0.35}} \right|_{0.1}^{10}$$

$$M(m < 10) = 5.12\varphi_0$$

$$M(0.1 < m < 100) = M_T = 5.83\varphi_0$$

Normalización!!

$$M(m < 10) = 0.88 \times M_T$$



4.3. Función inicial de masas

De igual manera se puede calcular cualquier propiedad física de un brote de formación estelar. Por ejemplo, si tenemos el número de fotones ionizantes que producen estrellas de distintas masas (nos lo dan los modelos estelares), el número total de fotones Lyman creados por un brote sería:

$$N_{Ly} = \int_{m_1}^{m_2} N_{Ly}(m) \phi(m) dm$$

El número de fotones Lyman se puede relacionar con el flujo de las líneas de emisión del hidrógeno, que también dependería de la cantidad de hidrógeno ionizado que haya, el número de electrones, el tamaño de la nube de gas ionizado y el coeficiente de recombinación para cada línea (y la temperatura).

El número de fotones Lyman, asumiendo equilibrio de fotoionización, es igual al número de recombinaciones:

$$N_{Ly} = \alpha_B \int_V N_e N_p dV$$

De igual manera, el número de fotones emitidos en una línea de emisión y la luminosidad es:

$$N_{line} = \alpha_B^{line} \int_V N_e N_p dV \quad L_{line} = h\nu_{line} \alpha_B^{line} \int_V N_e N_p dV$$



4.3. Función inicial de masas

Combinando esas expresiones se puede calcular la luminosidad de una línea a partir del número de fotones Lyman. Solo hay que conocer los coeficientes de recombinación, que se encuentran normalmente tabulados con respecto a la línea $H\beta$.

$$L_{line} = \frac{h\nu_{line} \alpha_B^{line}}{\alpha_B} N_{Ly}$$

Las tablas también dan la intensidad relativa de todas las líneas con respecto a $H\beta$, por lo que se puede calcular la emisión de cualquier transición.

Por ejemplo, para una nube a 10000 K, asumiendo que es suficientemente densa como aplicar el caso B, en el que los fotones Lyman o los creados en una determinada línea excitan otros átomos, que a su vez emiten fotones en otras líneas.

$$L_{H\beta} = \frac{hc}{\lambda_{H\beta}} \alpha_B^{H\beta} N_{Ly} \Rightarrow$$

$$L_{H\beta} = \frac{6.67 \times 10^{-27} \times 3 \times 10^{18} \times 3.03 \times 10^{-14}}{4861.3 \times 2.59 \times 10^{-13}} N_{Ly} \Rightarrow$$

$$L_{H\beta} = 4.82 \times 10^{-13} N_{Ly} \quad (\text{CGS})$$

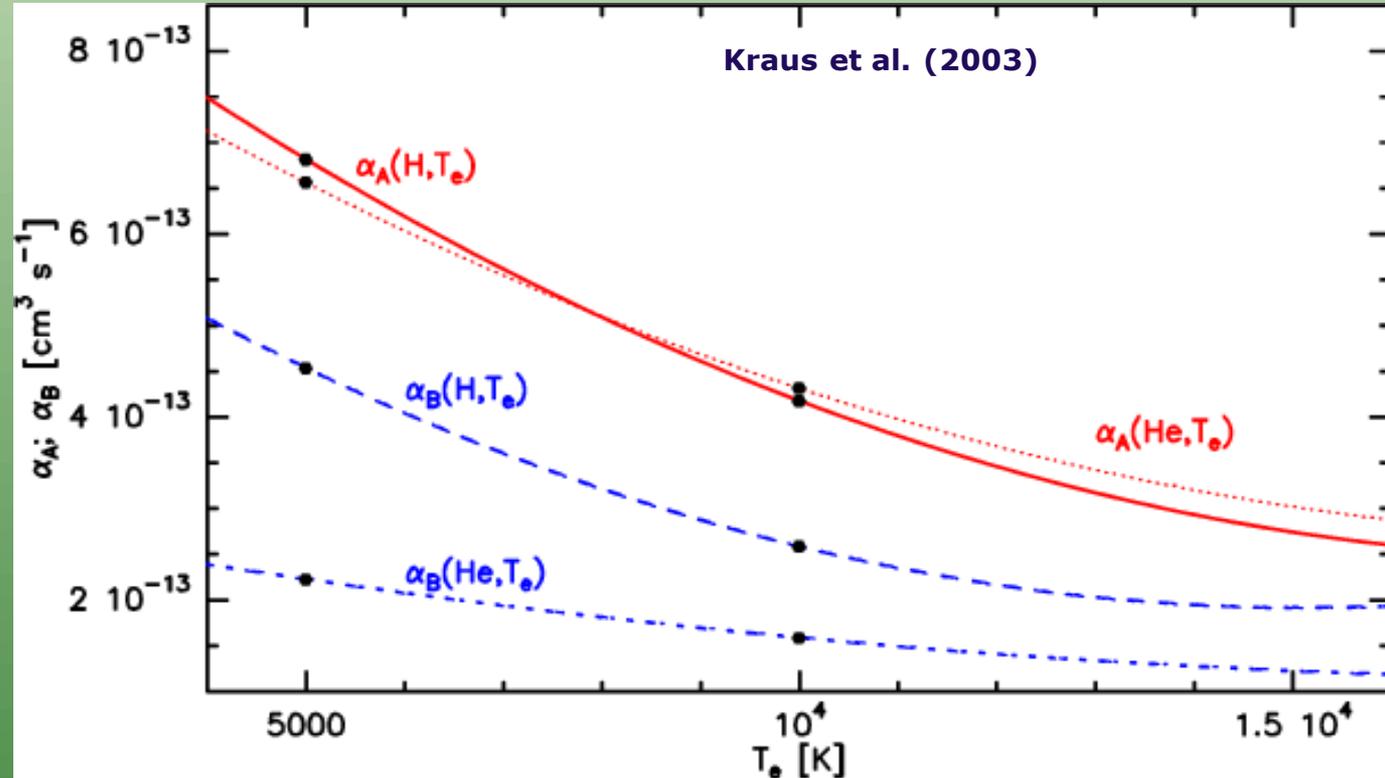


4.3. Función inicial de masas

Wikipedia (ver mejor Osterbrock 1989)

Hummer 1994 MNRAS 268, 109

$\log(T)$	$\alpha_B [10^{-17} \text{ m}^3 \text{ s}^{-1}]$
1.0	9.283
1.2	8.823
1.4	8.361
1.6	7.898
1.8	7.435
2.0	6.973
2.2	6.512
2.4	6.054
2.6	5.599
2.8	5.147
3.0	4.700
3.2	4.258
3.4	3.823
3.6	3.397
3.8	2.983
4.0	2.584
4.2	2.204
4.4	1.847
4.6	1.520
4.8	1.226
5.0	0.9696
5.2	0.7514
5.4	0.5710
5.6	0.4257
5.8	0.3117
6.0	0.2244
6.2	0.1590
6.4	0.1110
6.6	0.07642
6.8	0.05199
7.0	0.03498



4.3. Función inicial de masas

H I recombination lines (Case B, low-density limit)

Osterbrock (1989)

	<i>T</i>			
	2,500 K	5,000 K	10,000 K	20,000 K
$4\pi j_{H\beta}/n_e n_p$ (erg cm ³ s ⁻¹)	3.72×10^{-25}	2.20×10^{-25}	1.24×10^{-25}	6.62×10^{-26}
$\alpha_{H\beta}^{eff}$ (cm ³ s ⁻¹)	9.07×10^{-14}	5.37×10^{-14}	3.03×10^{-14}	1.62×10^{-14}

Balmer-line intensities relative to H β

$j_{H\alpha}/j_{H\beta}$	3.30	3.05	2.87	2.76
$j_{H\gamma}/j_{H\beta}$	0.444	0.451	0.466	0.474
$j_{H\delta}/j_{H\beta}$	0.241	0.249	0.256	0.262
$j_{H\epsilon}/j_{H\beta}$	0.147	0.153	0.158	0.162
$j_{H8}/j_{H\beta}$	0.0975	0.101	0.105	0.107
$j_{H9}/j_{H\beta}$	0.0679	0.0706	0.0730	0.0744
$j_{H10}/j_{H\beta}$	0.0491	0.0512	0.0529	0.0538
$j_{H15}/j_{H\beta}$	0.0142	0.0149	0.0154	0.0156
$j_{H20}/j_{H\beta}$	0.0059	0.0062	0.0064	0.0065

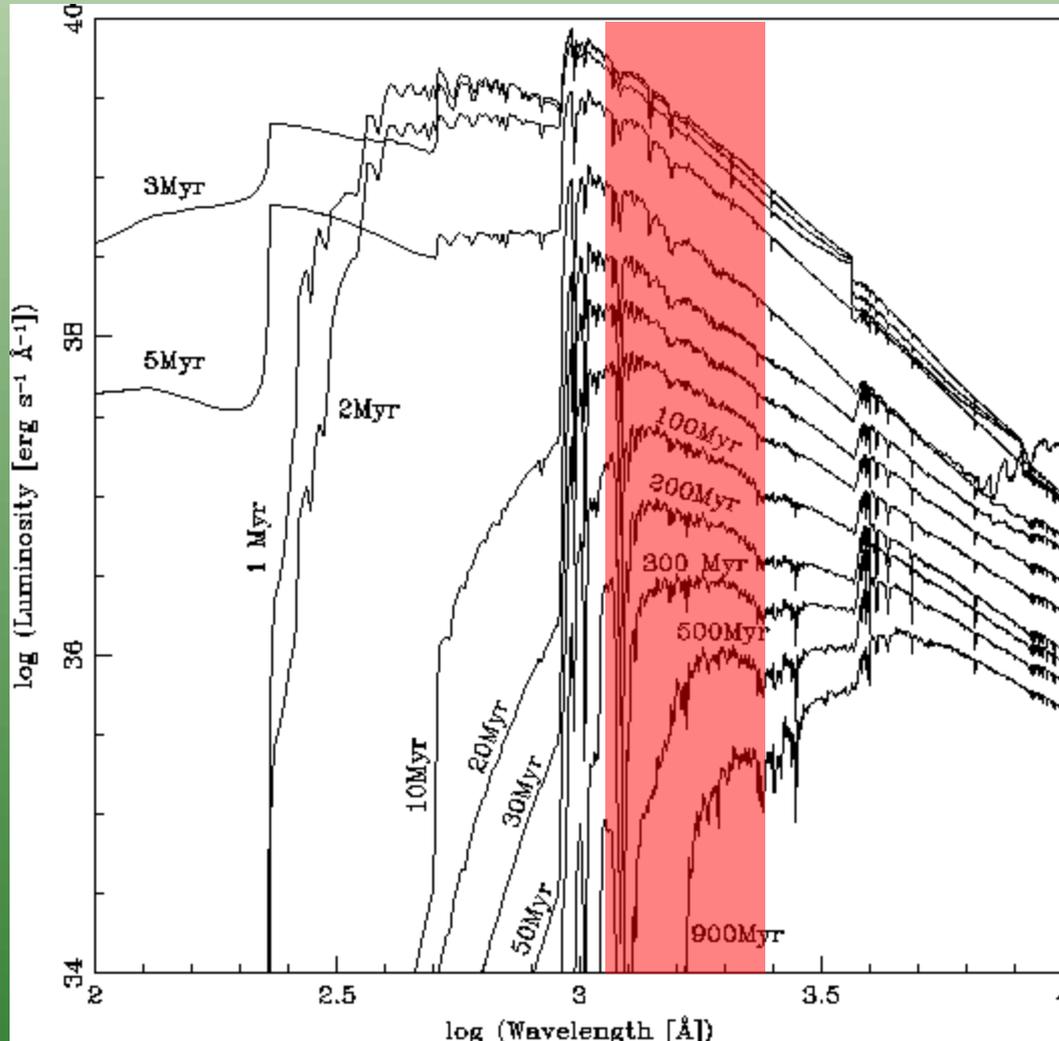
Paschen-line intensities relative to H β



4.4. Trazadores de la SFR

¿Cómo se determinan SFRs? A partir de observaciones en determinadas longitudes de onda y características espectrales directamente relacionadas con la formación estelar. Los principales trazadores son:

UV



Leitherer et al. (1999) SB99



4.4. Trazadores de la SFR

Hay calibraciones como la de Kennicutt (1998):

$$SFR(UV) / (M_{\odot} / yr) = 1.4 \times 10^{-28} [L_{\nu} / (erg / s / cm^2)]$$

Esta relación se deriva de los modelos como los SB99, estudiando la formación estelar necesaria para crear un continuo UV (entre 150 y 250 nm, aprox., donde L_{ν} es más o menos constante). **Para sacar ese factor se asumieron ciertas cosas que pueden no ser las más adecuadas para todos los casos (IMF, SFH, metalicidad).**

Los principales problemas de este estimador son una dependencia con la edad (una población más joven pero menos numerosa produce los mismos fotones UV que una algo más vieja pero más numerosa) y, sobre todo, la extinción, que es muy alta en el UV.

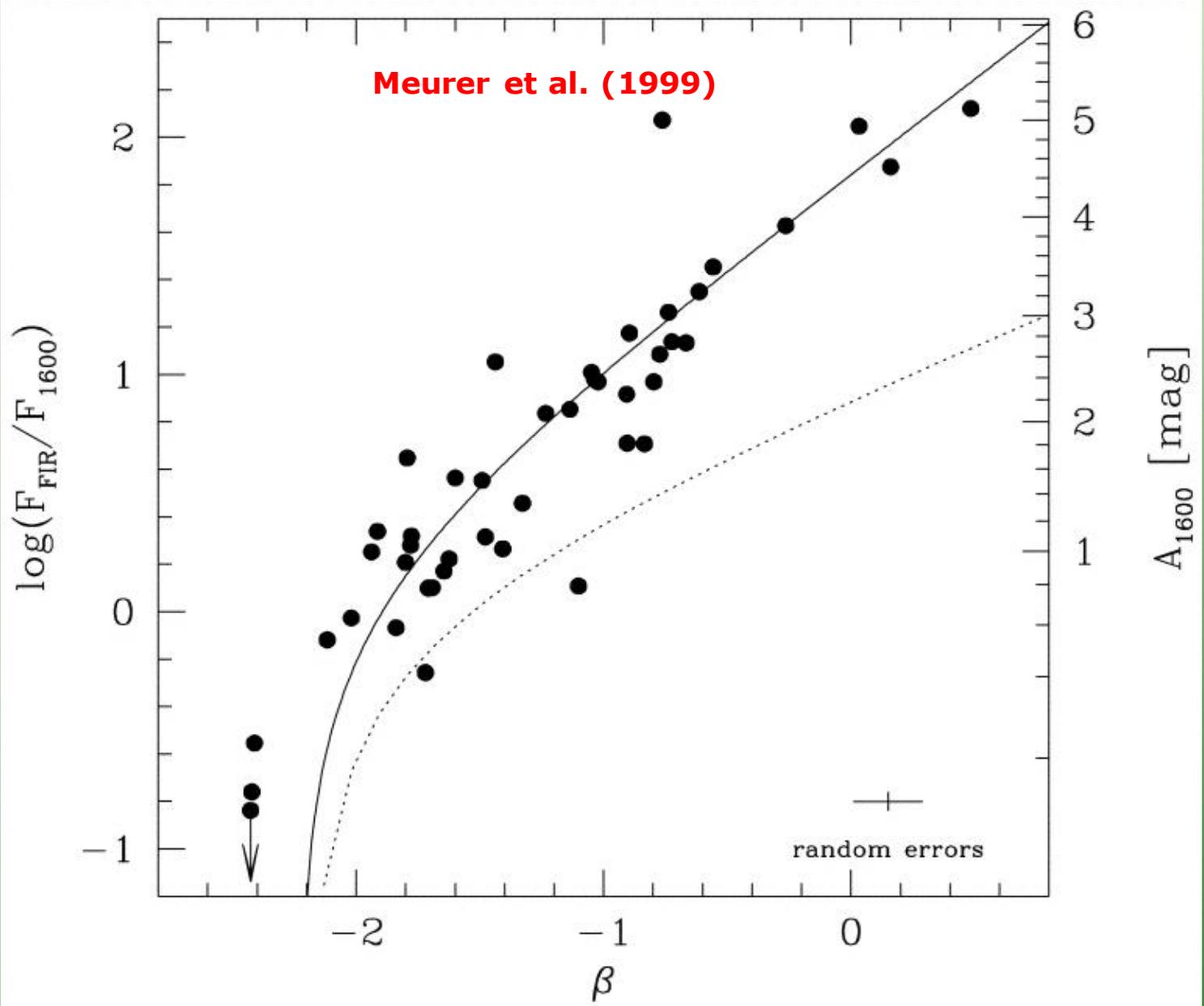
La forma más extendida de estimar la extinción en el UV es a partir de la pendiente del espectro en el UV, que es constante para $A(V)=0$ mag, pero se hace más pronunciada a medida que introducimos extinción. Se suele definir el parámetro β :

$$f_{\lambda} \propto \lambda^{\beta}$$

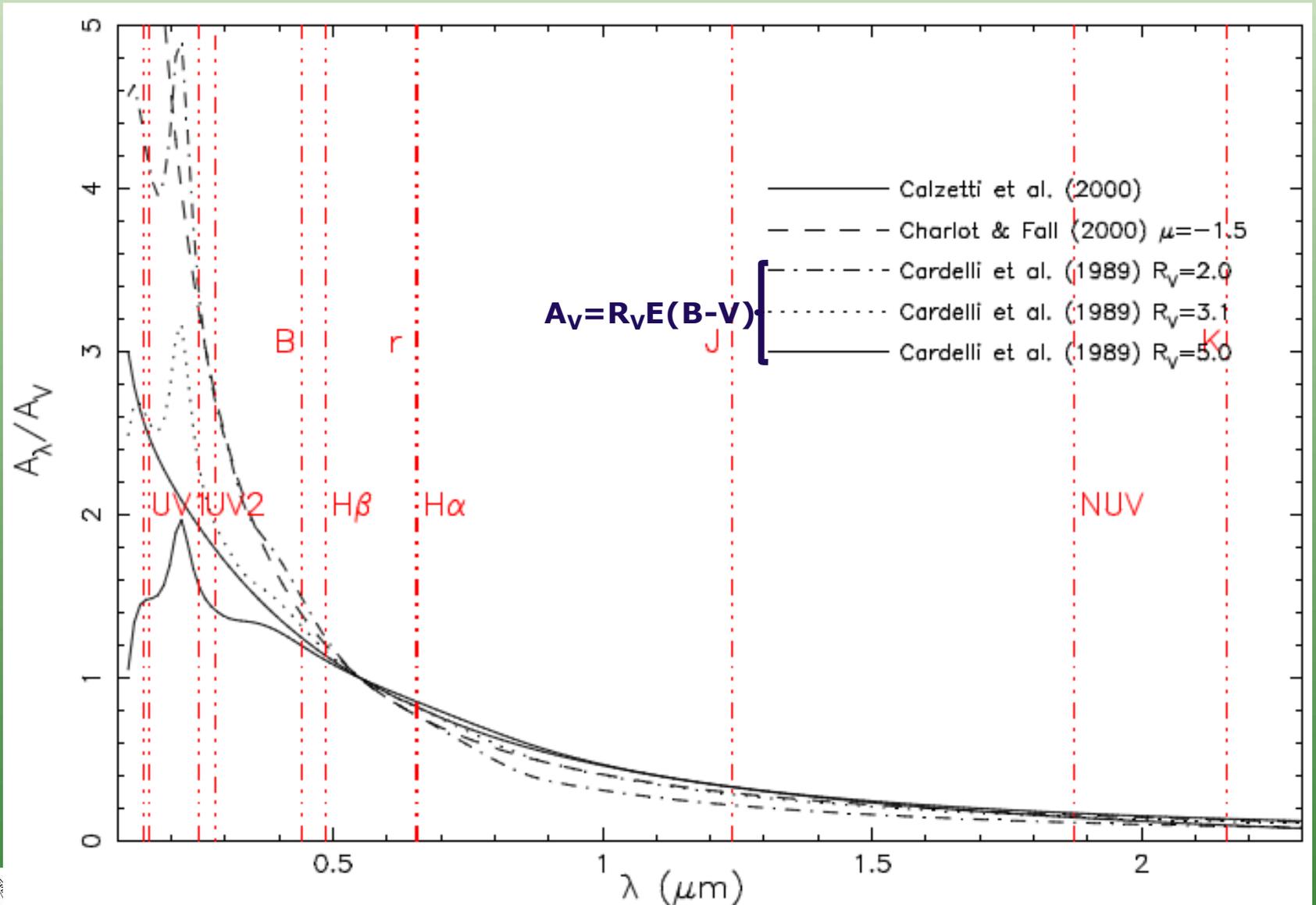
Sin embargo esa pendiente también tiene alguna dependencia con la edad y además pueden existir regiones completamente extinguidas.

Nota: a veces se dice que el espectro UV es plano (si se habla de f_{ν}).

4.4. Trazadores de la SFR



4.4. Trazadores de la SFR



4.4. Trazadores de la SFR

H α

Hay calibraciones como la de Kennicutt (1998):

$$SFR(H\alpha) / (M_{\odot} / yr) = 7.9 \times 10^{-42} [L_{H\alpha} / (erg / s)]$$

Válido para una $T_e = 10^4$ K, caso B (nube densa no ópticamente fina) y si todo los fotones ionizantes son procesados por el gas.

Los fotones Lyman procedentes de estrellas muy masivas hacen que el hidrógeno se ionice en las llamadas regiones HII y emita en líneas de recombinación. La emisión depende de la edad de las estrellas (deben ser muy jóvenes, esta medida es casi instantánea), la IMF, la cantidad de hidrógeno, y temperatura del gas.

La extinción también es un problema de esta medida, aunque menos que en el UV (comprobar). Se suele estimar la extinción con el decremento de Balmer, es decir, el cociente entre H α y H β .

$$\frac{F_{H\alpha}^0}{F_{H\beta}^0} = 2.86; \quad \frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} = \frac{10^{-0.4A(H\alpha)} F_{H\alpha}^0}{10^{-0.4A(H\beta)} F_{H\beta}^0} = \frac{10^{-0.4k(H\alpha)A(V)} F_{H\alpha}^0}{10^{-0.4k(H\beta)A(V)} F_{H\beta}^0}$$

$$\log_{10} \left(\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}} \right) = \log_{10} \left(\frac{F_{H\alpha}^0}{F_{H\beta}^0} \right) - 0.4 \times (k(H\alpha) - k(H\beta)) \times A(V)$$

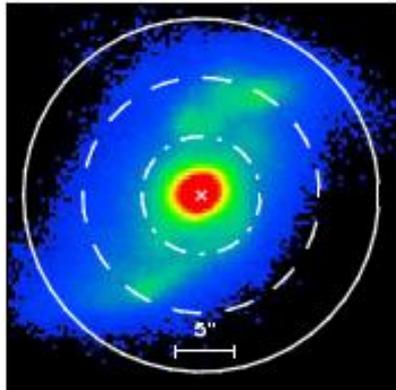


4.4. Trazadores de la SFR

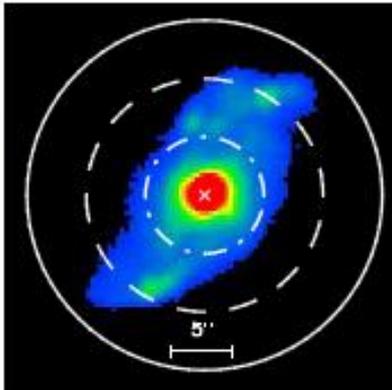
H α

UCM2316+2457

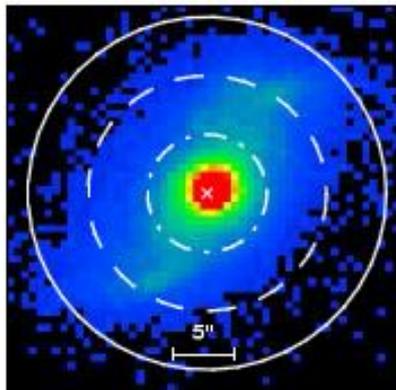
2316+2457 (B)



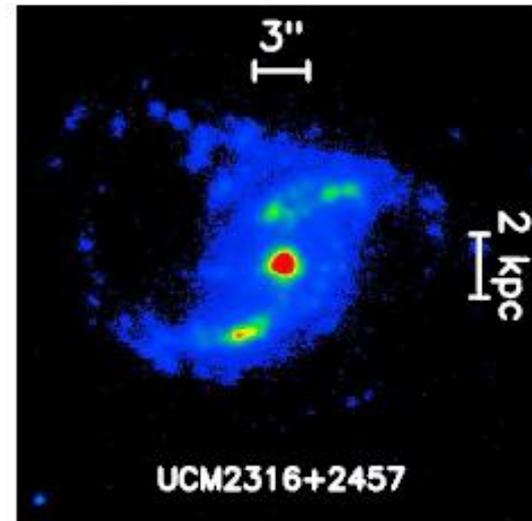
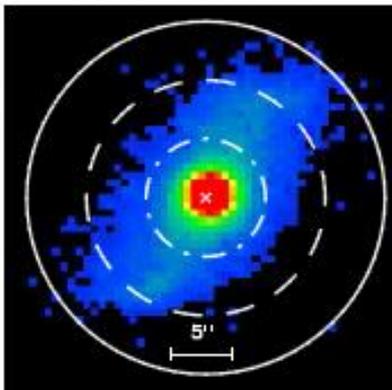
2316+2457 (r)



2316+2457 (J)



2316+2457 (K)



$23^h 18^m 38.5^s +25^\circ 14' 00''$

B	14.62	-21.24	z	0.02770	121
r	13.63	-22.06	$L_{H\alpha}$	42.14	42.36
J	11.72	-23.79	$EW_{H\alpha}$	32.1	30.8
K	10.49	-24.97	$\log(b)$	-1.68	
$D_{24.5}$	22.2	12.4	$\log(t)$	6.90	
$\log(M)$	11.31		O/H	9.15	

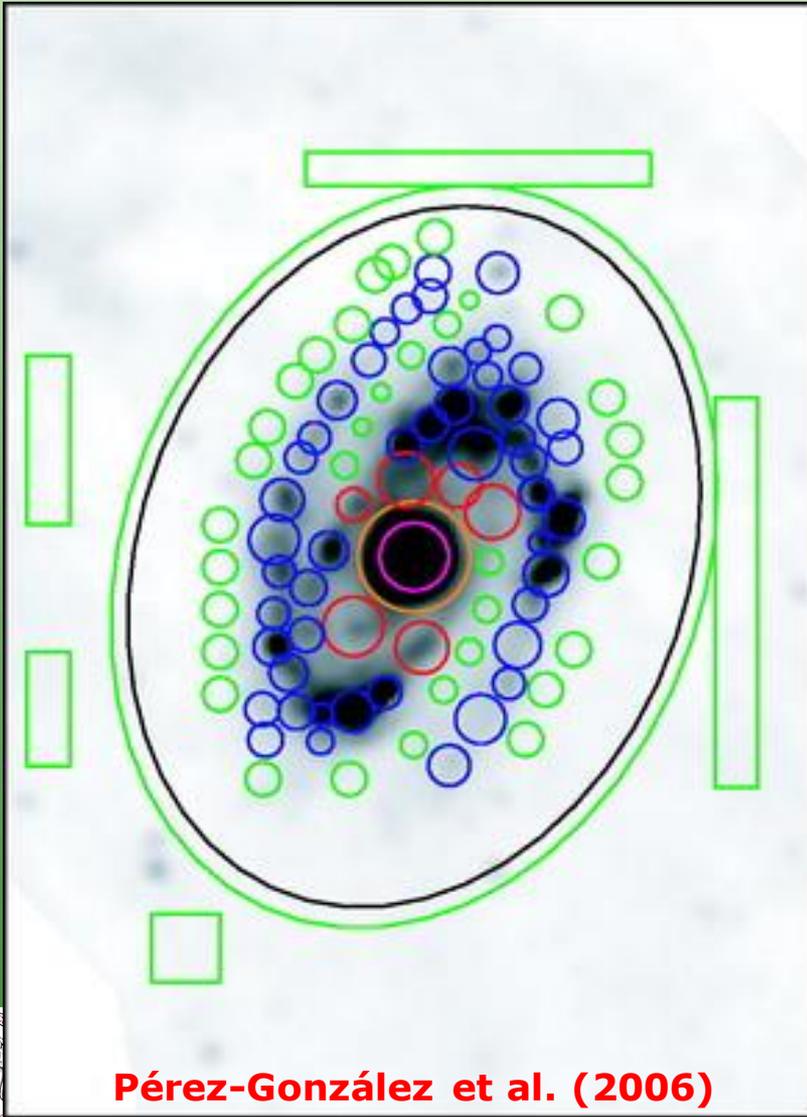
SBa

SBN

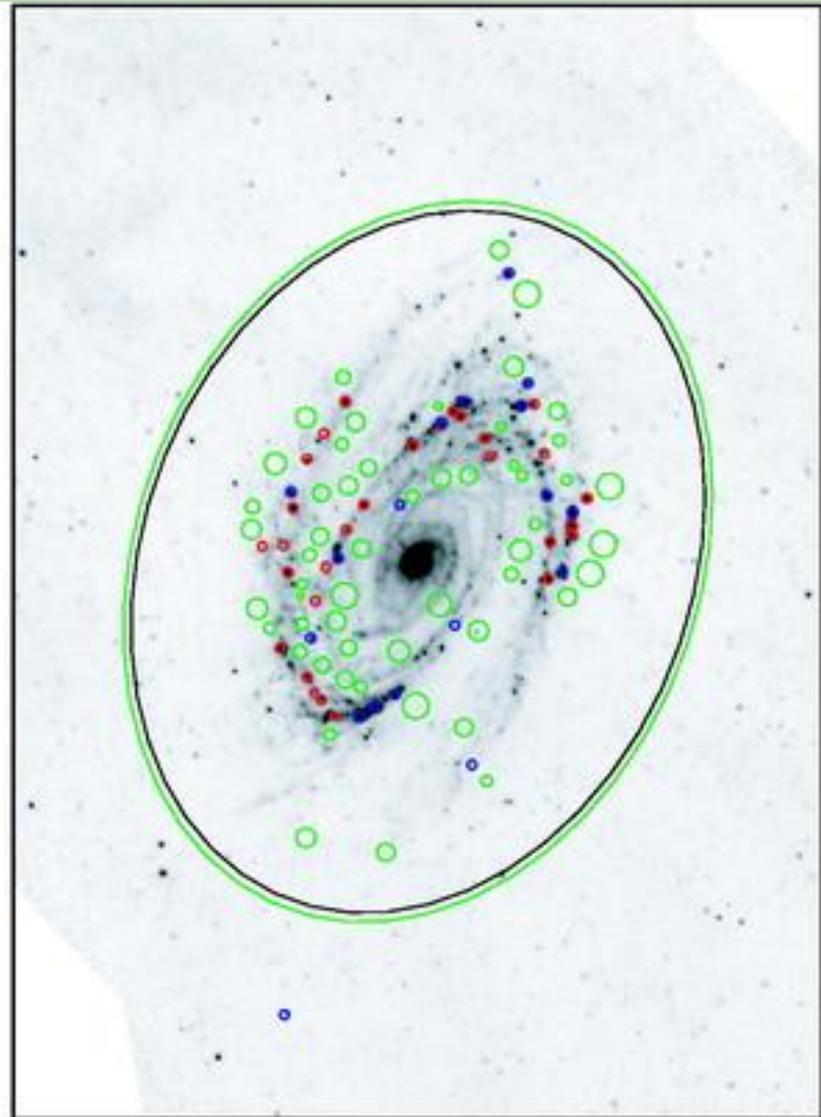


4.4. Trazadores de la SFR

H α



Pérez-González et al. (2006)



4.4. Trazadores de la SFR

Ly α

Otra línea de recombinación interesante es Ly α . Su longitud de onda (121.6 nm) hace que sea fácilmente observable a alto redshift, cuando se desplaza hasta el óptico. Por ello es muy utilizada en el estudio de poblaciones de galaxias a alto-z (hasta z=8 o más allá).

Sin embargo la línea Ly α es complicada de analizar debido a que hay procesos de scattering resonantes que provocan que también sea más probable la extinción por polvo, por lo que el tratamiento de Ly α no es tan fácil como el de H α y se separa bastante del caso B. Es bastante sensible, por ejemplo, a la dirección de visión o al tipo de polvo y localización relativa con respecto a las estrellas ionizantes.

Además de este problema, se une el hecho de que es una línea en el UV afectada fuertemente por la extinción, que debe ser tratada con cuidado pues también hay scattering por polvo (atenuación).

En el caso B, $L(\text{Ly}\alpha)/L(\text{H}\alpha) \sim 8.7$, así que:

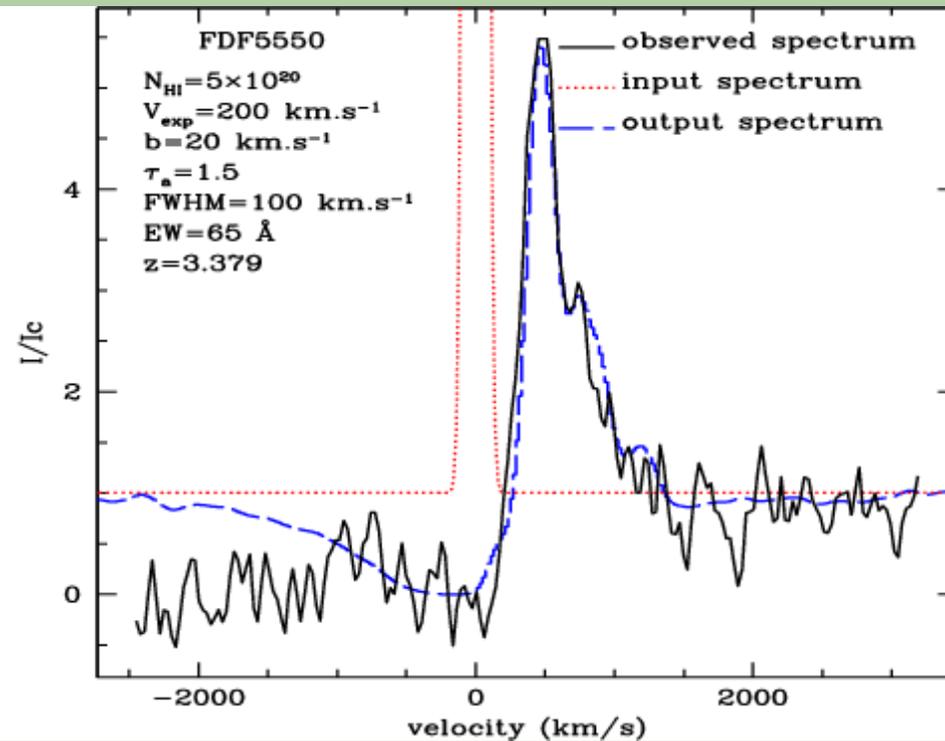
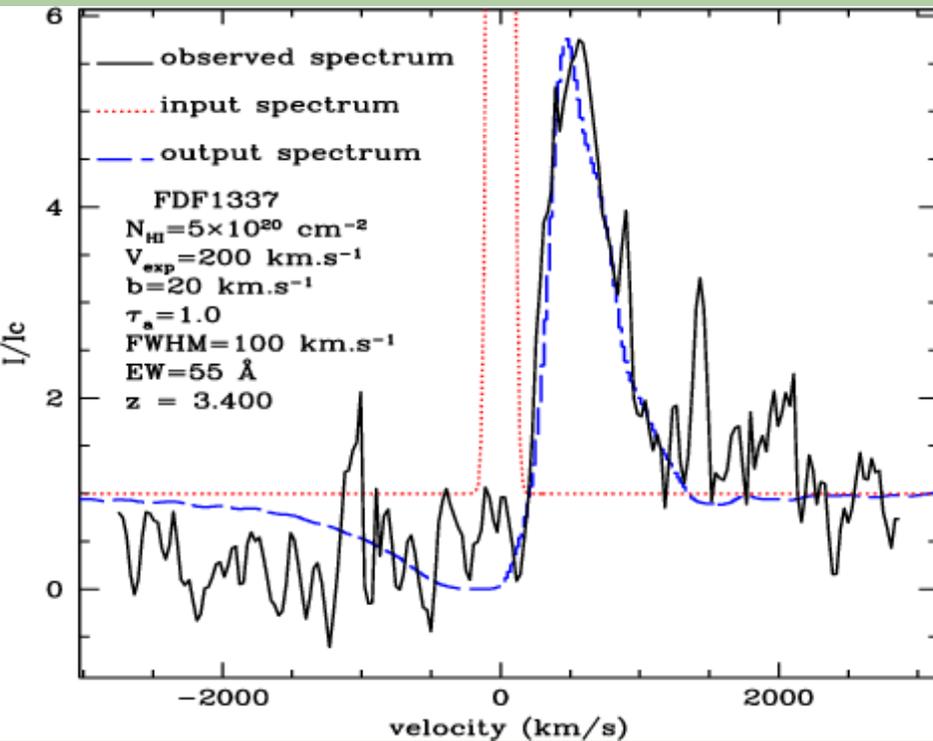
$$SFR(\text{Ly}\alpha) / (M_{\odot} / \text{yr}) = 10^{-42} [L_{\text{Ly}\alpha} / (\text{erg} / \text{s})]$$

Pero la emisión se puede separar bastante del caso B.



4.4. Trazadores de la SFR

Ly α

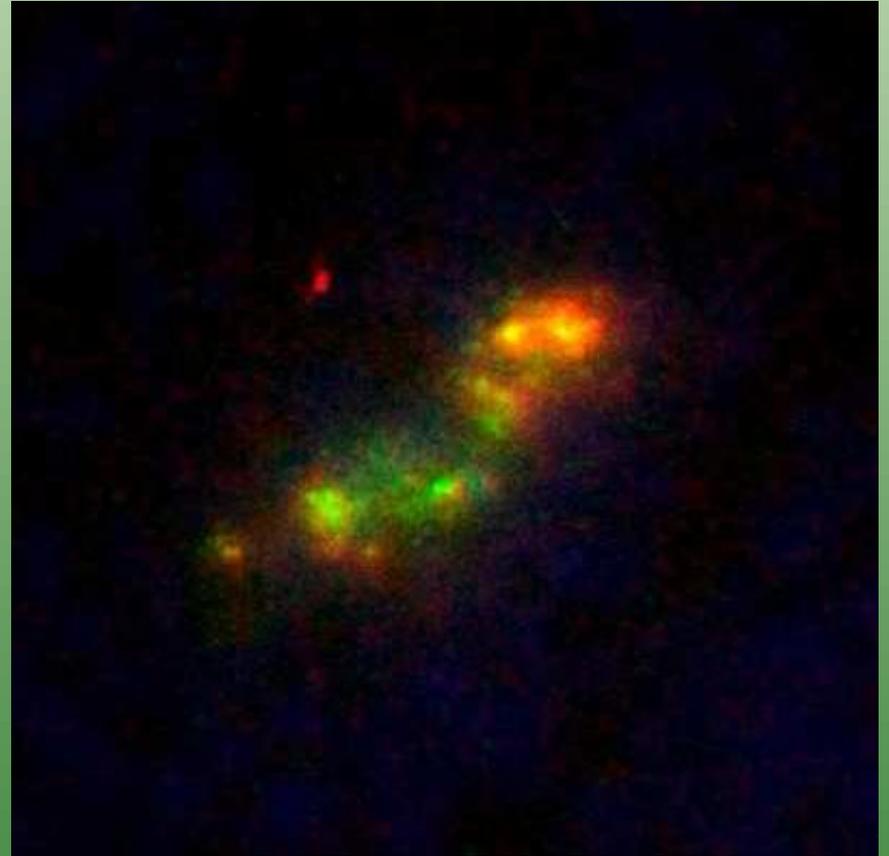
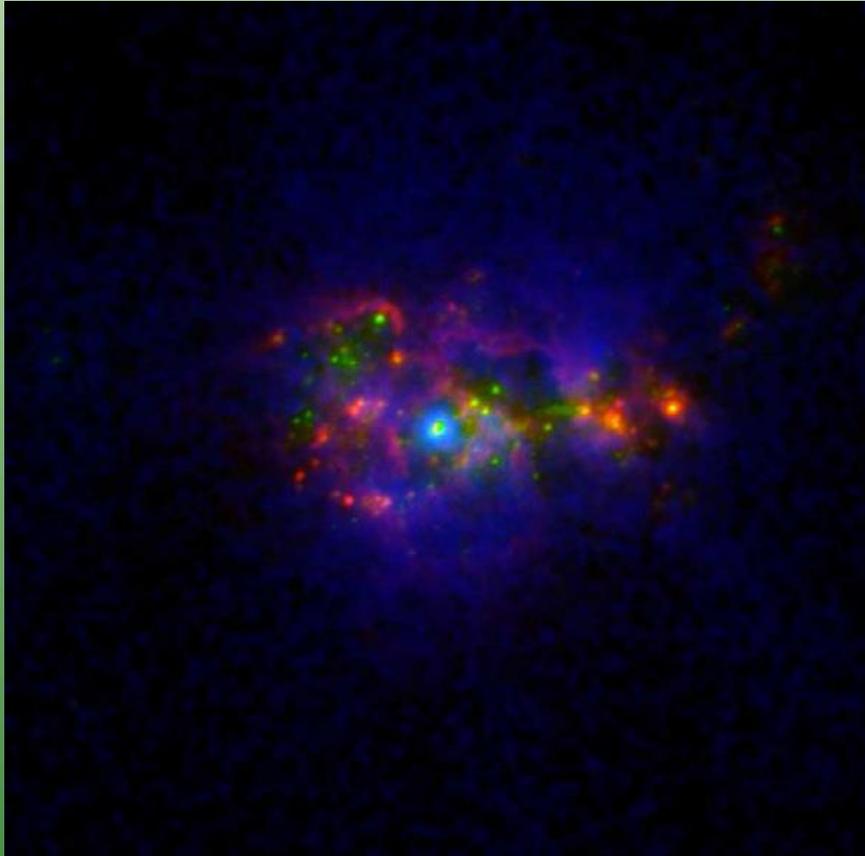


Verhamme et al. (2008)



4.4. Trazadores de la SFR

Ly α



4.4. Trazadores de la SFR

[OII]

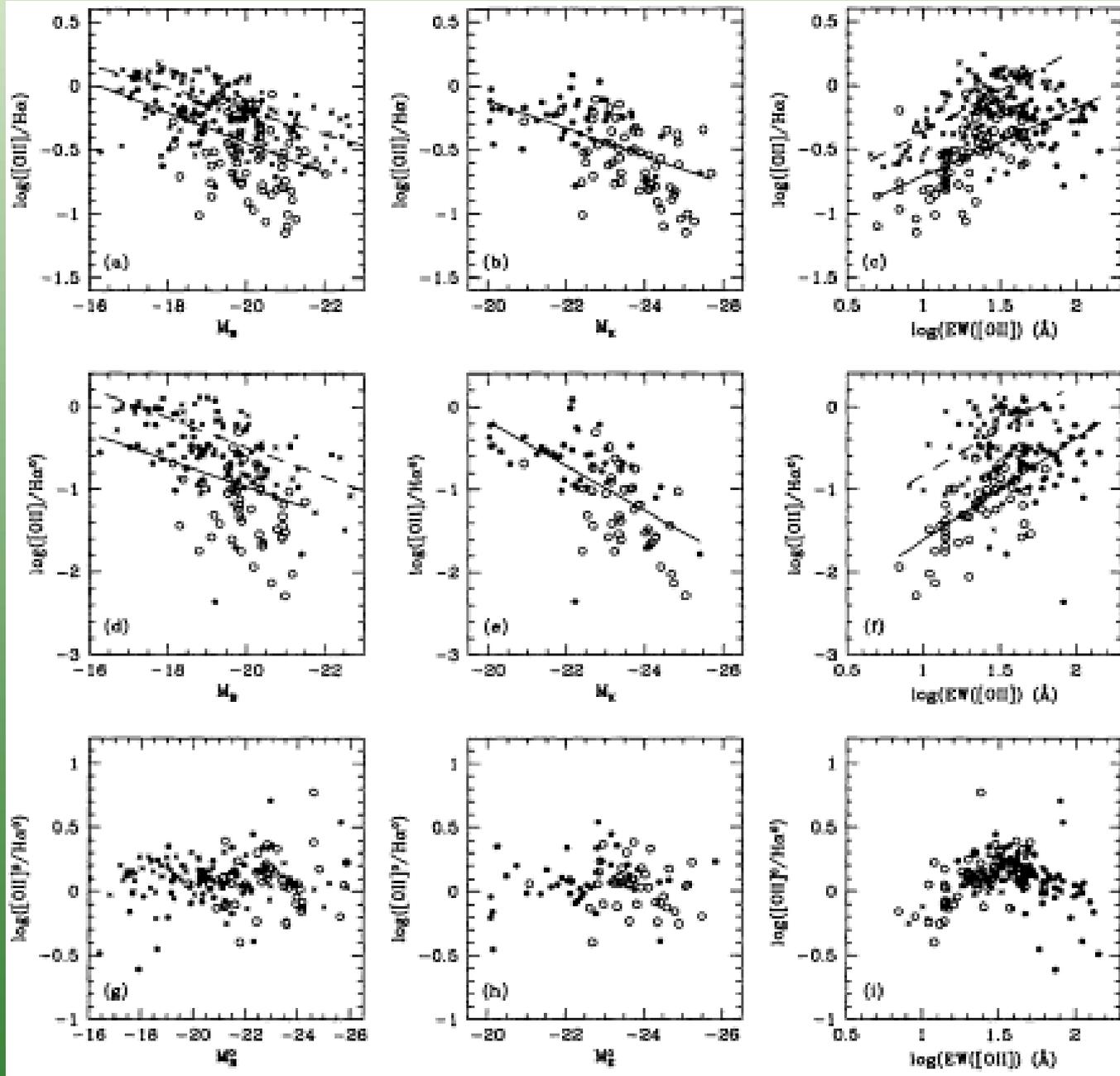
La emisión de algunas líneas prohibidas es especialmente útil. $H\alpha$ es uno de los trazadores de la SFR más directos que hay, pero se sale del óptico a $z \sim 0.3$ y es más difícil de observar. La línea de [OII] a 372.7 nm es la más brillante en el óptico y permanece en el visible hasta $z \sim 1.5$. No traza directamente la emisión ionizante, sino que depende también de la abundancia de oxígeno y del estado de excitación. Pero esa excitación se suele comportar bien de tal manera que se puede calibrar [OII] con respecto a $H\alpha$.

$$SFR([OII]) / (M_{\odot} / yr) = 1.4 \times 10^{-41} [L_{[OII]} / (erg / s)]$$

La dependencia con otros parámetros se suele tener en cuenta considerando observables como la magnitud de la galaxia (que se relaciona con la metalicidad).



4.4. Trazadores de la SFR



Aragón-Salamanca et al. (2003)



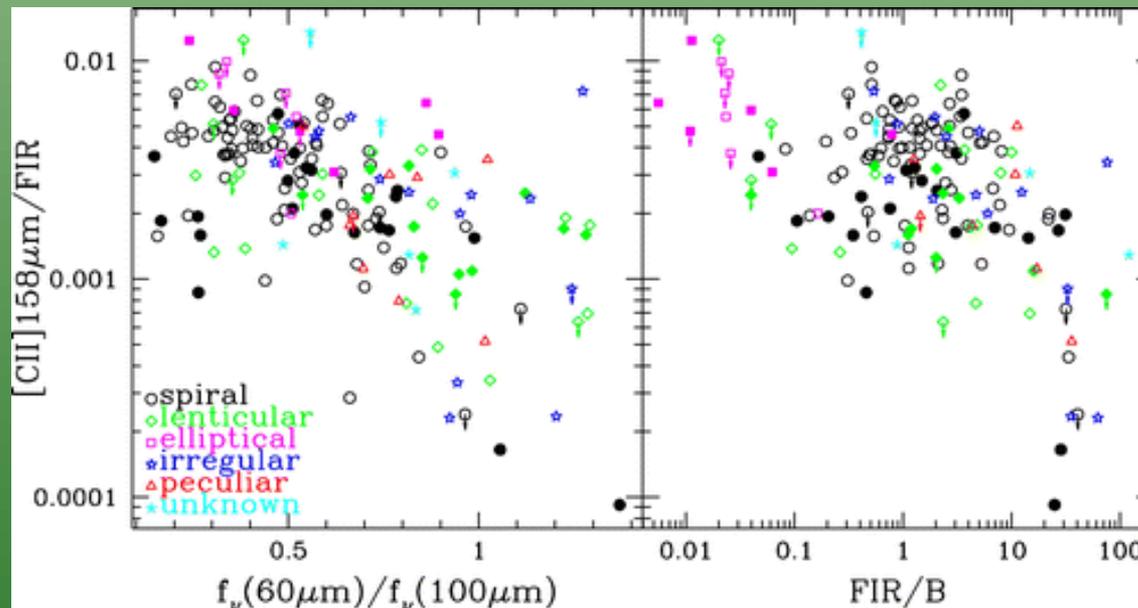
4.4. Trazadores de la SFR

Otras líneas

Otras líneas se pueden usar como estimador de la SFR, aunque no están tan extendidas por razones como la facilidad de observación o la incertidumbre de la calibración.

Por ejemplo, caben reseñar las líneas de hidrógeno en cualquier lugar del espectro. De especial interés son líneas como la de Paschen- α debido a que está en el NIR, donde la extinción no es tan fuerte como en el UV u óptico.

Otras líneas muy interesantes son el [CII] a $158 \mu\text{m}$, o los PAHs en el MIR.

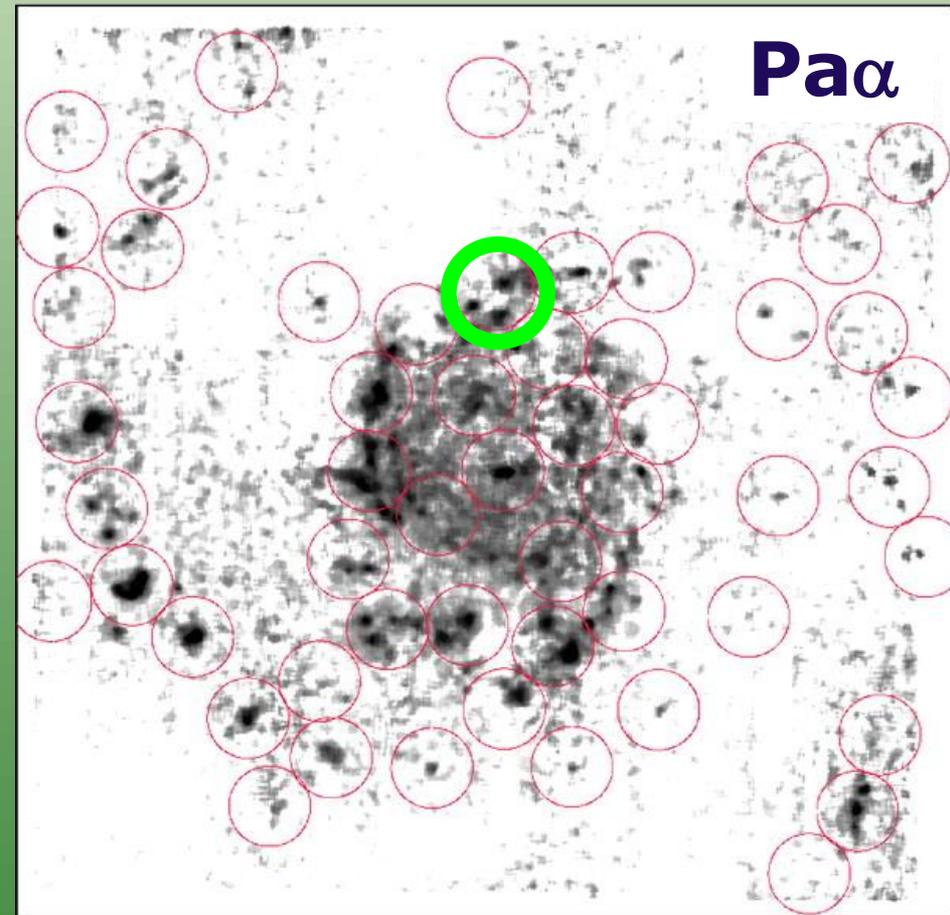
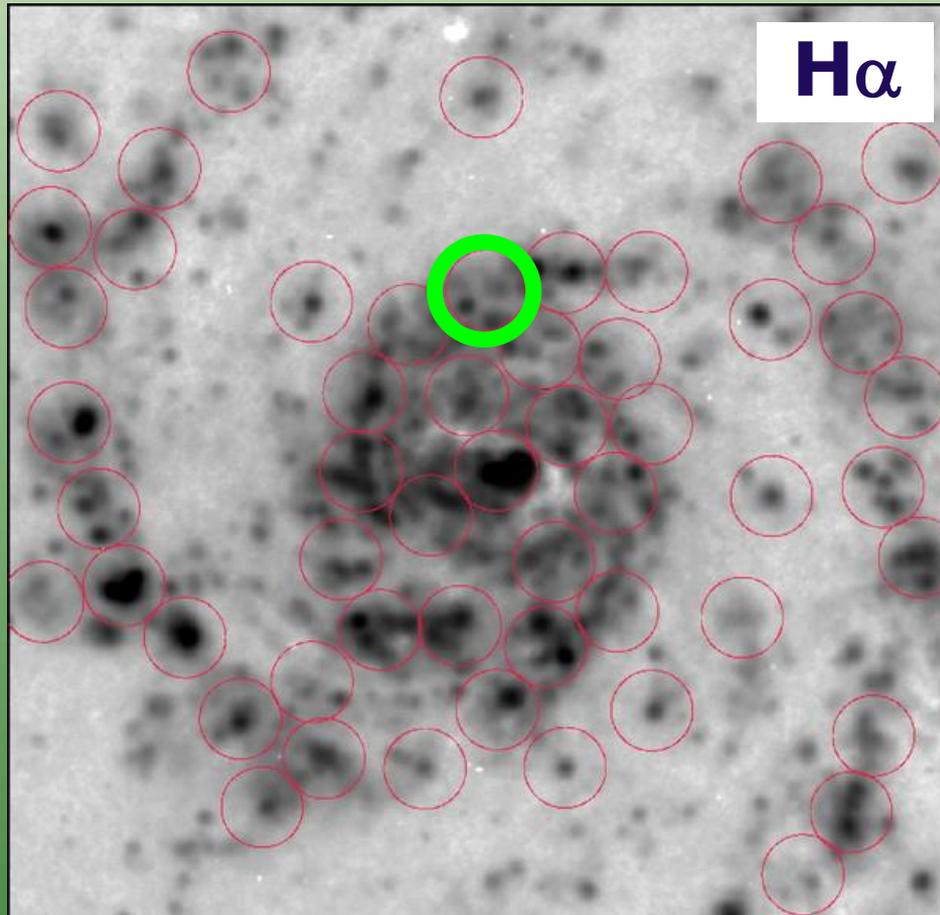


Braucher et al. (2008)



4.4. Trazadores de la SFR

Otras líneas



Calzetti et al. (2005)



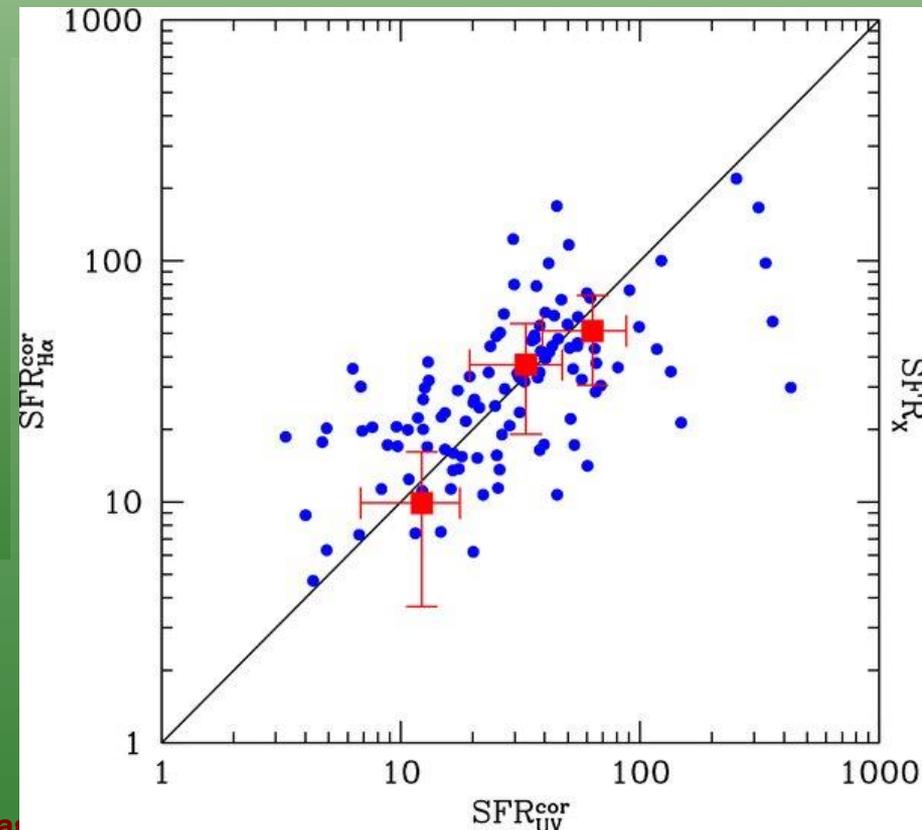
4.4. Trazadores de la SFR

Rayos-X

La energía mecánica liberada por las SN y los vientos de estrellas masivas produce un calentamiento del medio y origina una emisión rayos-X difusa en la zona de rayos-X blandos. Además determinadas binarias y los remanentes de SN también emiten en rayos-X, aunque esta vez la emisión es más localizada. Las binarias dominan la emisión en rayos-X duros (2-10 keV, excepto en presencia de un AGN), mientras que la componente difusa se concentra más en los blandos (0.2-2 keV). Esto significa que la emisión rayos-X puede utilizarse como un trazador de SFR, sobre todo la blanda.

Algunos problemas de este trazador: extinción, contaminación por un AGN, incertidumbre en abundancia de binarias, etc...

Reddy et al. (2010)



4.4. Trazadores de la SFR

IR

El polvo es un componente esencial de las nubes de gas que dan lugar a formación estelar. De hecho, la formación estelar más intensa se da en las zonas con mayor concentración de polvo. Éste absorbe la radiación UV proveniente de las estrellas masivas y calientes y la reemite en el IR térmico. El polvo es altamente eficiente en procesar la emisión UV, pero también puede calentarse por fotones ópticos, por lo que la calibración como un trazador de SFR tiene sus incertidumbres. Normalmente el polvo calentado por fotones UV se concentra en las regiones de formación estelar y adquiere temperaturas del orden de 50-100 K, emitiendo en el MIR. El polvo más frío, que puede ser calentado por fotones ópticos tiene una distribución más difusa y emite predominantemente en el FIR (son los llamados cirros).

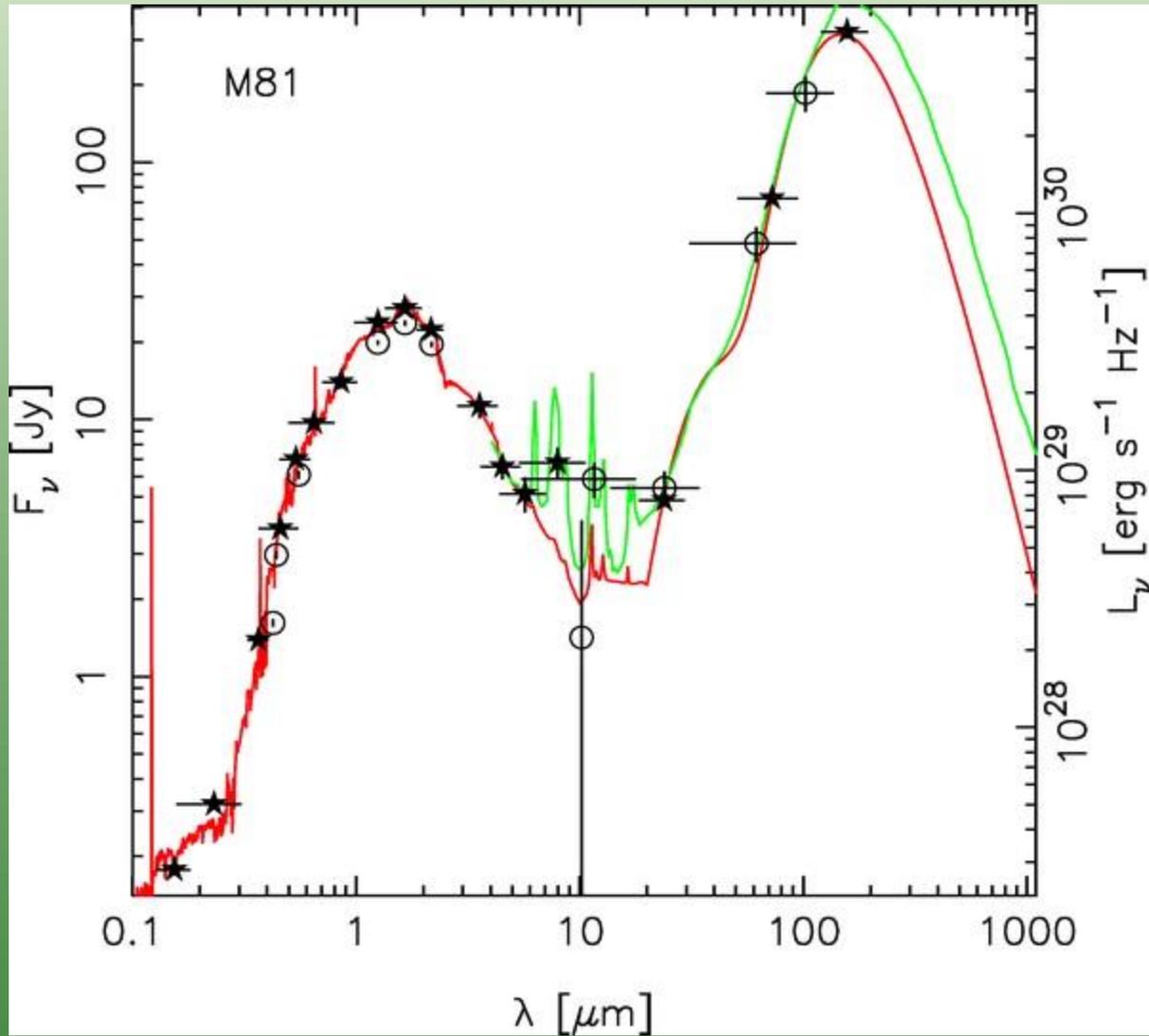
Para brotes de 10–10 Myr, se puede obtener una calibración para la SFR obtenida de datos IR:

$$SFR([TIR]) / (M_{\odot} / yr) = 4.5 \times 10^{-44} [L_{TIR} / (erg / s)]$$

Donde $L(TIR) = L(8-1000 \mu m)$



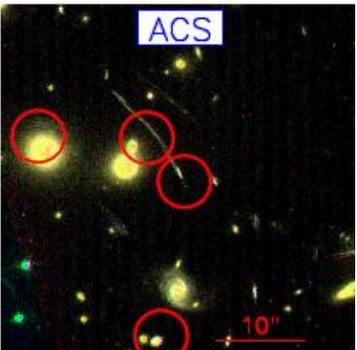
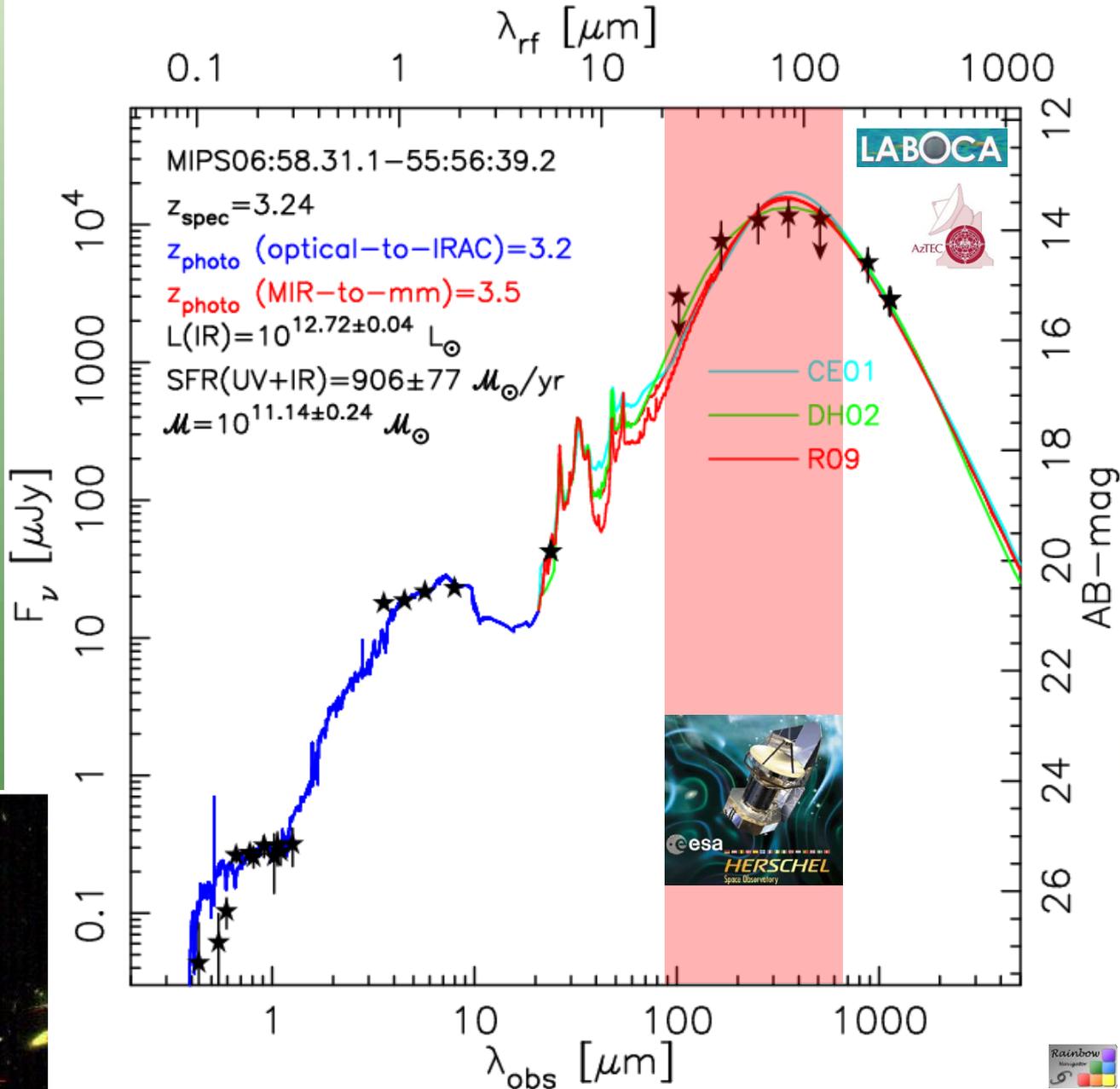
4.4. Trazadores de la SFR



Pérez-González et al. (2006)



4.4. Trazadores de la SFR



Adapted from
Pérez-González et al. (2010)

4.4. Trazadores de la SFR

radio

La emisión radio (1.4/8.5 GHz=3/21 cm) difusa de las galaxias se relaciona con la radiación sincrotrón debida a la excitación por parte de los remanentes de SN y, por tanto, proporcional al número de estrellas masivas y a radiación térmica relacionada directamente con estrellas O y B en regiones HII. La escala de tiempo de las SFRs derivadas con datos radio son también bastante pequeñas (10^{7-8} yr), por lo que se habla también de una medida casi instantánea, como $H\alpha$. Una gran ventaja de los datos radio es que no están afectados por extinción.

Otra ventaja de los datos radio es su resolución espacial, mucho mejor que la de los datos MIR/FIR y milimétricos.



4.4. Trazadores de la SFR y la IMF

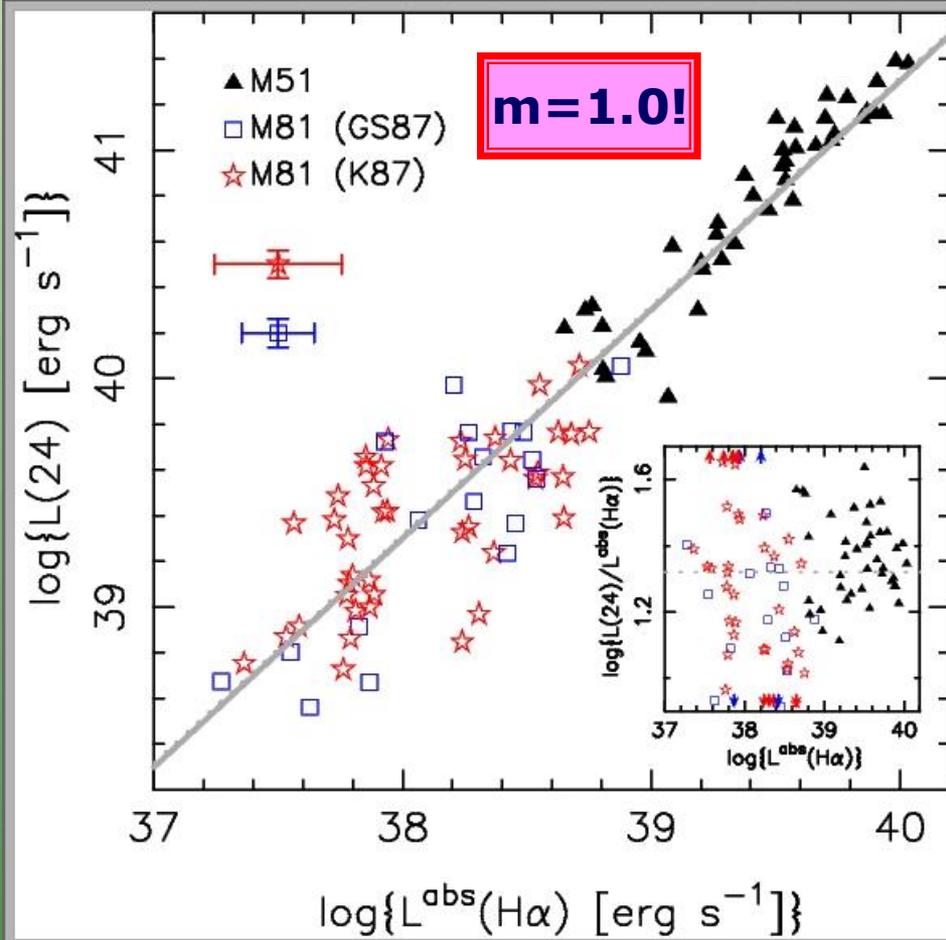
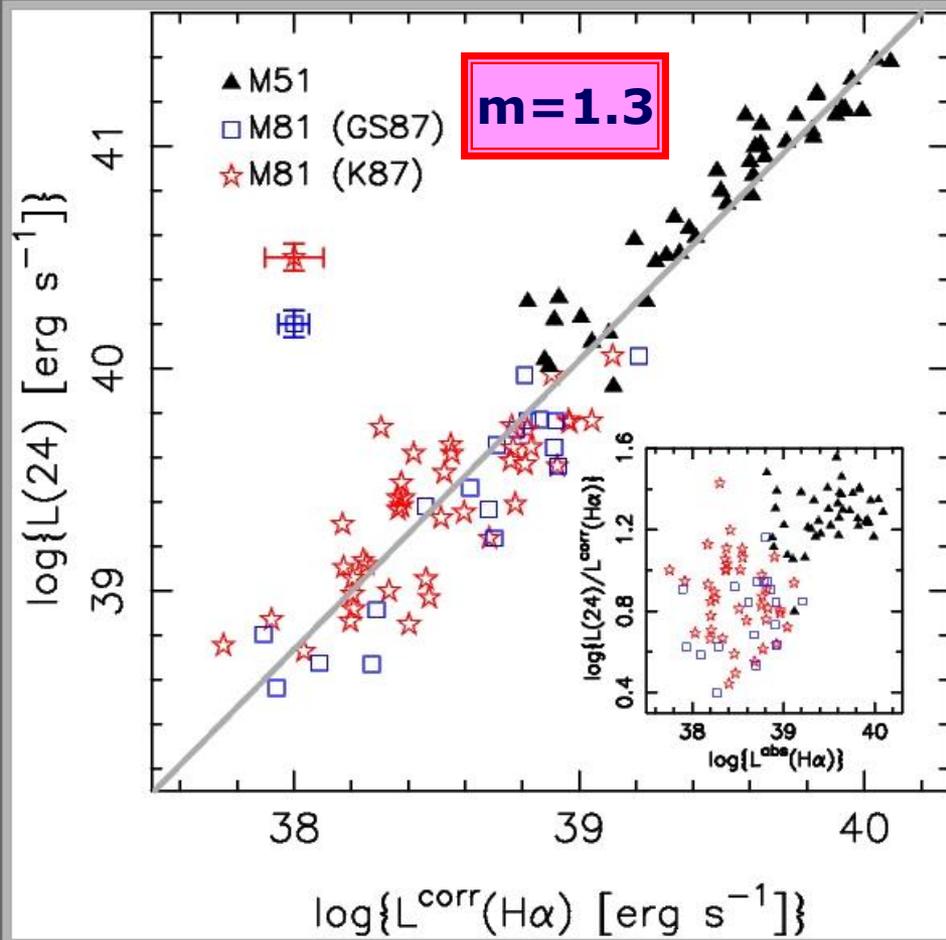
La calibración de la SFR en función de observables como la luminosidad UV o $H\alpha$ depende fuertemente de la IMF.

Dado que estos observables pretenden determinar el número de estrellas masivas que emiten fotones ionizantes y/o en el UV, y la SFR mide la cantidad total de estrellas formadas en un año, la SFR depende de la cantidad relativa de estrellas masivas jóvenes frente al contenido estelar total de un brote, es decir, de la IMF.

Además las calibraciones también dependen de la SFH. Para muchas de ellas se utiliza un brote constante y joven (~ 100 Myr), para el que se mide la cantidad de fotones ionizantes, emisión en el UV, número de SN, etc...



4.4. Trazadores de la SFR: comparaciones



Pérez-González et al. (2006)

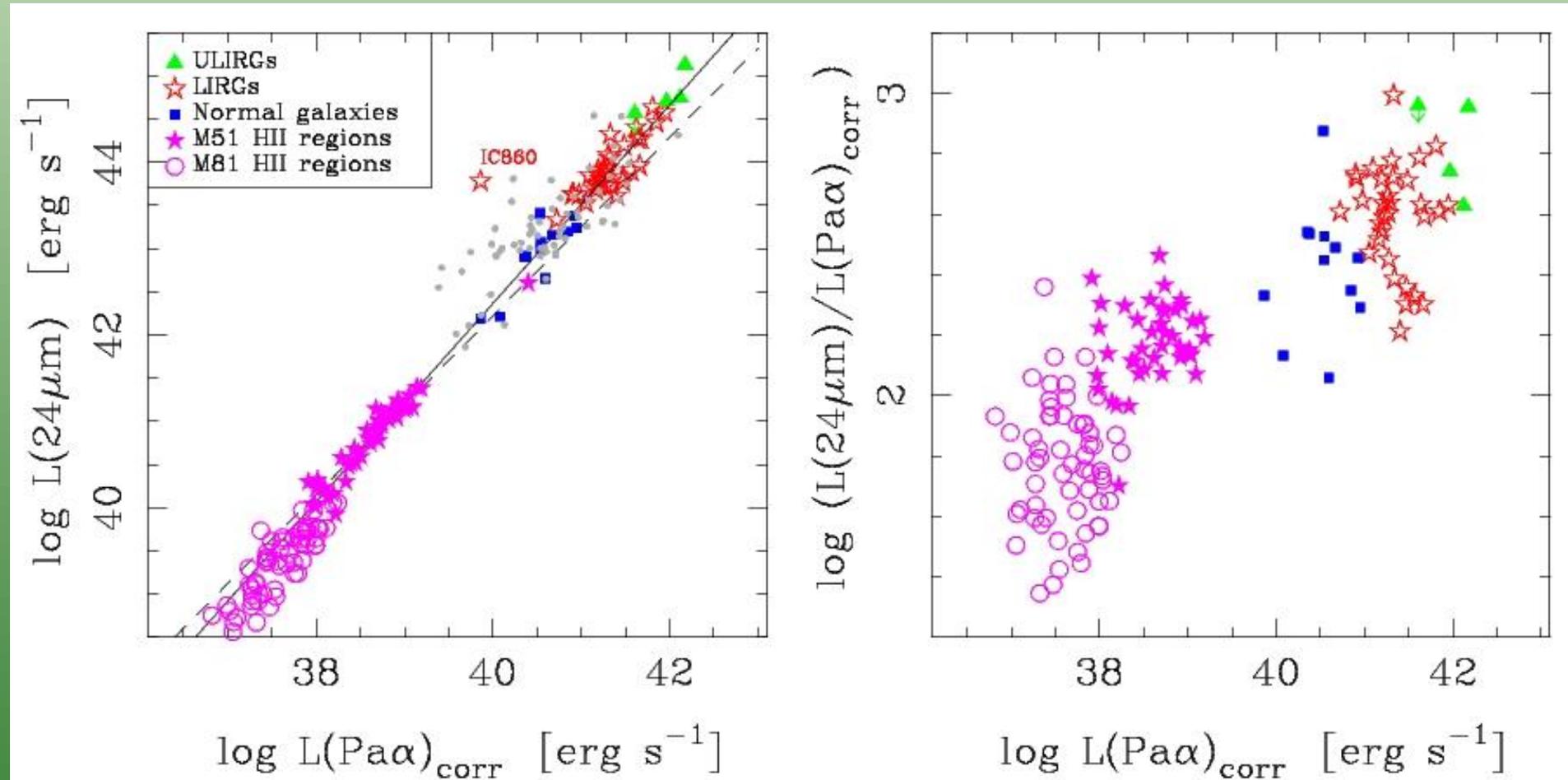


4.4. Trazadores de la SFR: comparaciones

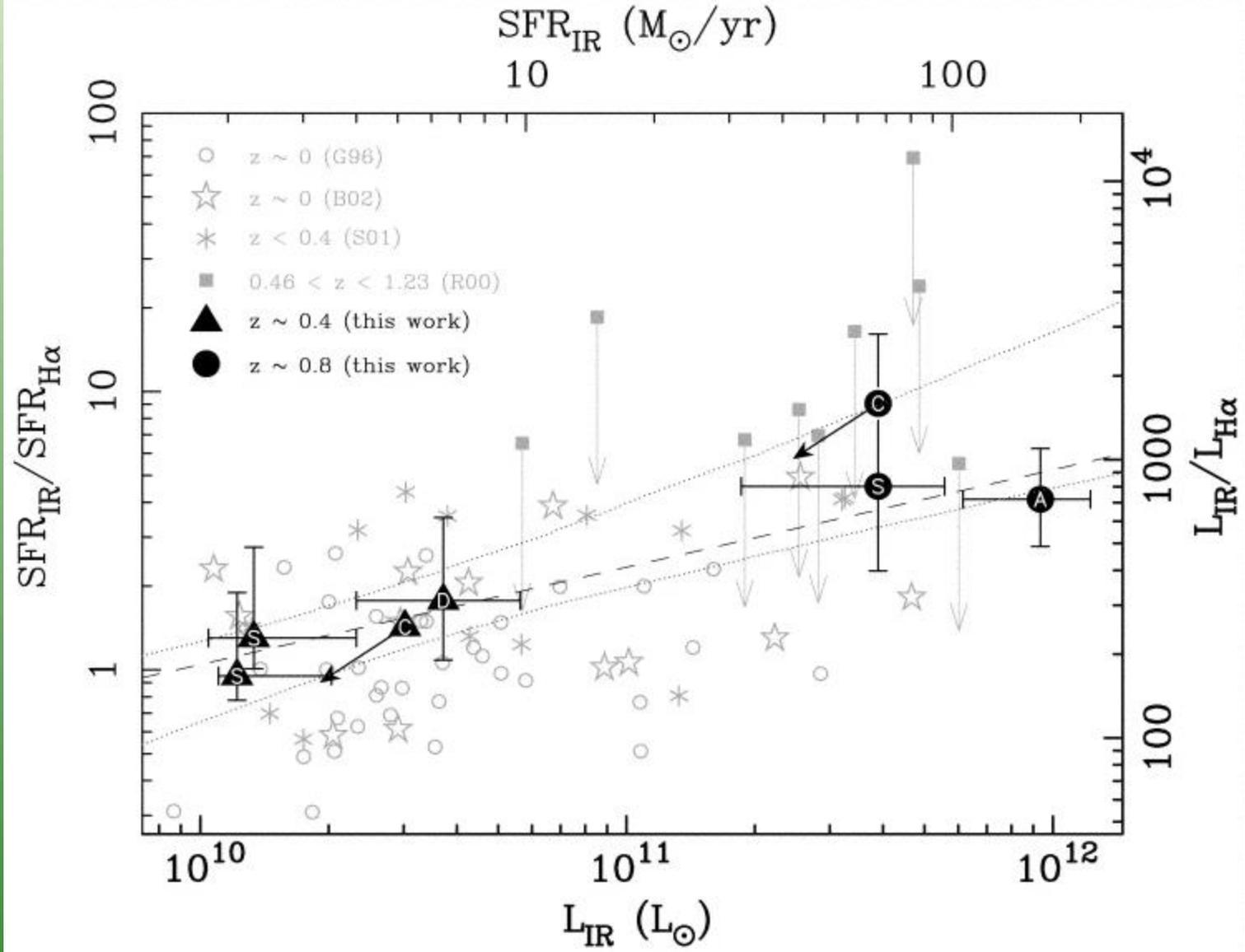
Alonso-Herrero et al. (2006)

Calzetti et al. (2007)

Kennicutt et al. (2007, 2009)



4.4. Trazadores de la SFR: comparaciones



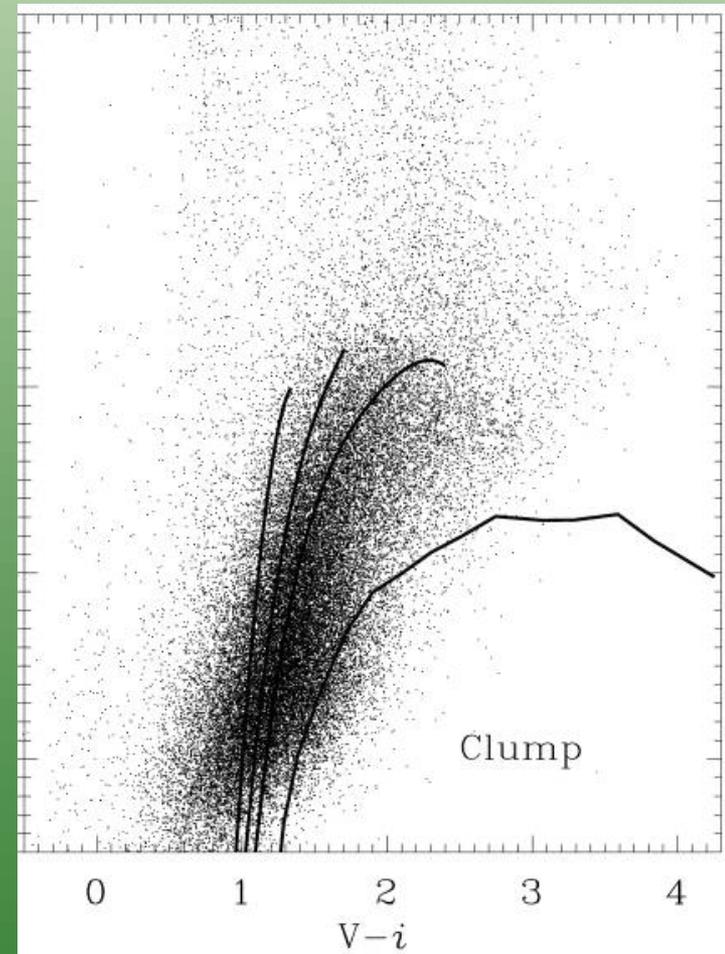
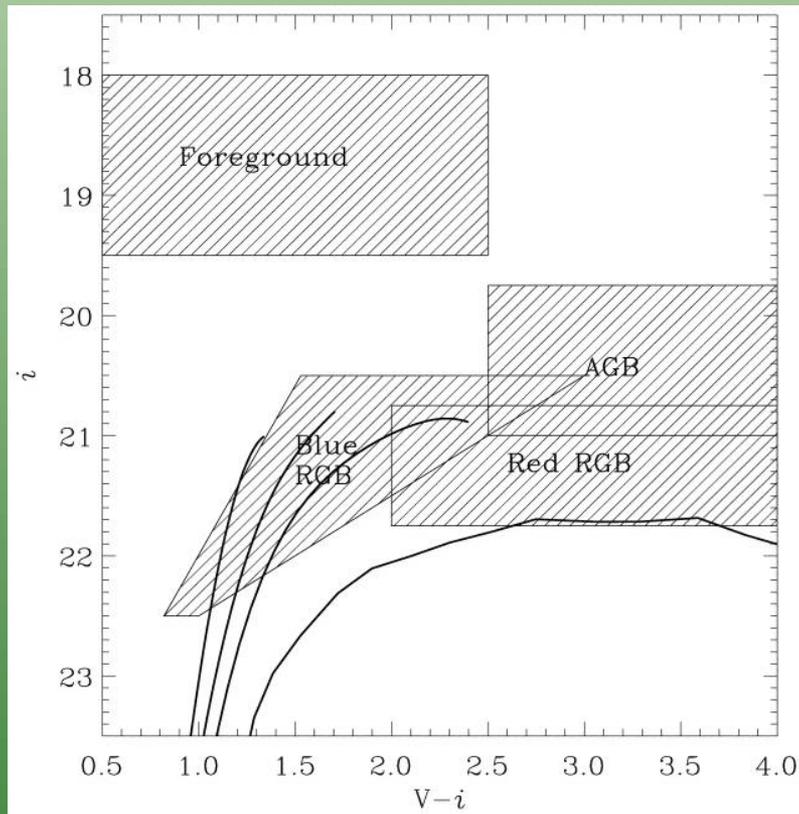
Cardiel et al. (2003)



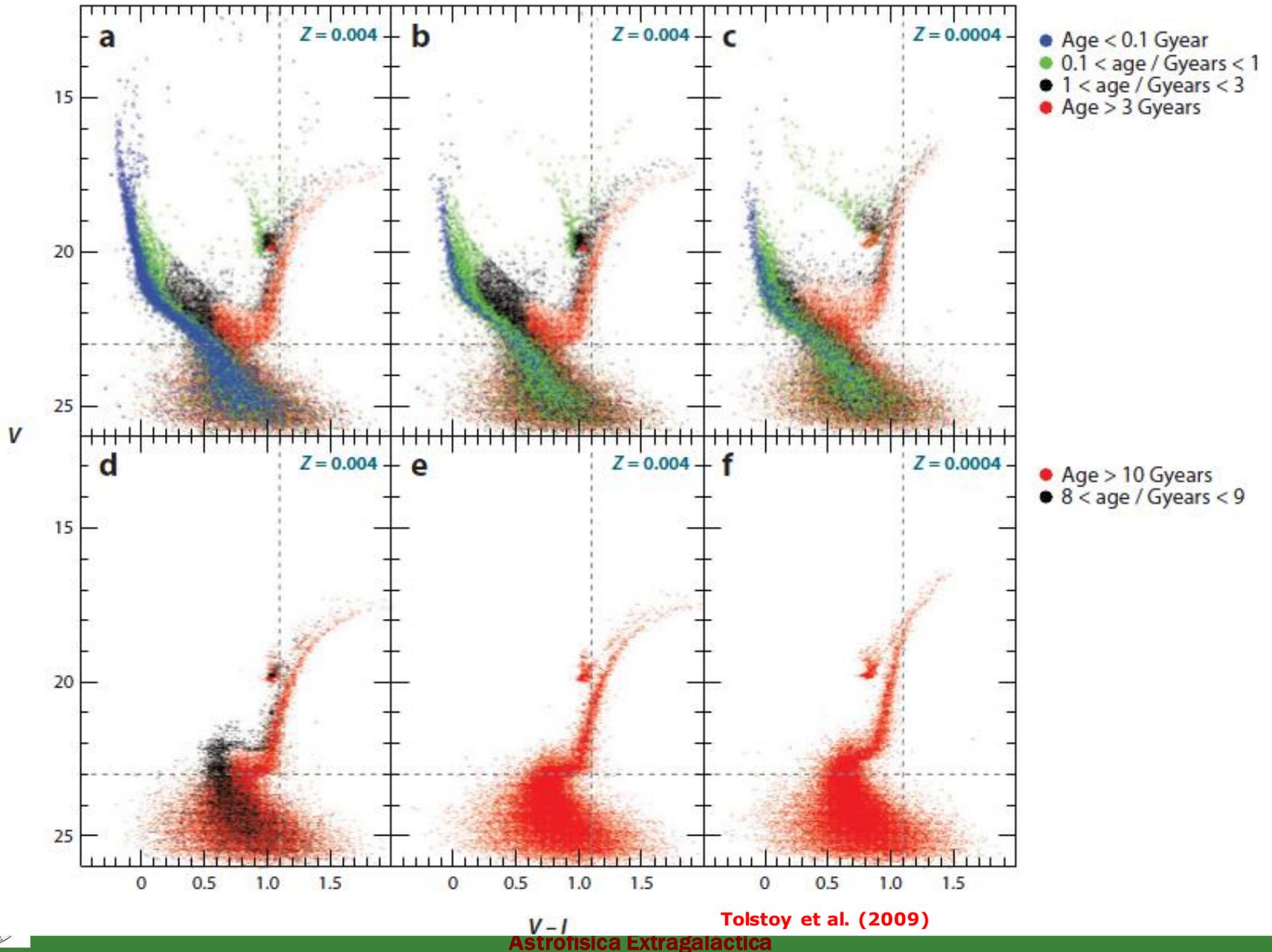
4.4. Trazadores de la SFH

¿Cómo se determinan SFHs? Hay varios métodos. El primero es el estudio de diagramas color-magnitud de estrellas resueltas. Se puede estudiar la SFH en unos pocos Gyr en galaxias donde se resuelven estrellas, lo cual es posible para el Grupo Local y M31.

Ferguson et al. (2002)

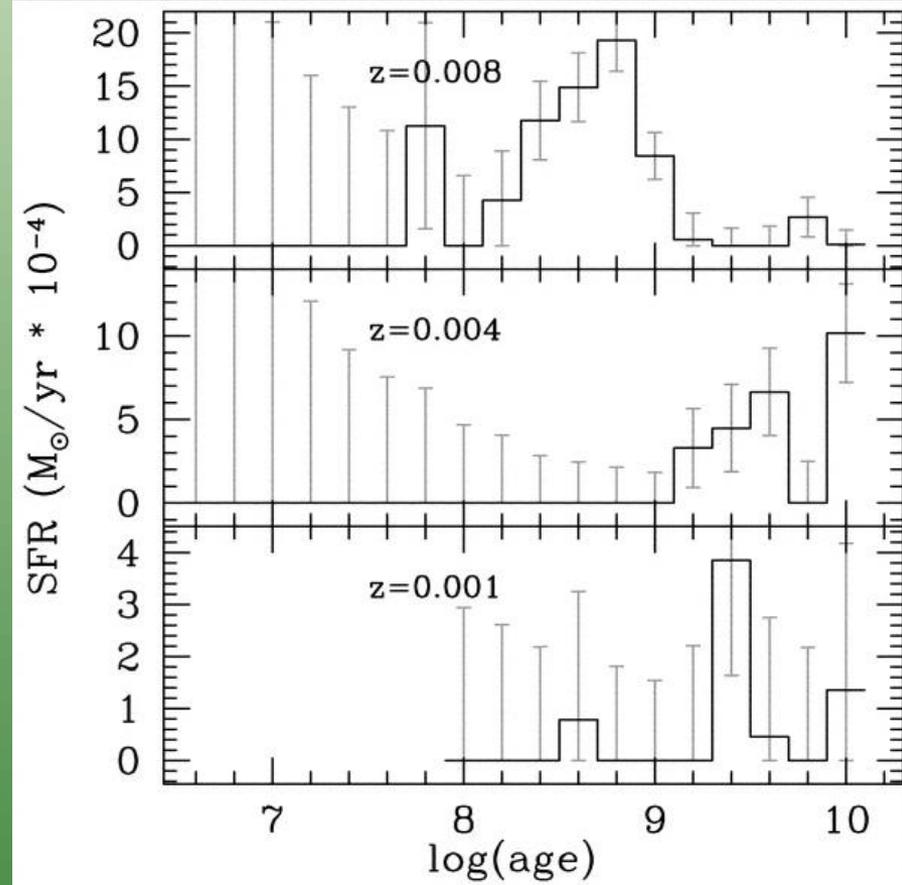
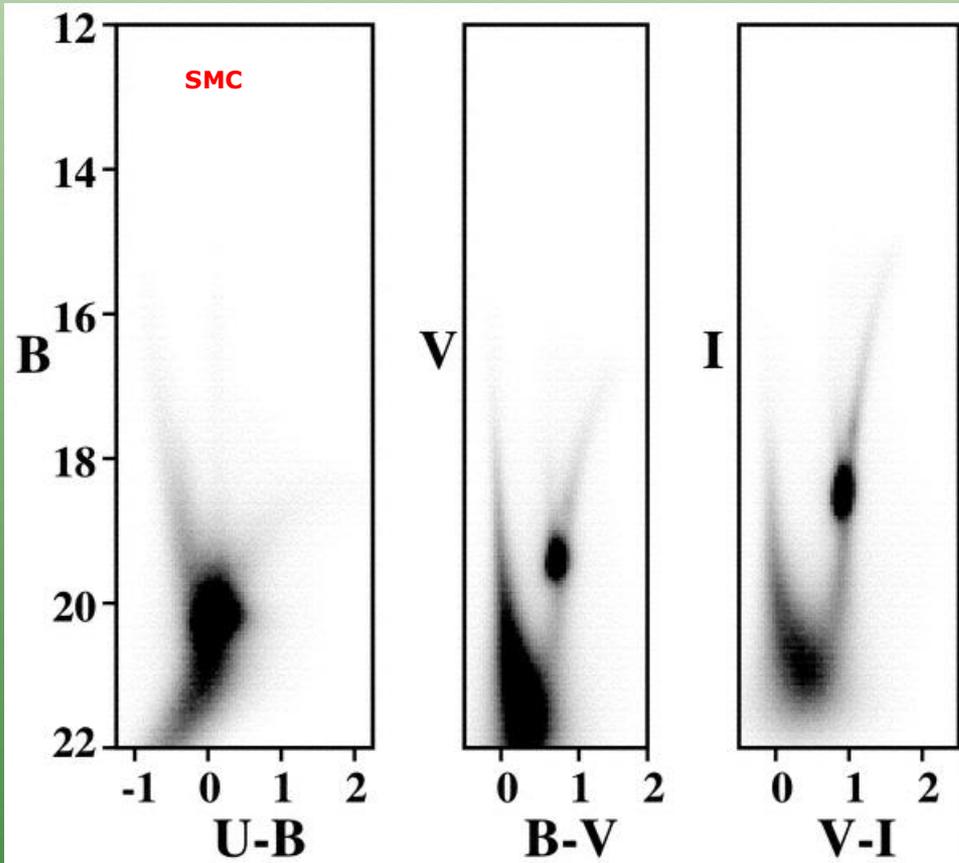


4.4. Trazadores de la SFH



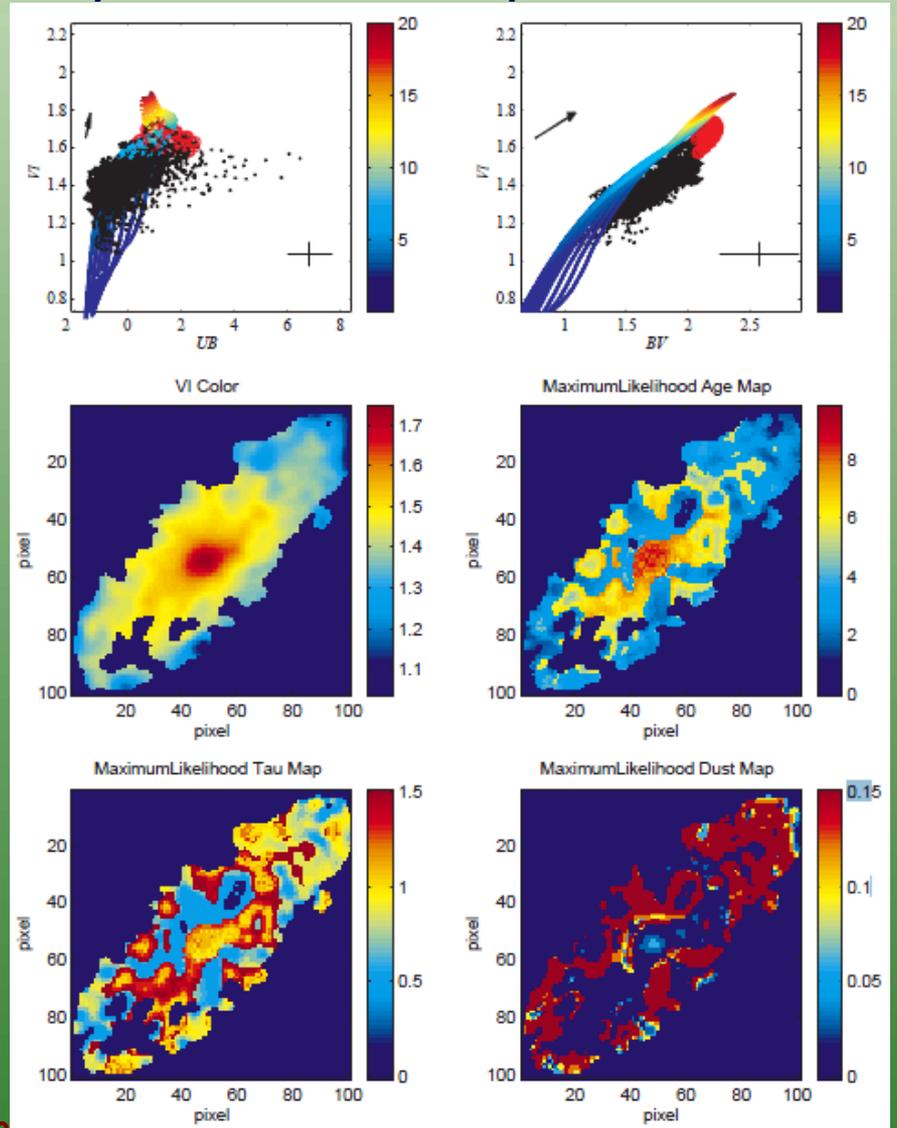
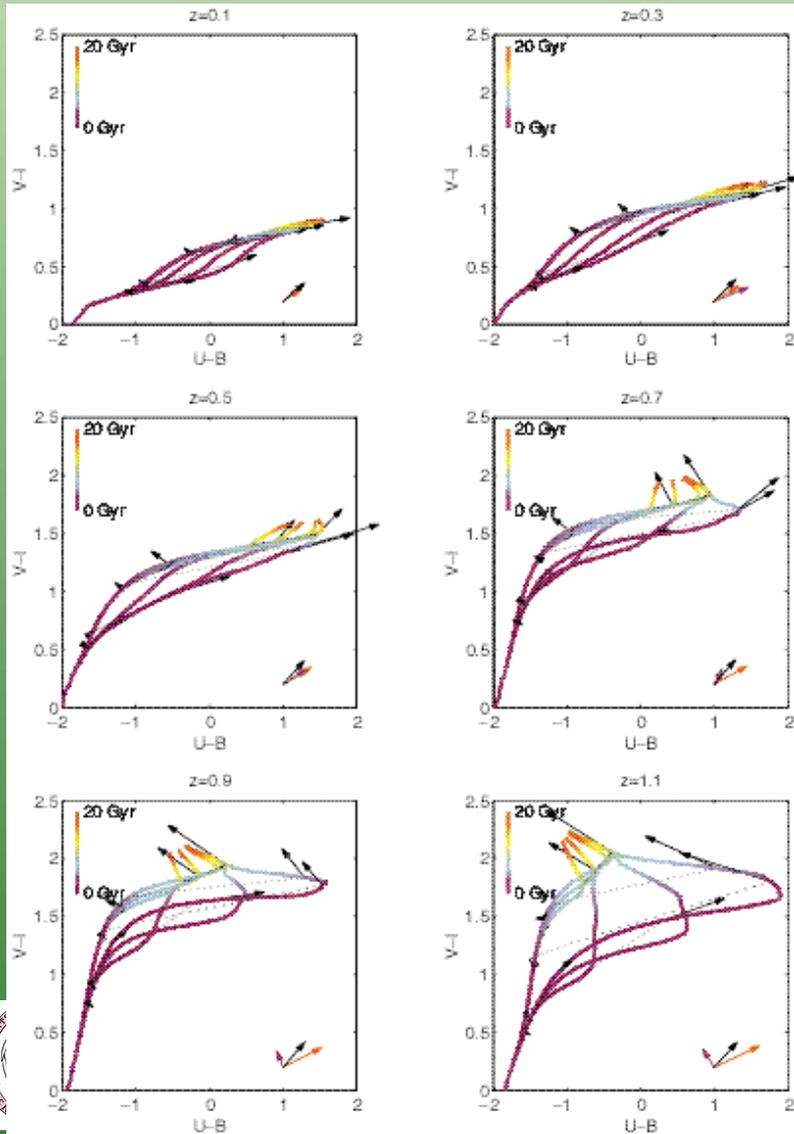
4.4. Trazadores de la SFH

Harris & Zaritsky (2004)



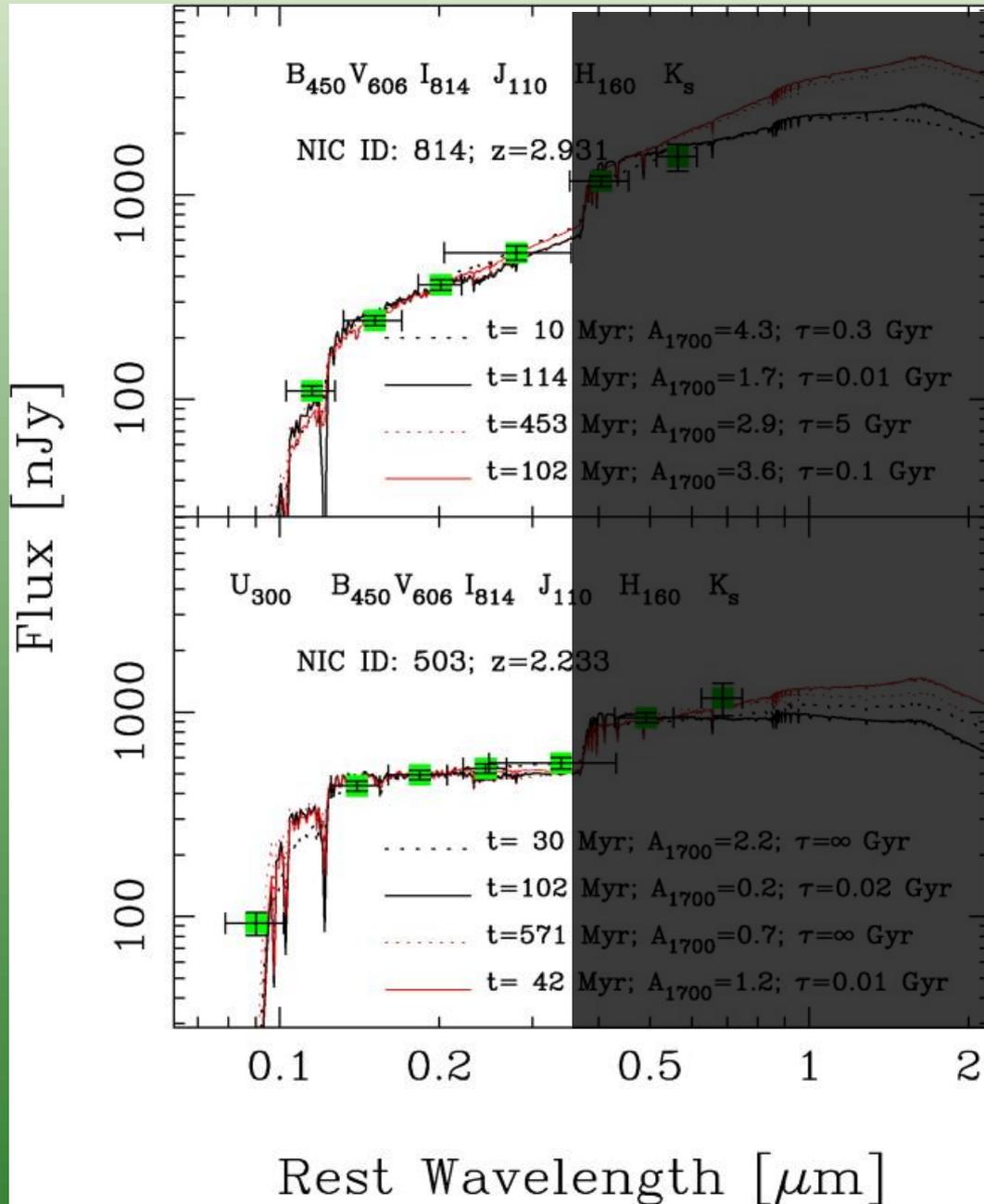
4.4. Trazadores de la SFH

Otro método, el más extendido, consiste en comparar colores de las galaxias con modelos de poblaciones estelares. Se asume una SFH y se ajustan parámetros como la edad, la metalicidad, etc...



Abraham et al. (2003)

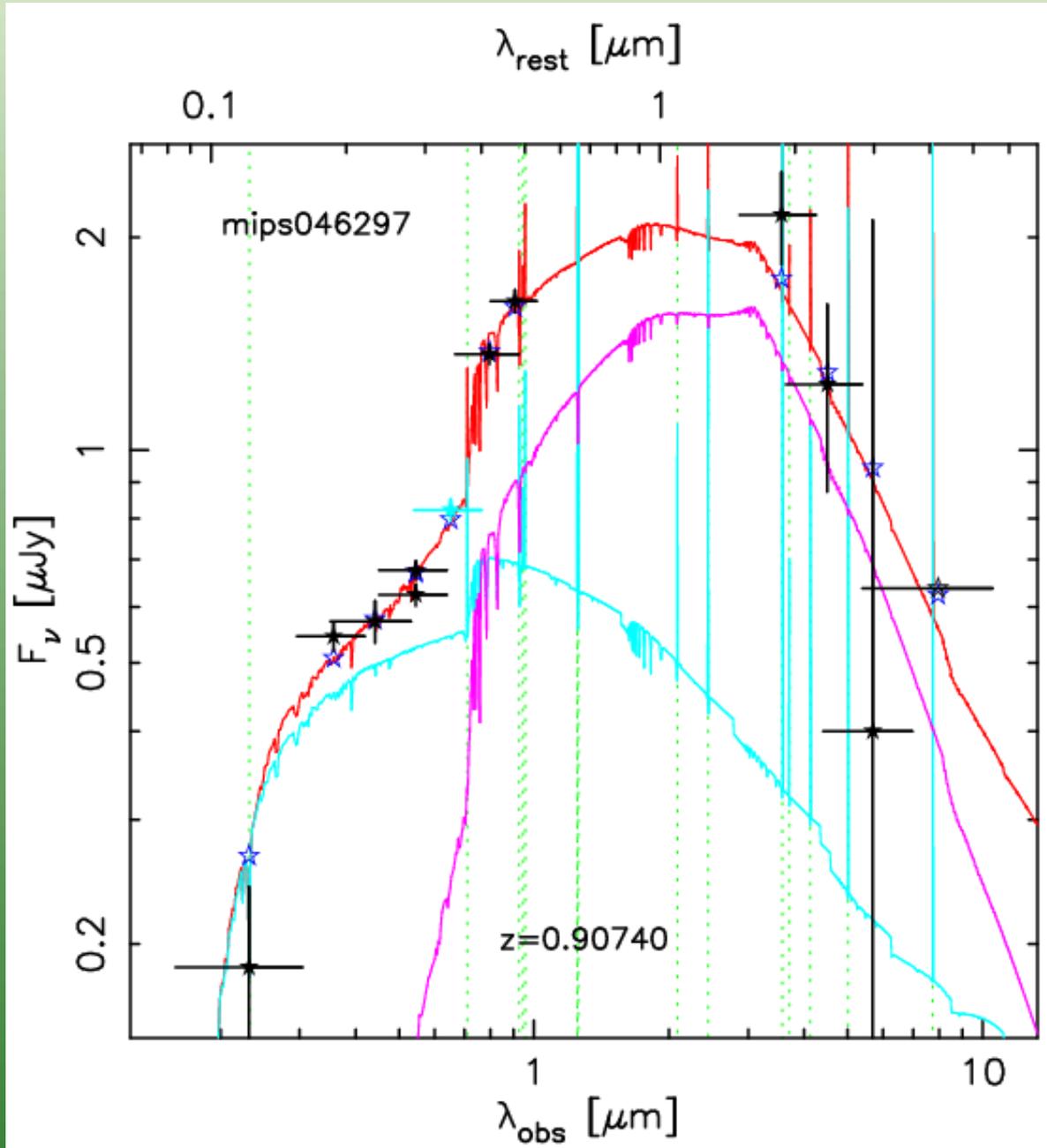
4.4. Trazadores de la SFH



Papovich et al. (2001)



4.4. Trazadores de la SFH



P-G et al. (2008)



4.4. Trazadores de la SFH

En general, los métodos para determinar SFHs tienen **dificultades muy graves**, como son la necesidad de una buena **calibración fotométrica** de los datos, los problemas en **resolver estrellas individuales** y en **identificar binarias**, las **incertidumbres en los modelos** de evolución estelar, el efecto de la **distancia** y la **extinción**, las **técnicas de ajuste**, las **degeneraciones edad-metalicidad**, etc...

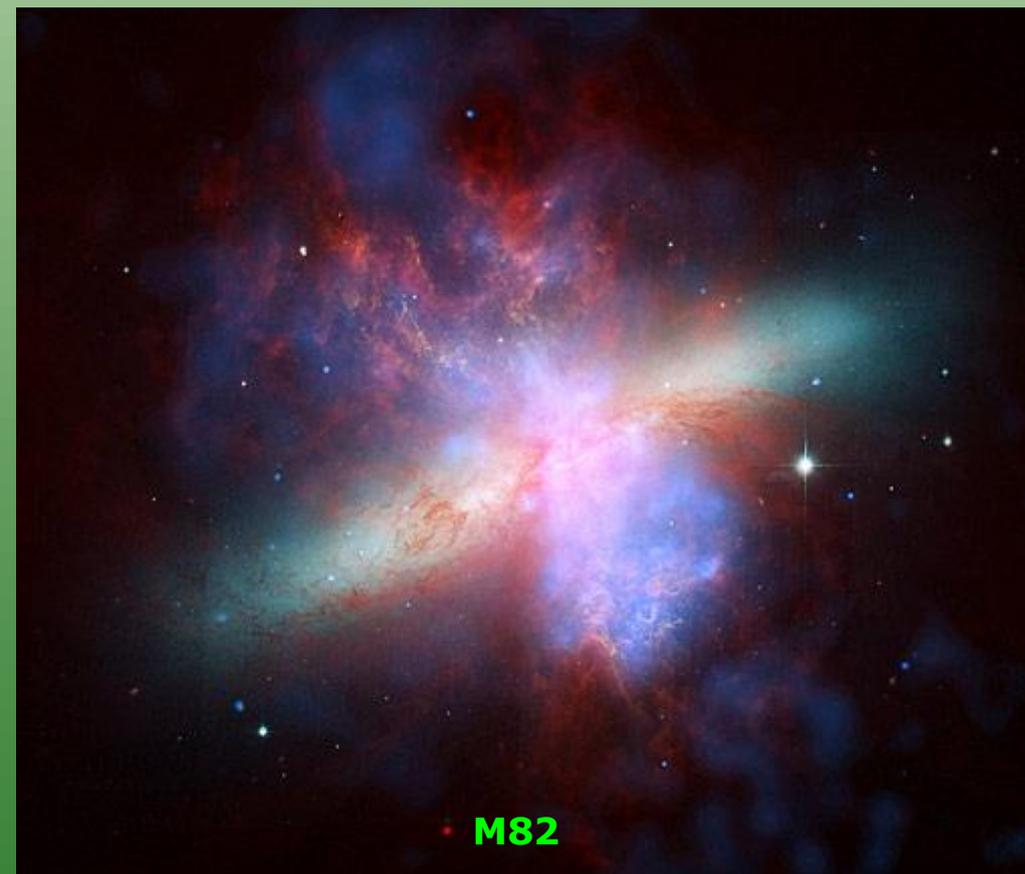
En el caso del ajuste de fotometría de banda ancha el problema principal son las degeneraciones de los modelos, y la falta de datos en determinadas zonas del espectro, importantes a medida que nos movemos a redshifts más altos.



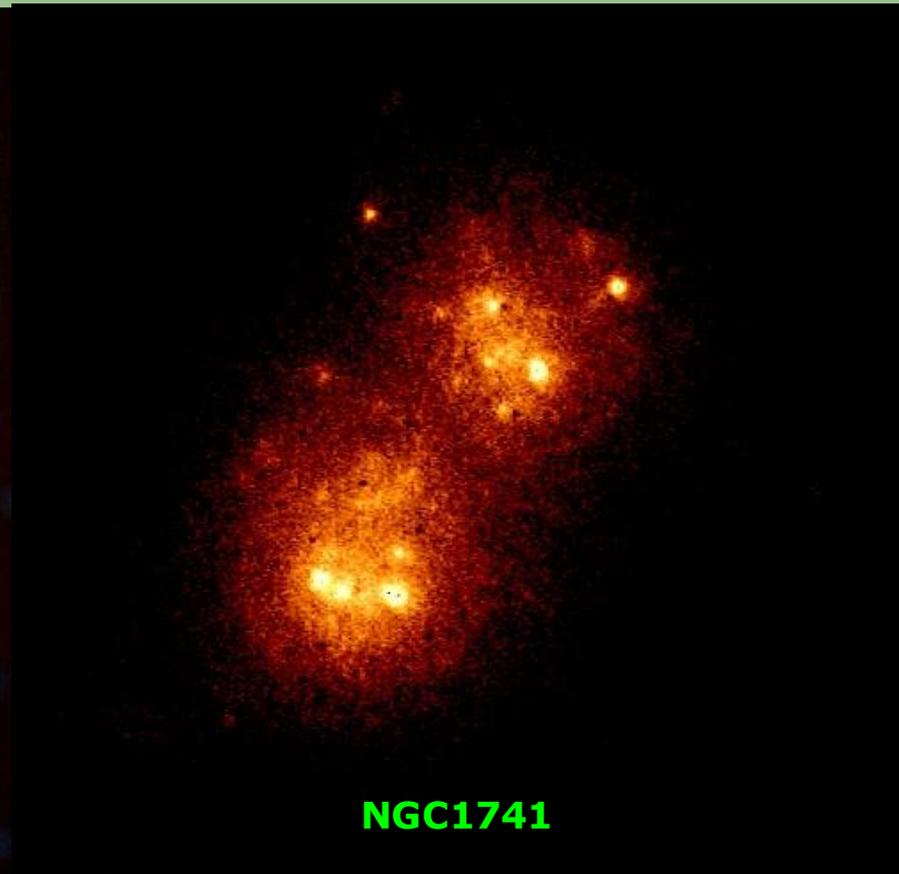
4.5. Galaxias starburst

Algunas galaxias están experimentando una formación estelar tremendamente intensa, produciendo gran cantidad de estrellas masivas y supernovas. Este tipo de objetos se conoce como galaxias starburst, entre las cuales, el prototipo es M82.

La formación estelar es en muchos casos nuclear, muestran signos de interacciones, morfologías irregulares, fusiones,...



M82



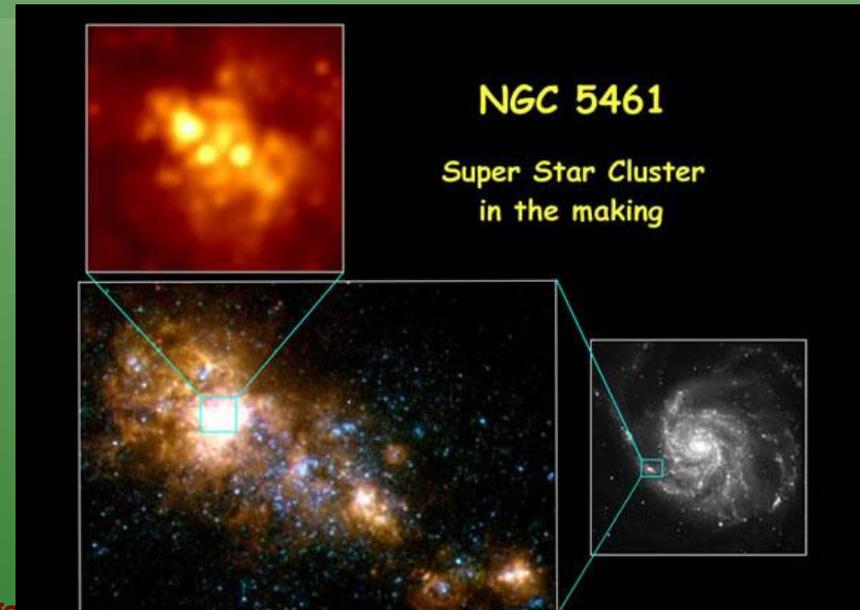
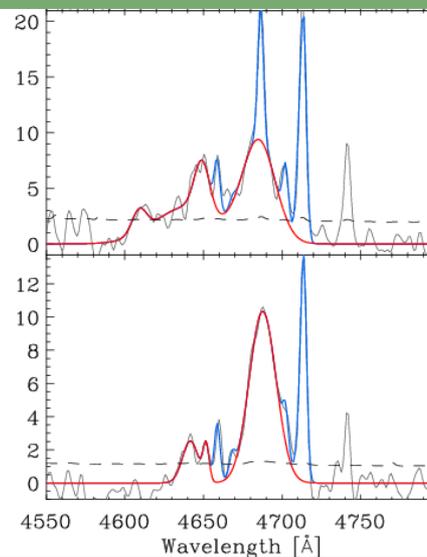
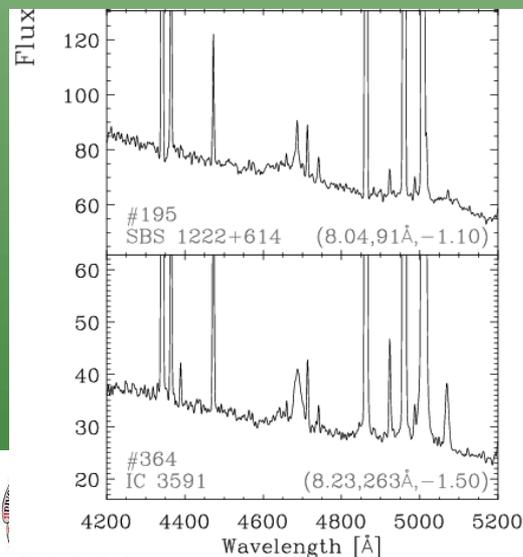
NGC1741

4.5. Galaxias starburst

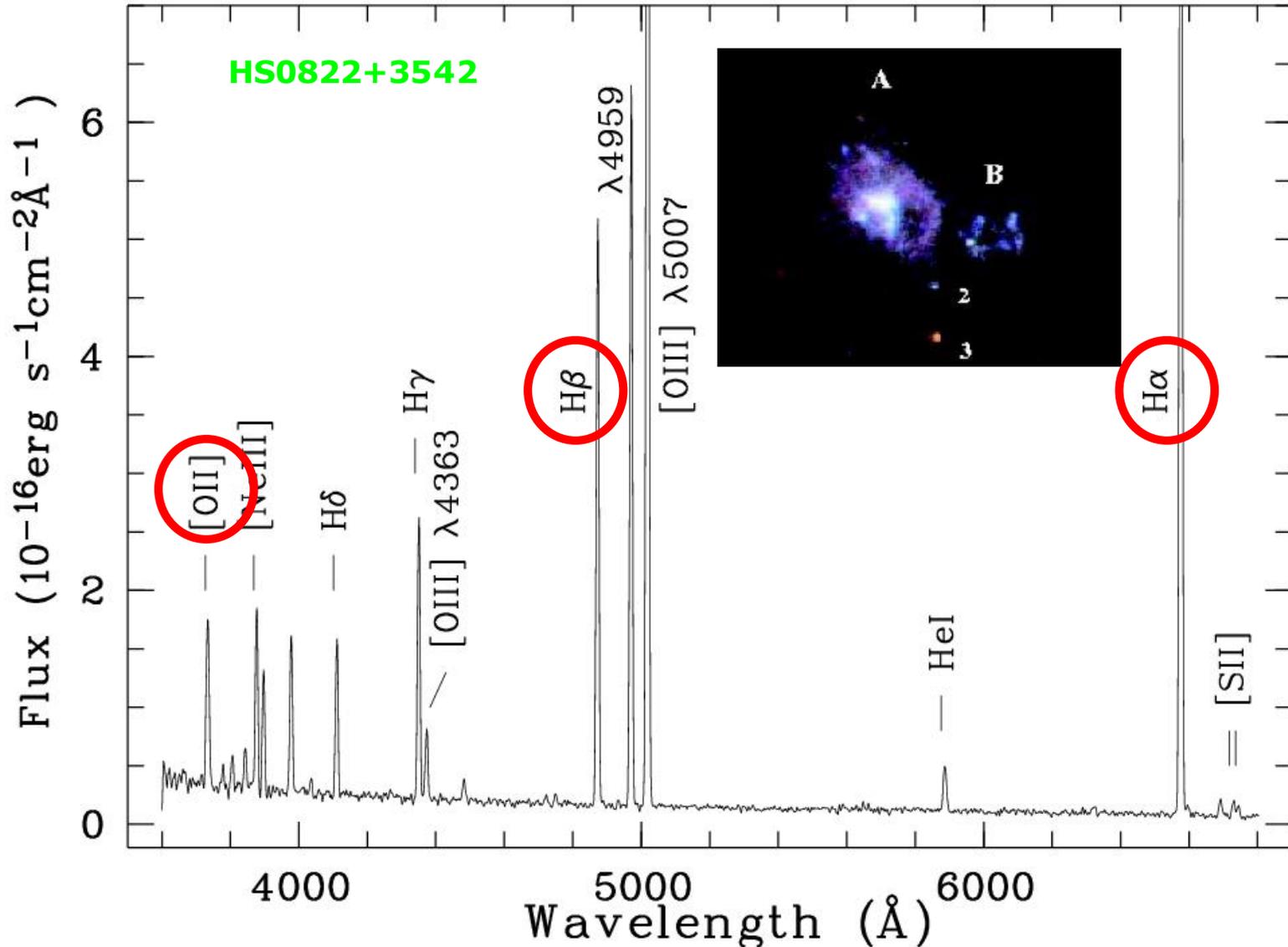
Tipos parecidos de galaxias, que incluso solapan con las galaxias starburst, son las galaxias **Wolf-Rayet**, que contienen brotes de formación estelar muy jóvenes conteniendo grandes cantidades de estrellas masivas tipo W-R.

Otro tipo son las galaxias **HII o BCDs**, que suelen ser relativamente pequeñas y casi totalmente dominadas por formación estelar reciente (al menos en el óptico). Pueden tener poblaciones más viejas, difíciles de detectar debajo de la emisión del brote.

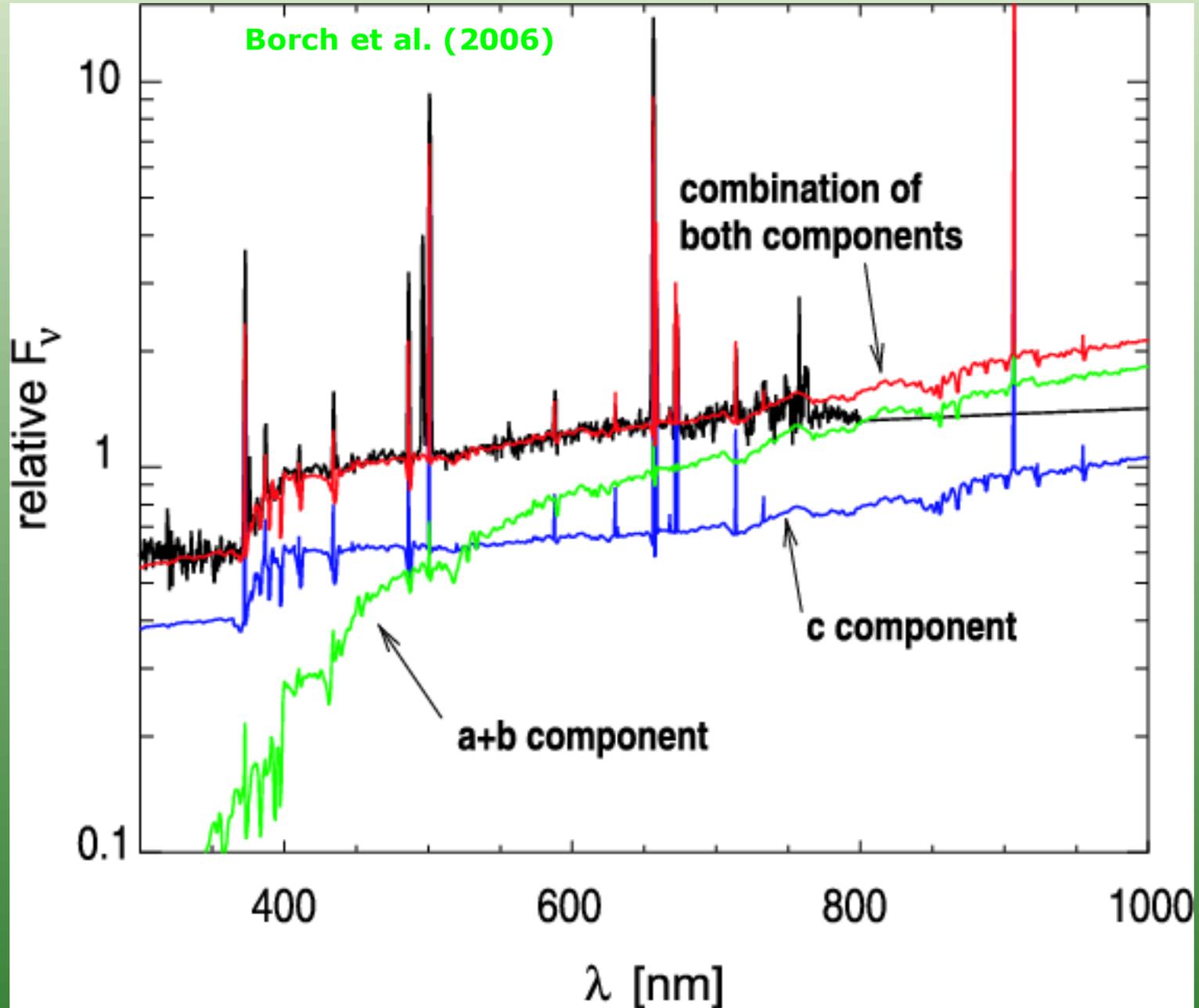
La formación estelar intensa lleva acompañados diversos fenómenos y estructuras: super-star clusters (SSCs), burbujas, frentes de choque que propagan la formación estelar, supervientos,... También pueden co-existir formación estelar y AGN.



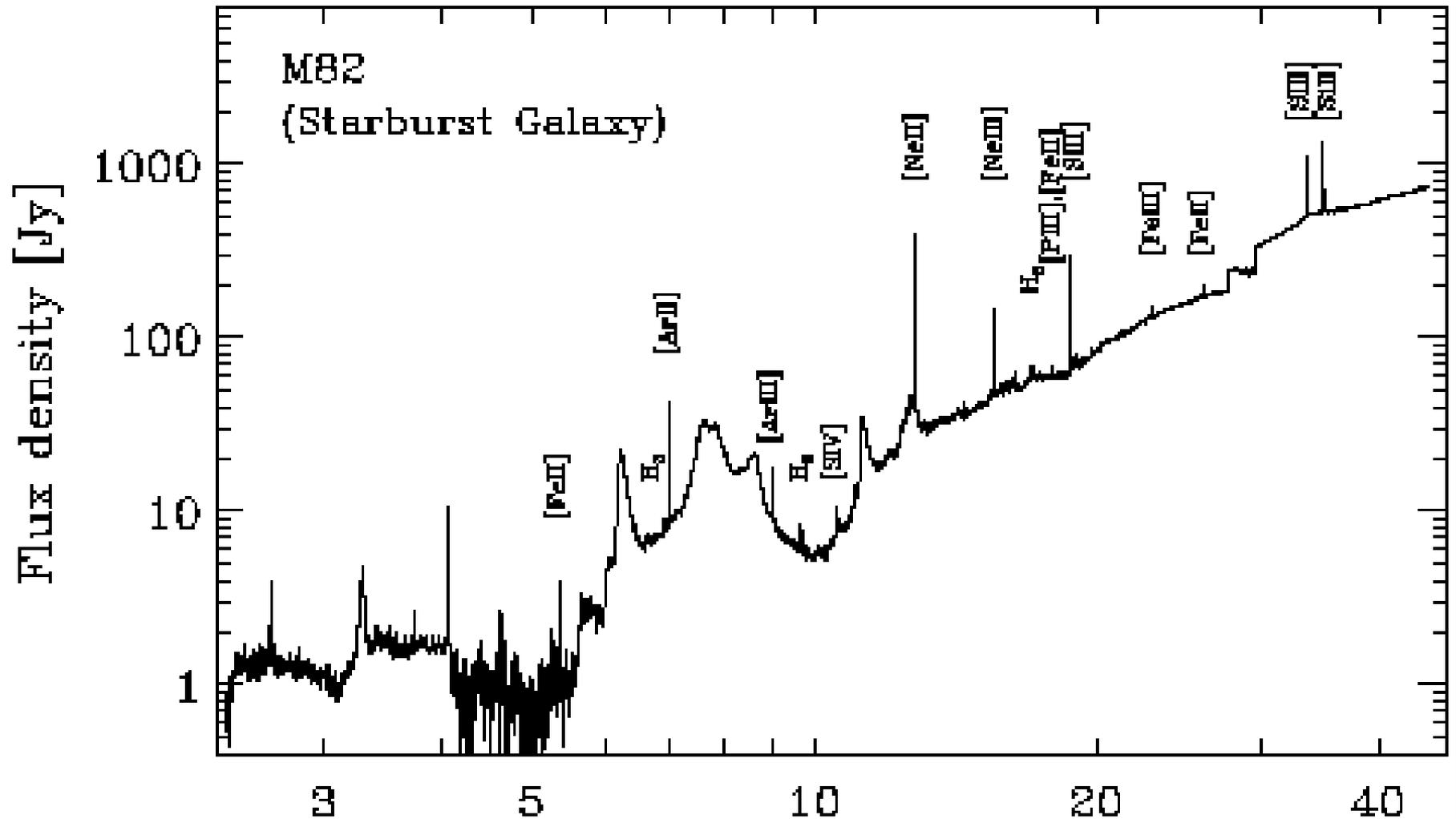
4.5. Galaxias starburst



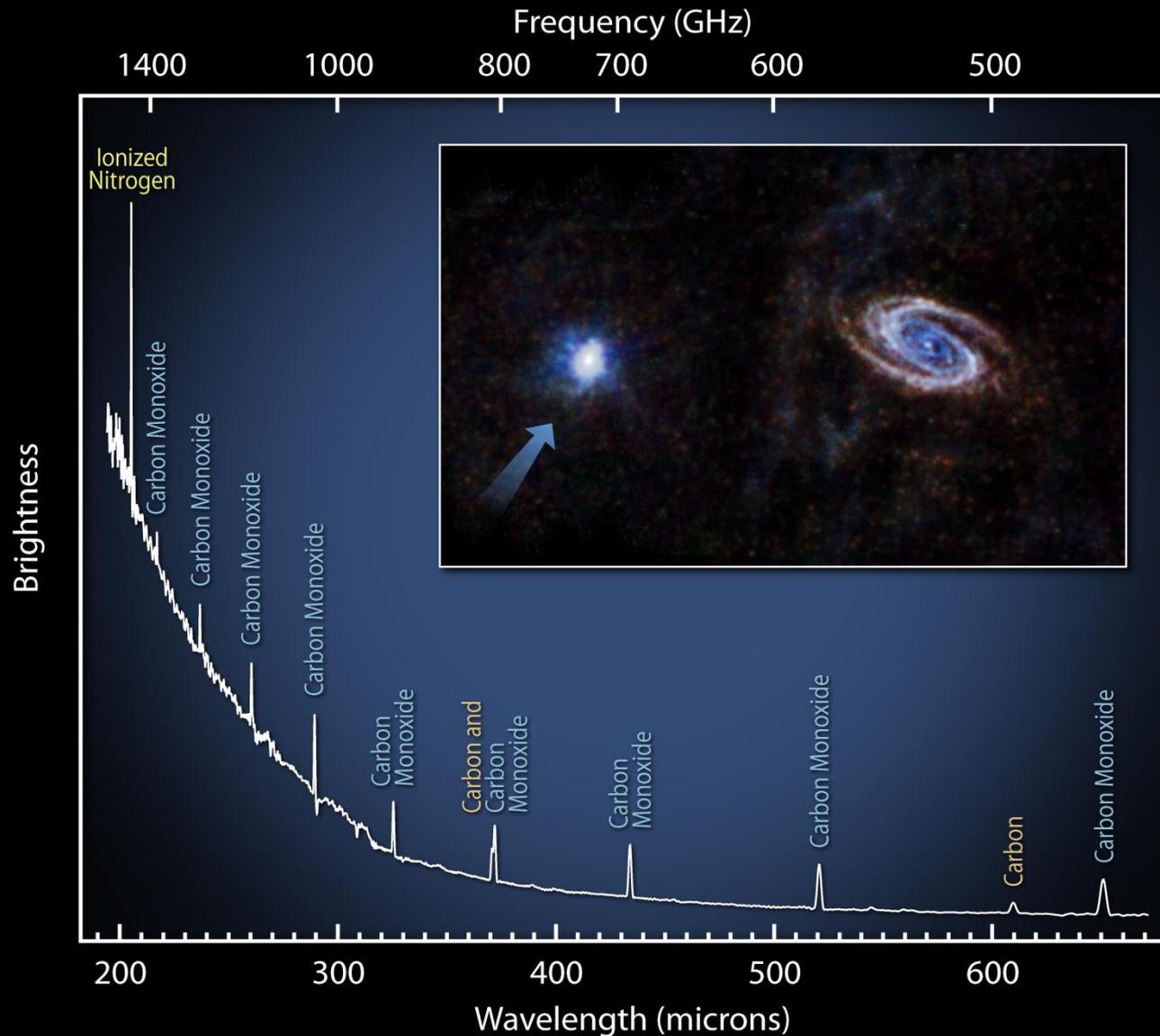
4.5. Galaxias starburst



4.5. Galaxias starburst



4.5. Galaxias starburst

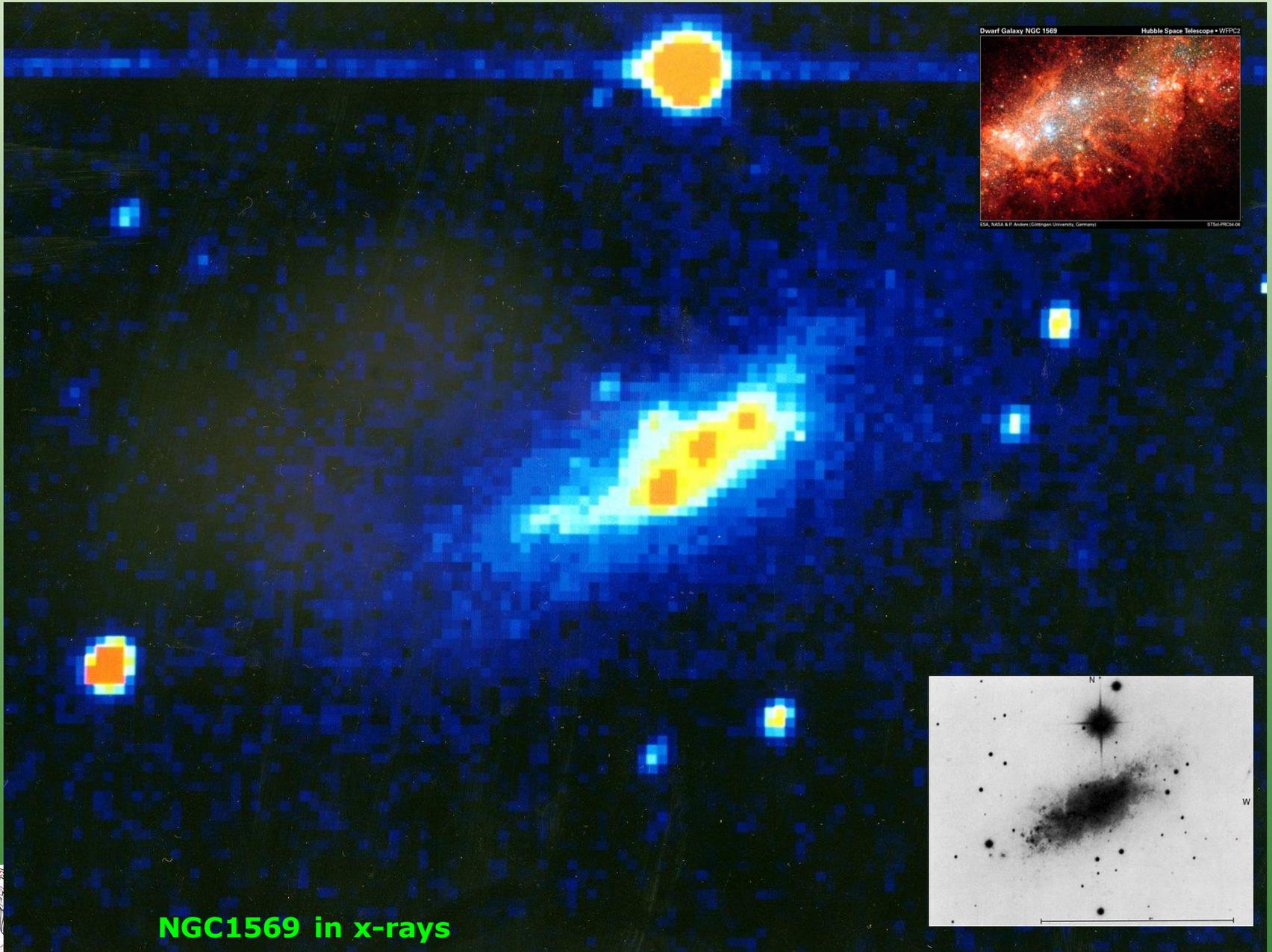


Messier 82

© ESA and the SPIRE consortium



4.5. Galaxias starburst



4.5. Galaxias starburst

Dwarf Galaxy NGC 1569

Hubble Space Telescope • WFPC2

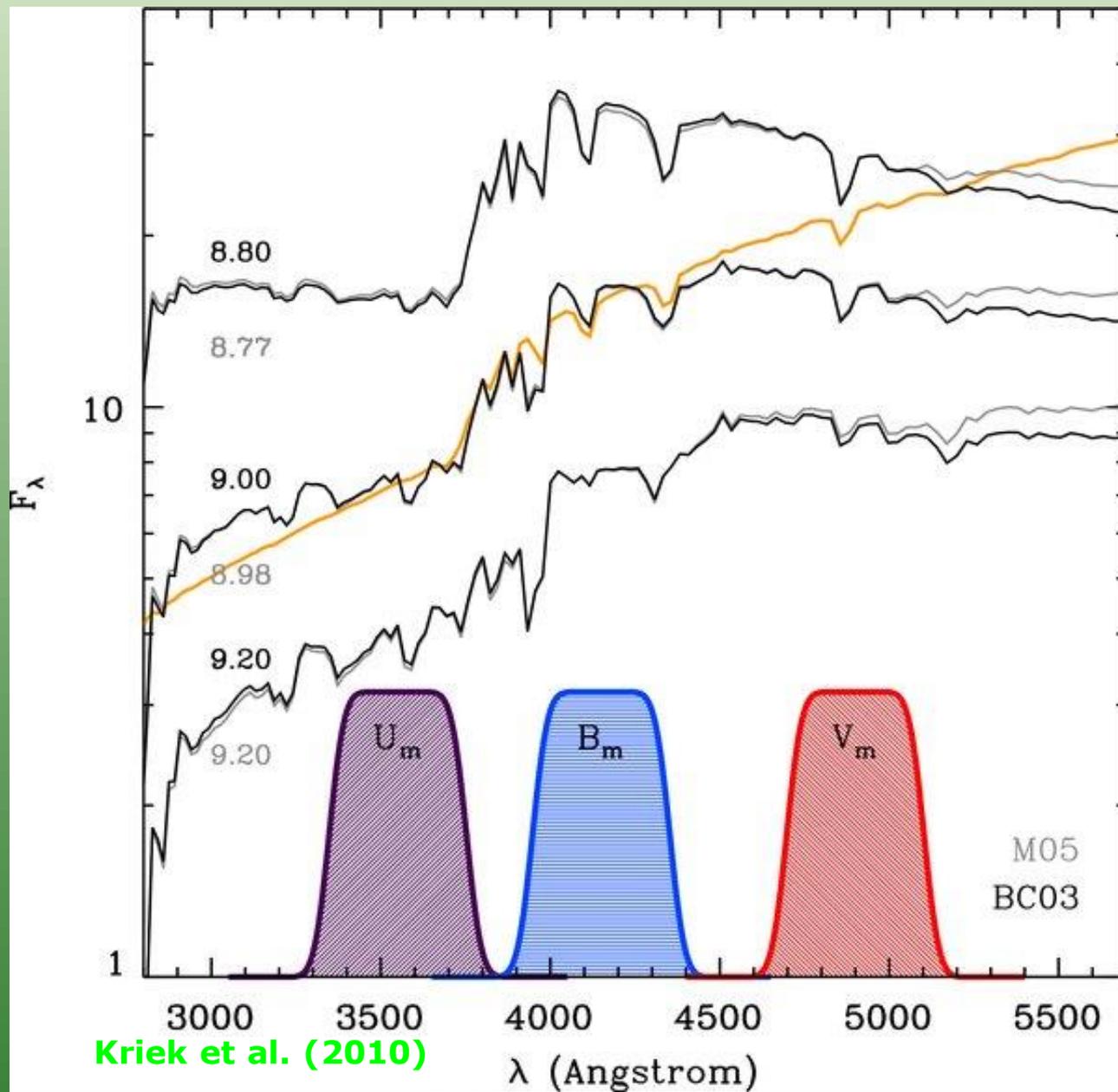


ESA, NASA & P. Anders (Göttingen University, Germany)

STScI-PRC04-06



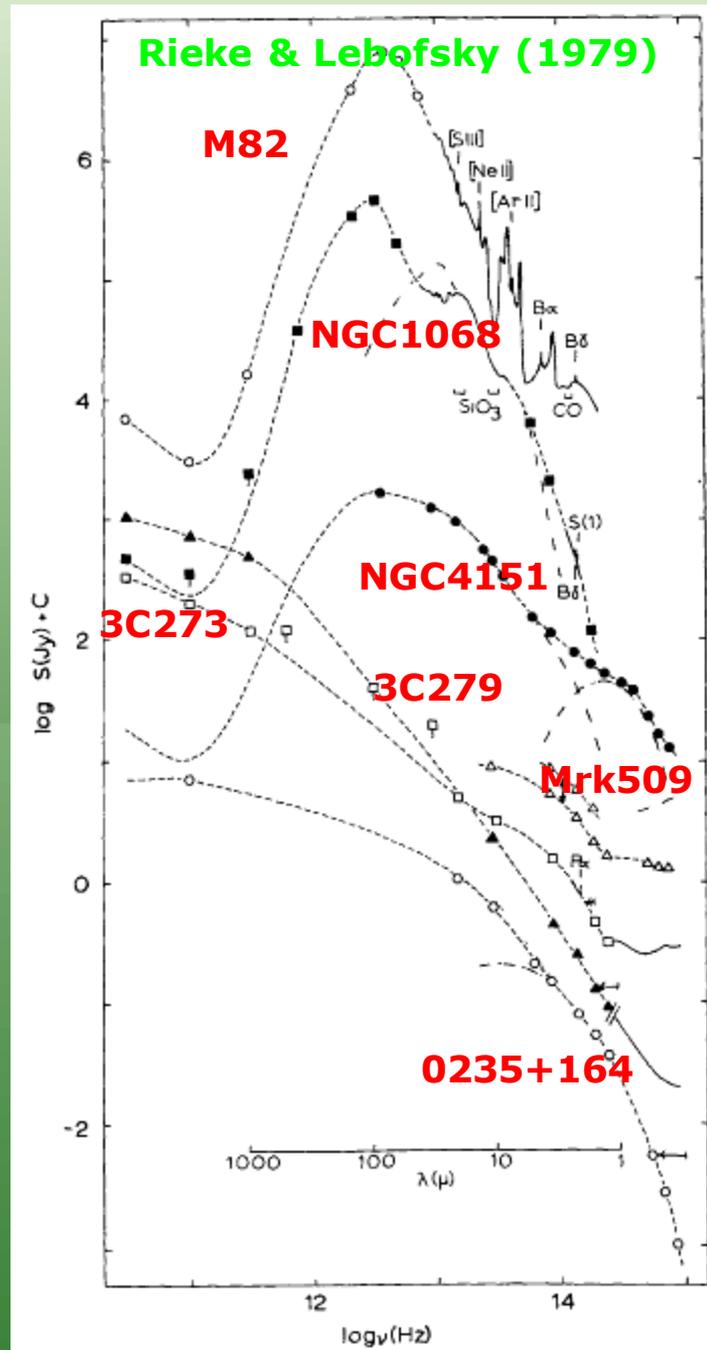
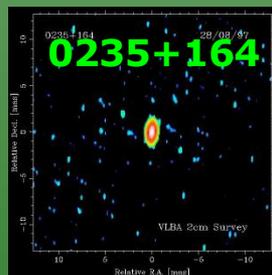
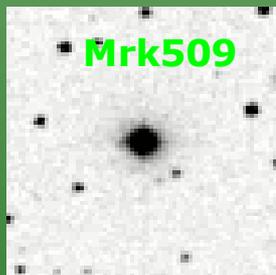
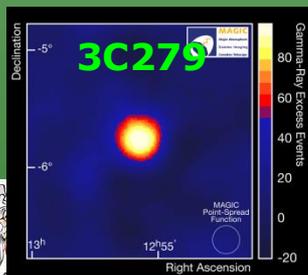
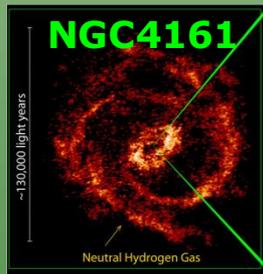
4.5. Galaxies post-starburst



4.5.LIRGs

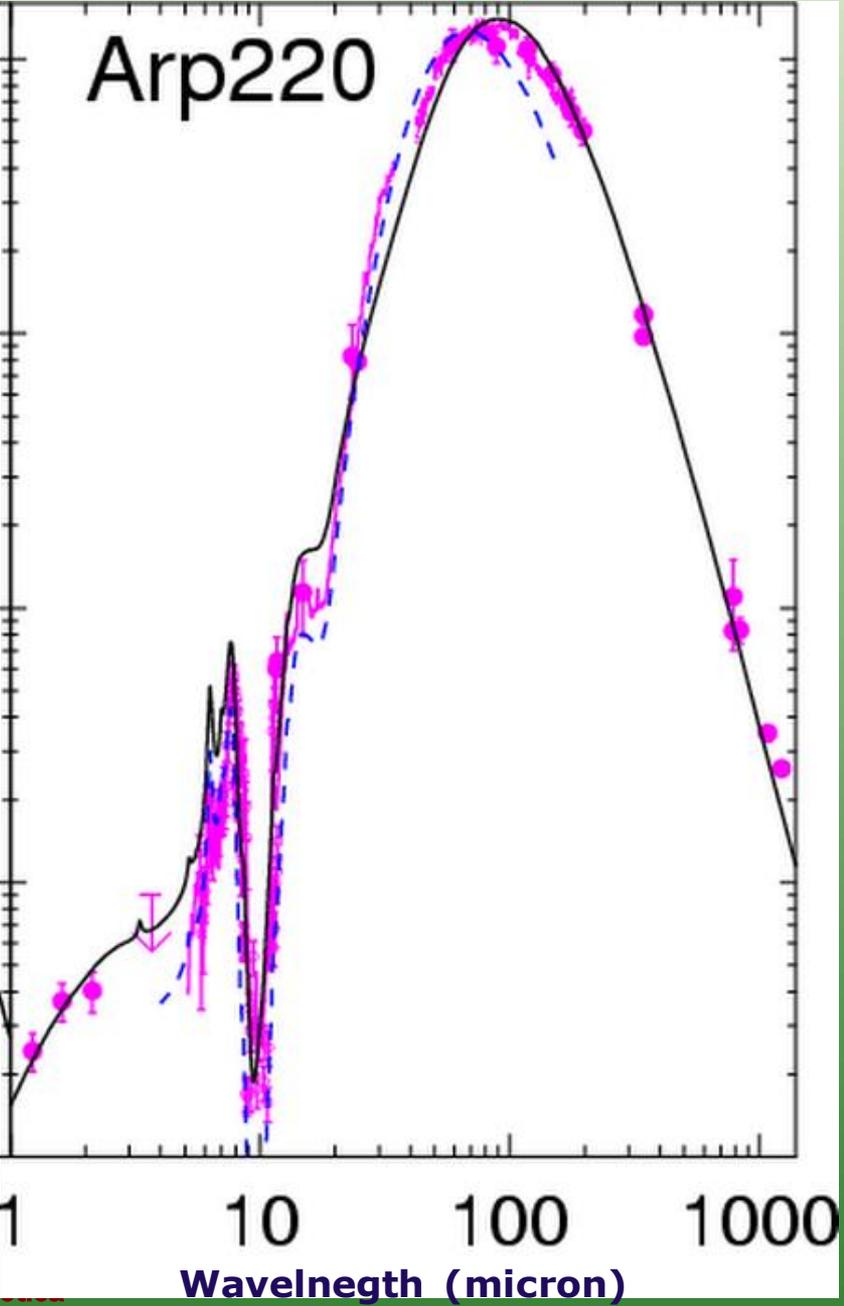
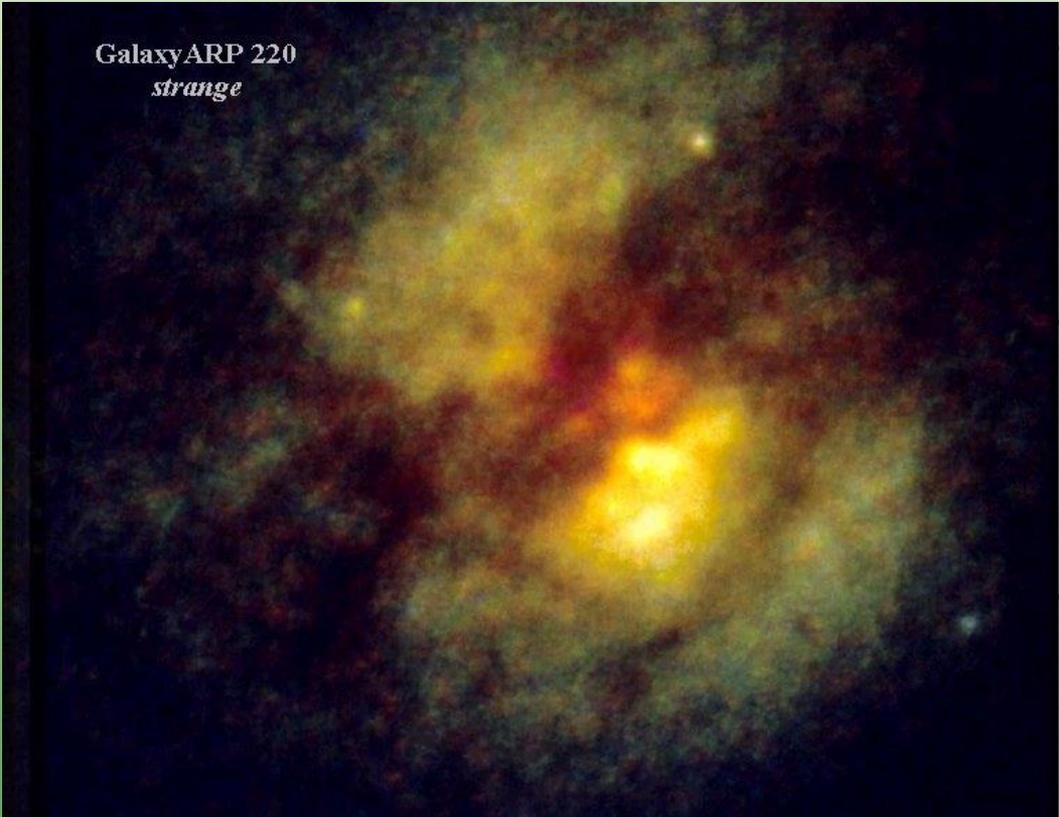
El telescopio espacial IRAS fue lanzado en 1983 y permitió hacer un mapeo completo del cielo a 12, 25, 60 y 100 micras. Esta exploración descubrió objetos en el Universo local que eran tremendamente brillantes en el IR medio y lejano, incluso más brillantes que en el óptico.

Esta emisión se relaciona con el polvo interestelar calentado por la formación estelar más o menos reciente. Por ello el MIR/FIR se utiliza como estimador de la formación estelar.



4.5.LIRGs

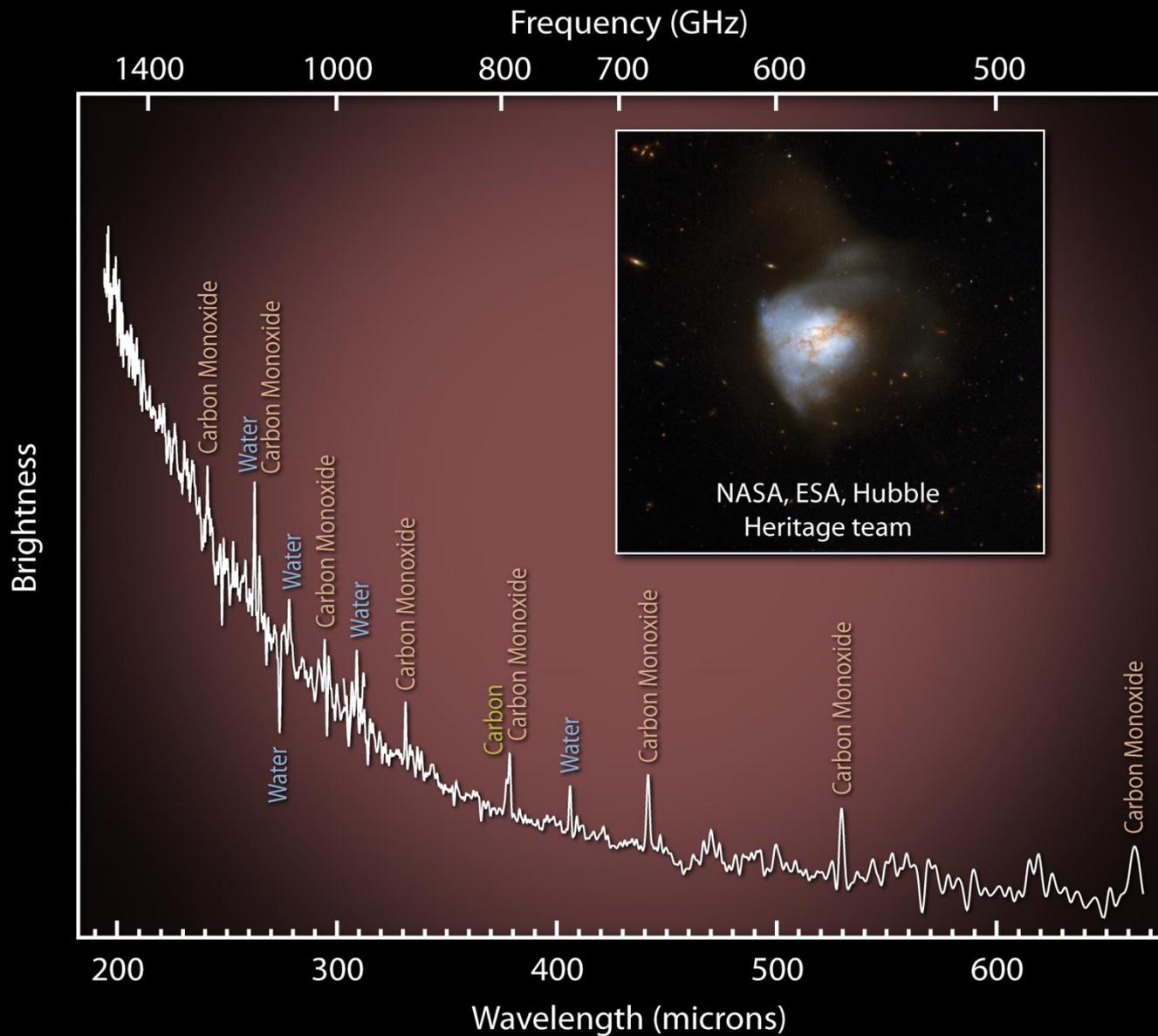
Galaxy ARP 220
strange



Siebenmorgen & Krugel (2007)



4.5.LIRGs



Arp 220

© ESA and the SPIRE consortium



4.5.LIRGs

Table 1 Abbreviations and definitions^a

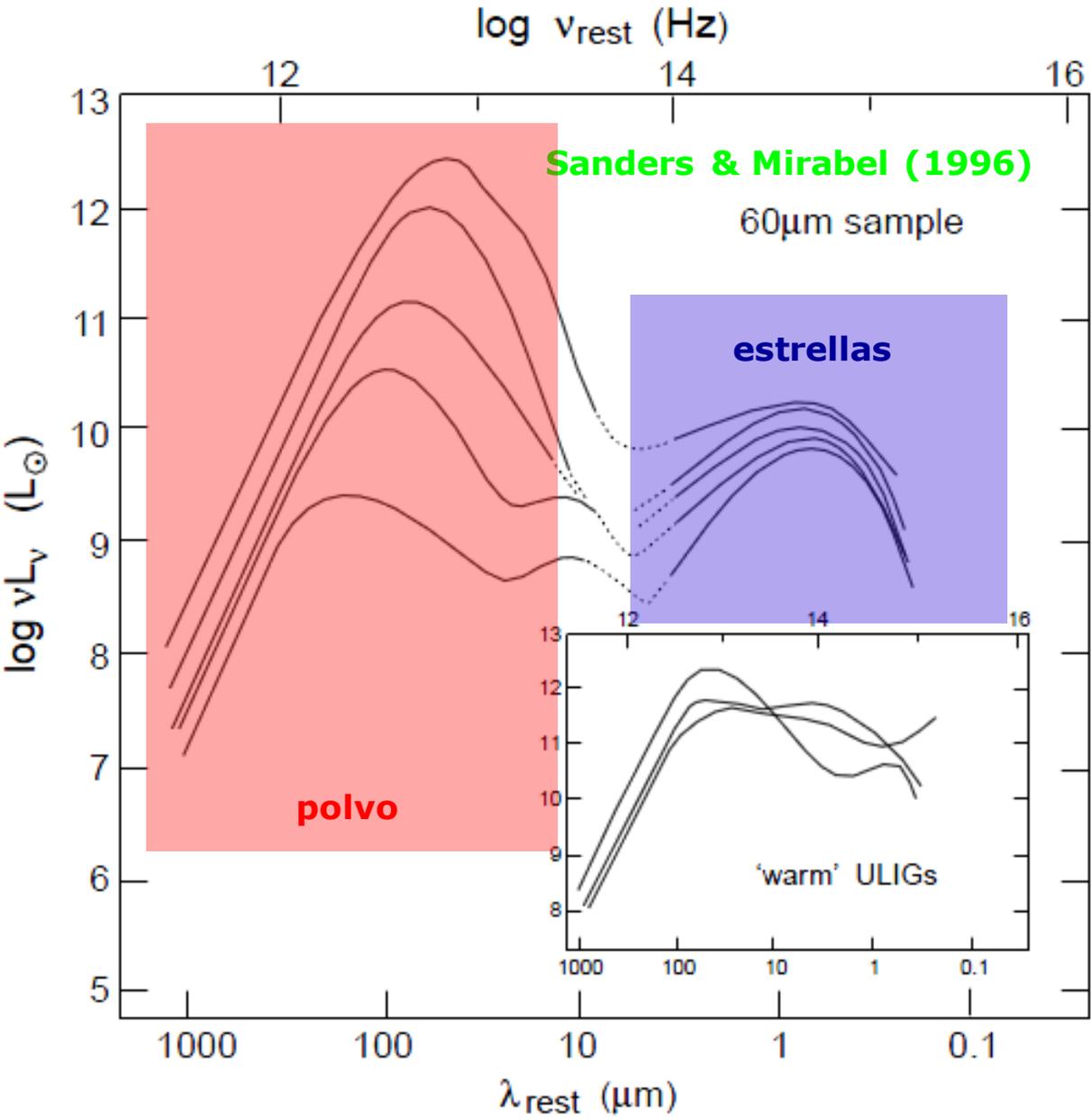
F_{fir}	$1.26 \times 10^{-14} \{2.58 f_{60} + f_{100}\} [\text{Wm}^{-2}]$
L_{fir}	$L(40\text{--}500 \mu\text{m}) = 4\pi D_{\text{L}}^2 C F_{\text{fir}} [L_{\odot}]$
F_{ir}	$1.8 \times 10^{-14} \{13.48 f_{12} + 5.16 f_{25} + 2.58 f_{60} + f_{100}\} [\text{Wm}^{-2}]$
L_{ir}	$L(8\text{--}1000 \mu\text{m}) = 4\pi D_{\text{L}}^2 F_{\text{ir}} [L_{\odot}]$
$L_{\text{ir}}/L_{\text{B}}$	$F_{\text{ir}}/\nu f_{\nu} (0.44 \mu\text{m})$
LIG	Luminous Infrared Galaxy, $L_{\text{ir}} > 10^{11} L_{\odot}$
ULIG	UltraLuminous Infrared Galaxy, $L_{\text{ir}} > 10^{12} L_{\odot}$
HyLIG	HyperLuminous Infrared Galaxy, $L_{\text{ir}} > 10^{13} L_{\odot}$

Sanders & Mirabel (1996)

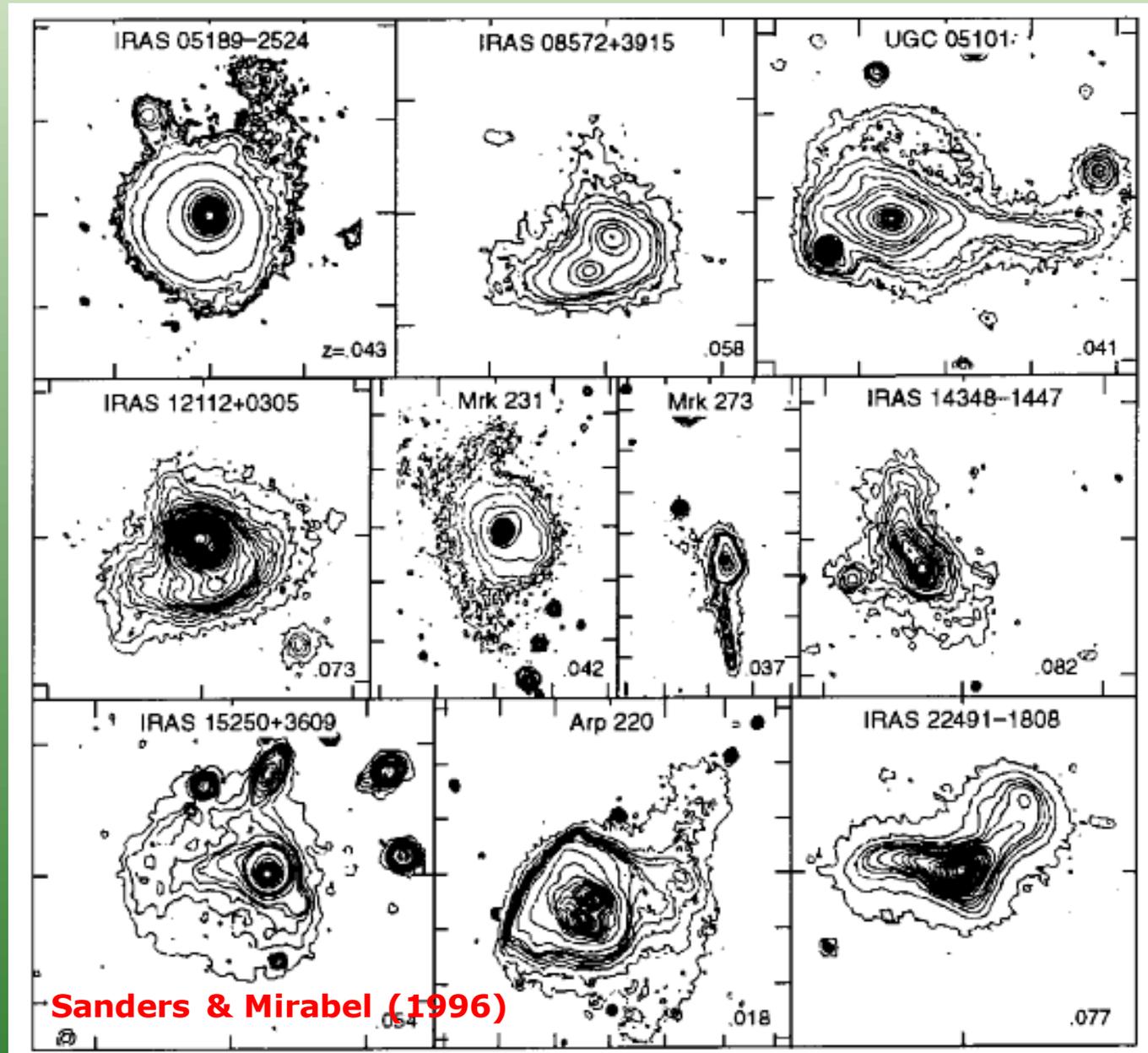
^aThroughout this review we adopt $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $q_0 = 0$. A luminosity quoted at a specific wavelength refers to $\nu L_{\nu}(\lambda)$ and is given in units of solar bolometric luminosity ($3.83 \times 10^{33} \text{ ergs s}^{-1}$). The quantities f_{12} , f_{25} , f_{60} , and f_{100} are the *IRAS* flux densities in Jy at 12, 25, 60, and 100 μm . The broad-band far-infrared luminosity, L_{fir} , is computed using the prescription given in Appendix B of *Cataloged Galaxies and Quasars Observed in the IRAS Survey* (1985). The scale factor C (typically in the range 1.4–1.8) is the correction factor required to account principally for the extrapolated flux longward of the *IRAS* 100 μm filter. D_{L} is the luminosity distance. L_{fir} has mostly been replaced by the quantity L_{ir} , which better represents the total mid- and far-infrared luminosity. L_{ir} is computed by fitting a single temperature dust emissivity model ($\epsilon \propto \nu^{-1}$) to the flux in all four *IRAS* bands and should be accurate to $\pm 5\%$ for dust temperatures in the range 25–65 K (Perault 1987).



4.5.LIRGs



4.5.LIRGs



Sanders & Mirabel (1996)



4.5.LIRGs

LIRGs tienen $\text{SFR} > 17 M_{\odot}/\text{yr}$, ULIRGs $\text{SFR} > 170 M_{\odot}/\text{yr}$, HyLIRGs $\text{SFR} > 1700 M_{\odot}/\text{yr}$ (por definición, véase calibración de SFR).

Se modela la emisión con varias componentes de polvo: frío, templado, caliente (AGN) y PAHs.

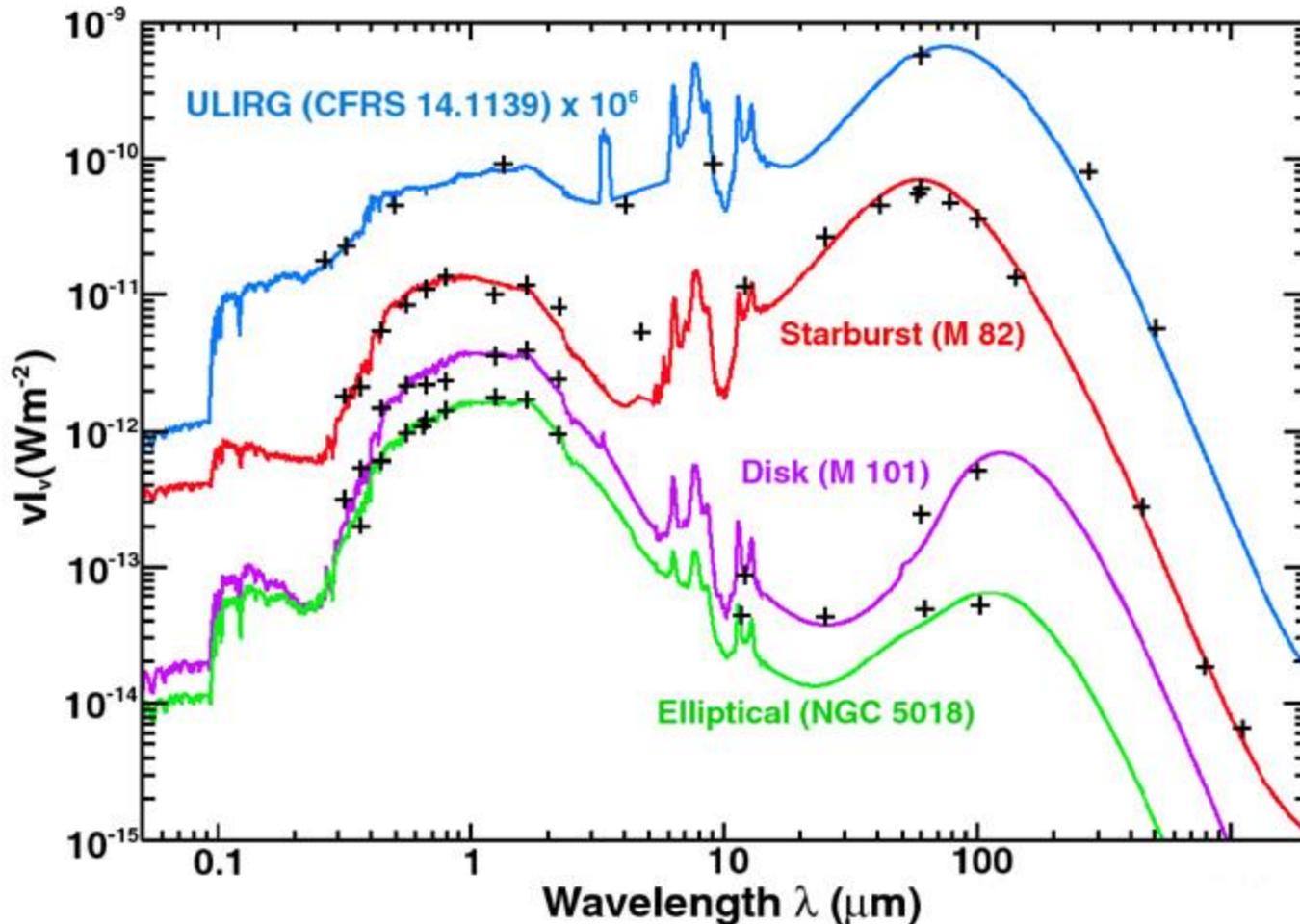
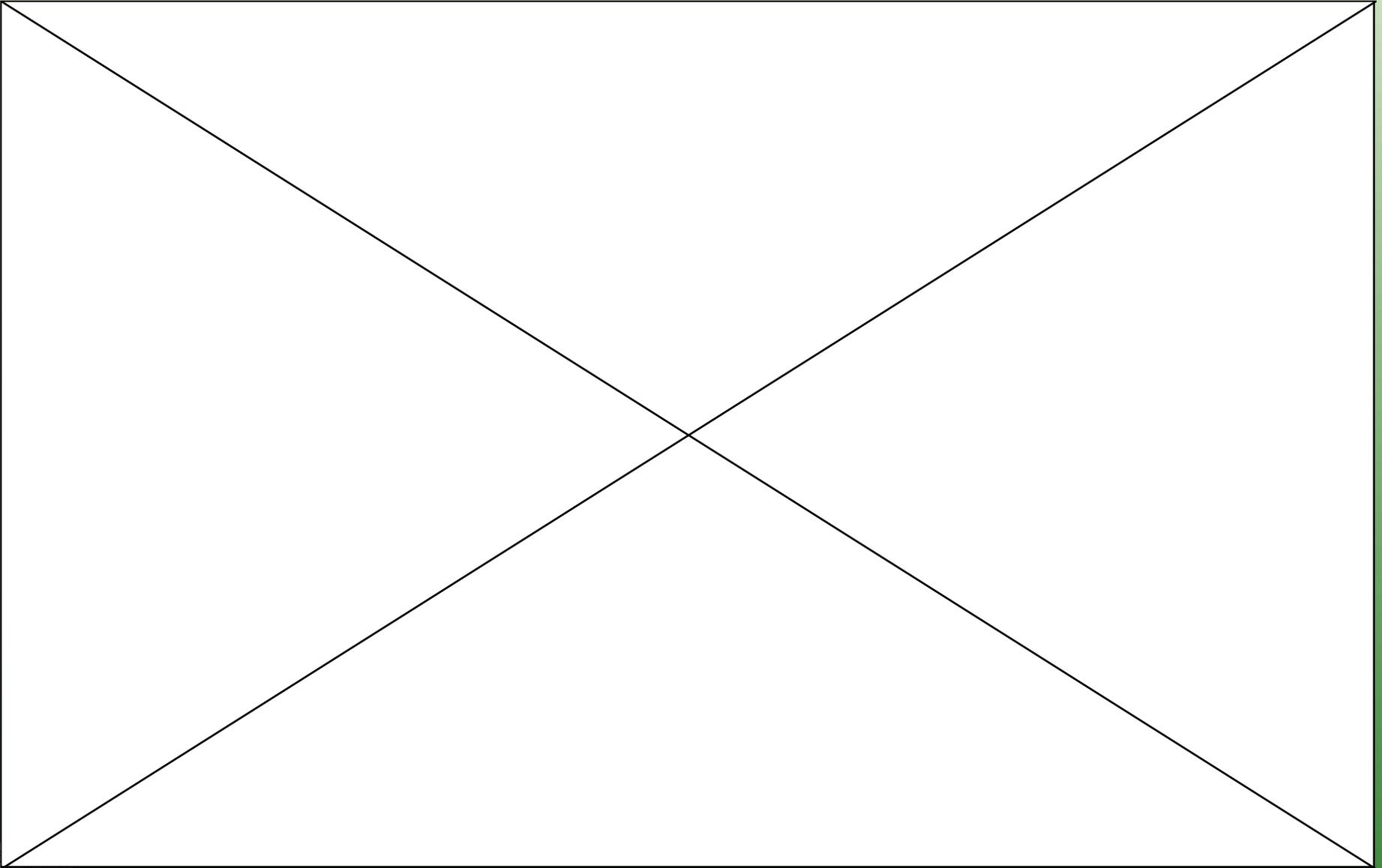


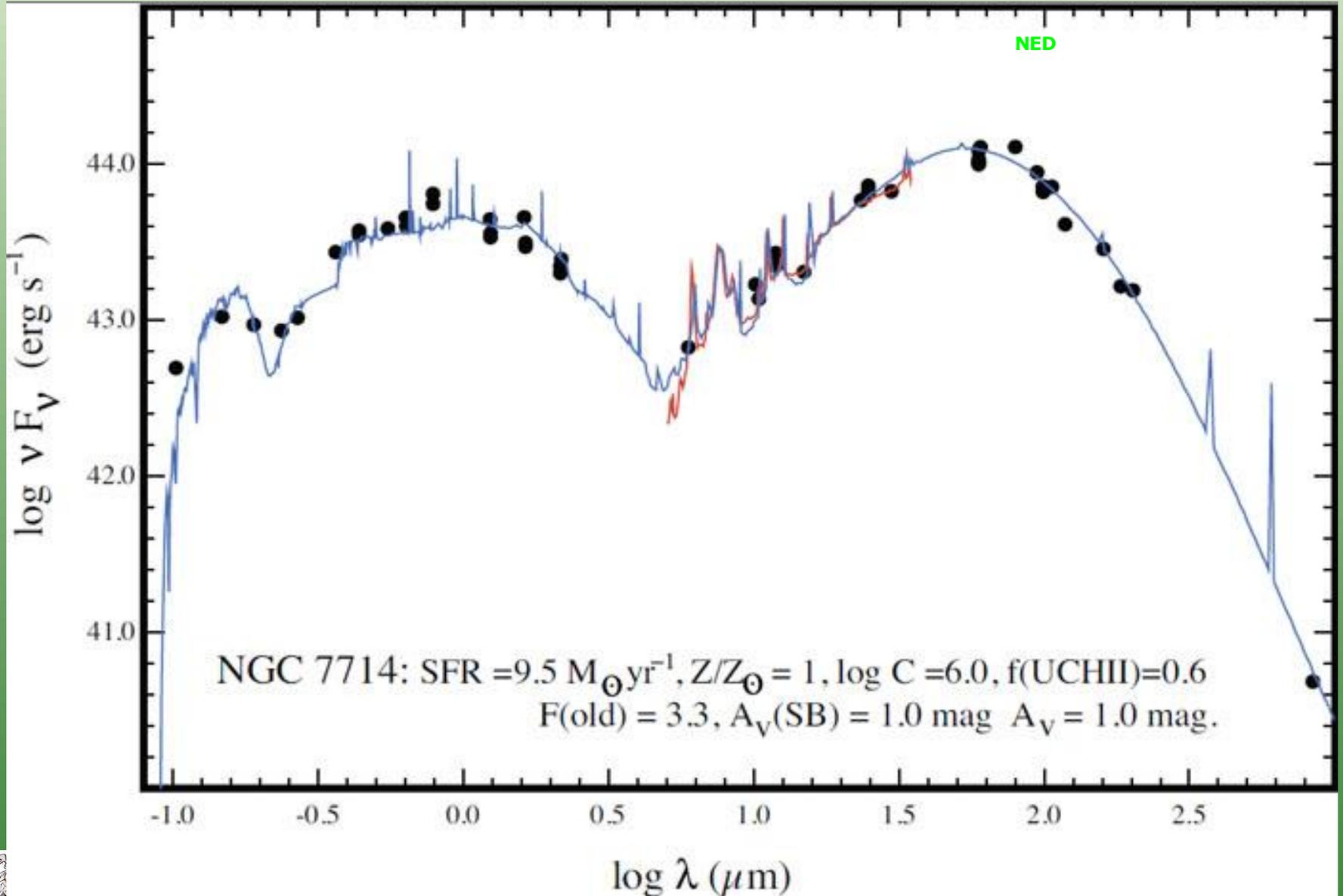
Fig 7.7 (P. Chaniai, G. Lagache) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007



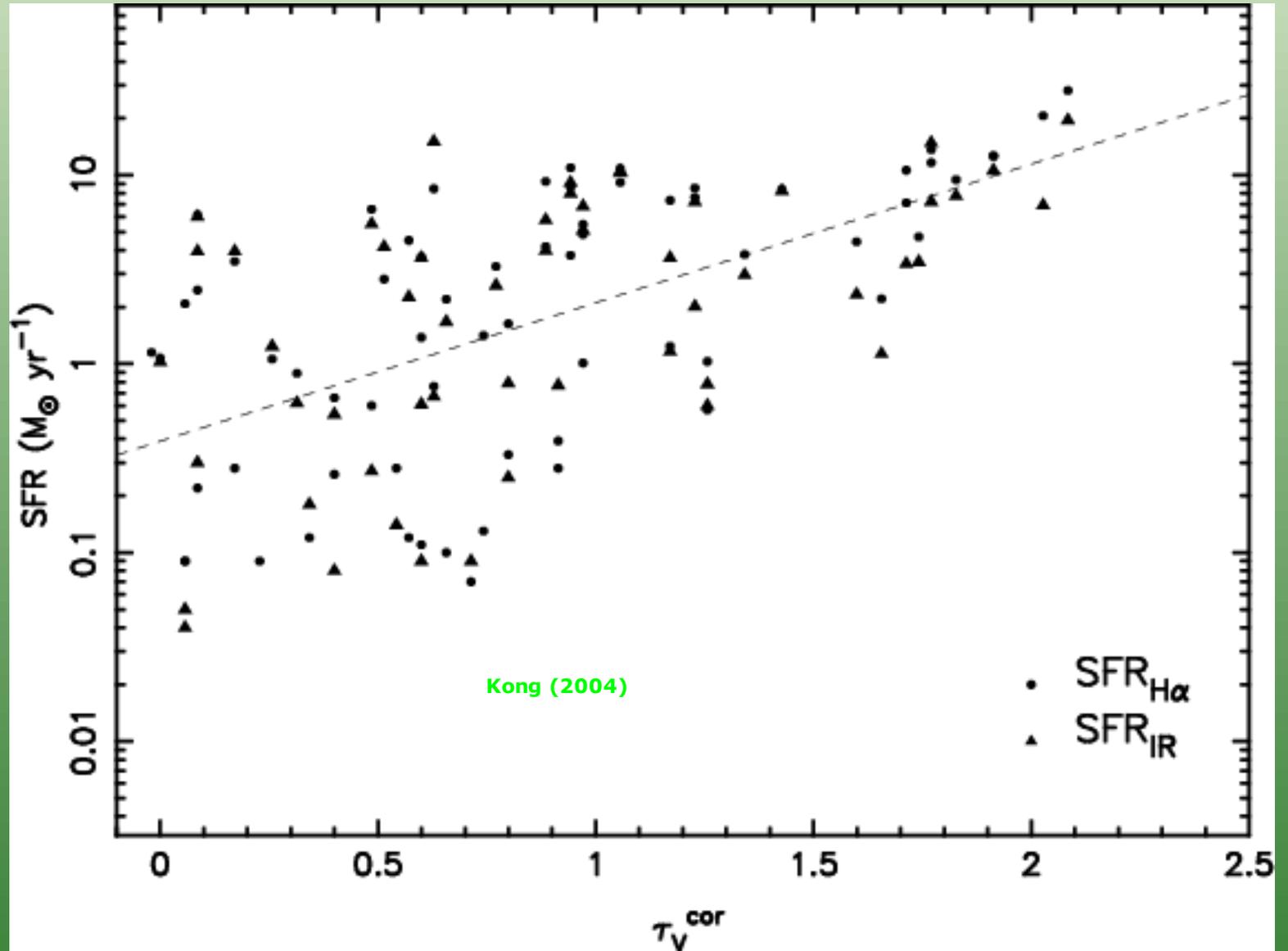
4.5. Fusiones de galaxias (mergers)



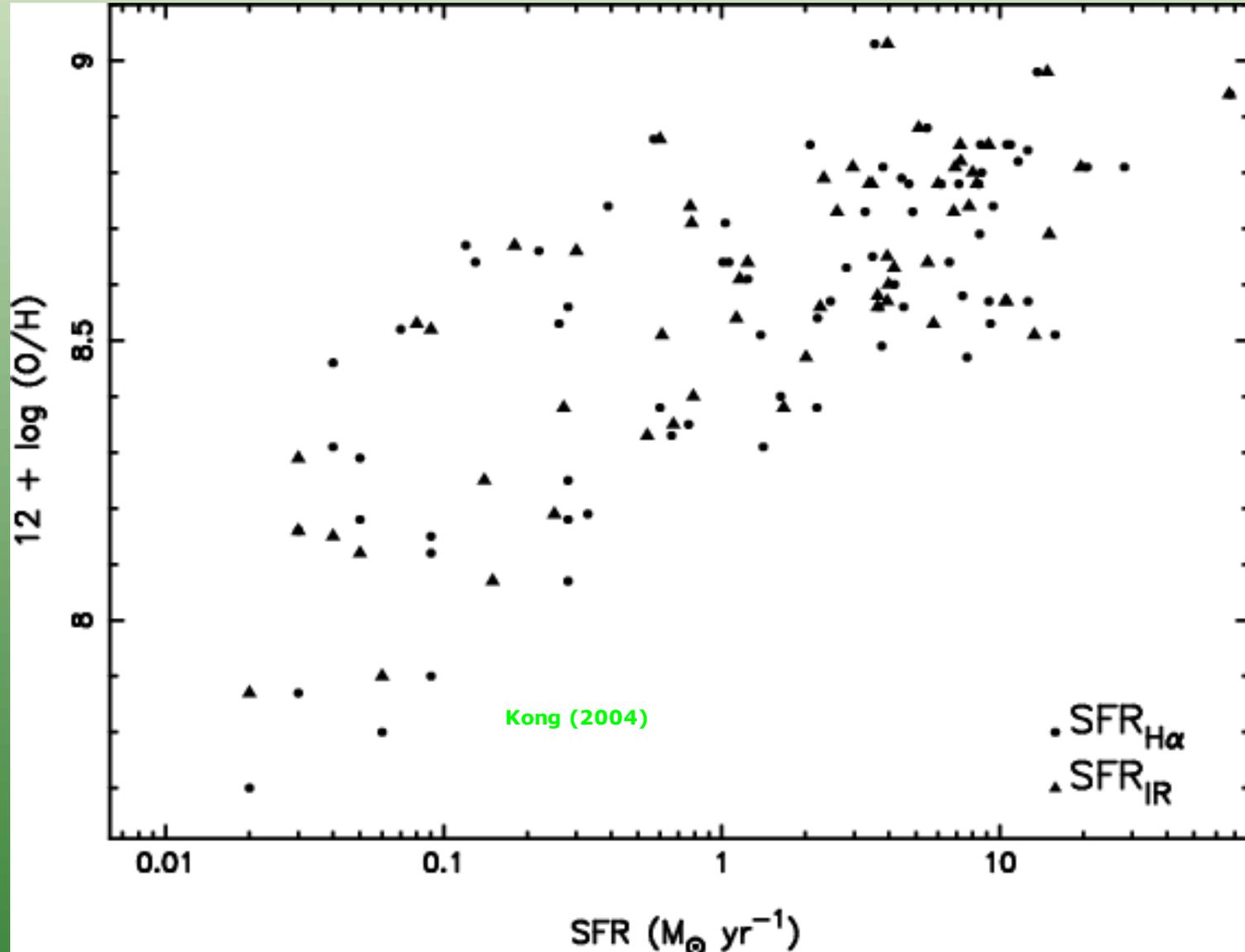
4.6.SEDs, extinción, gas



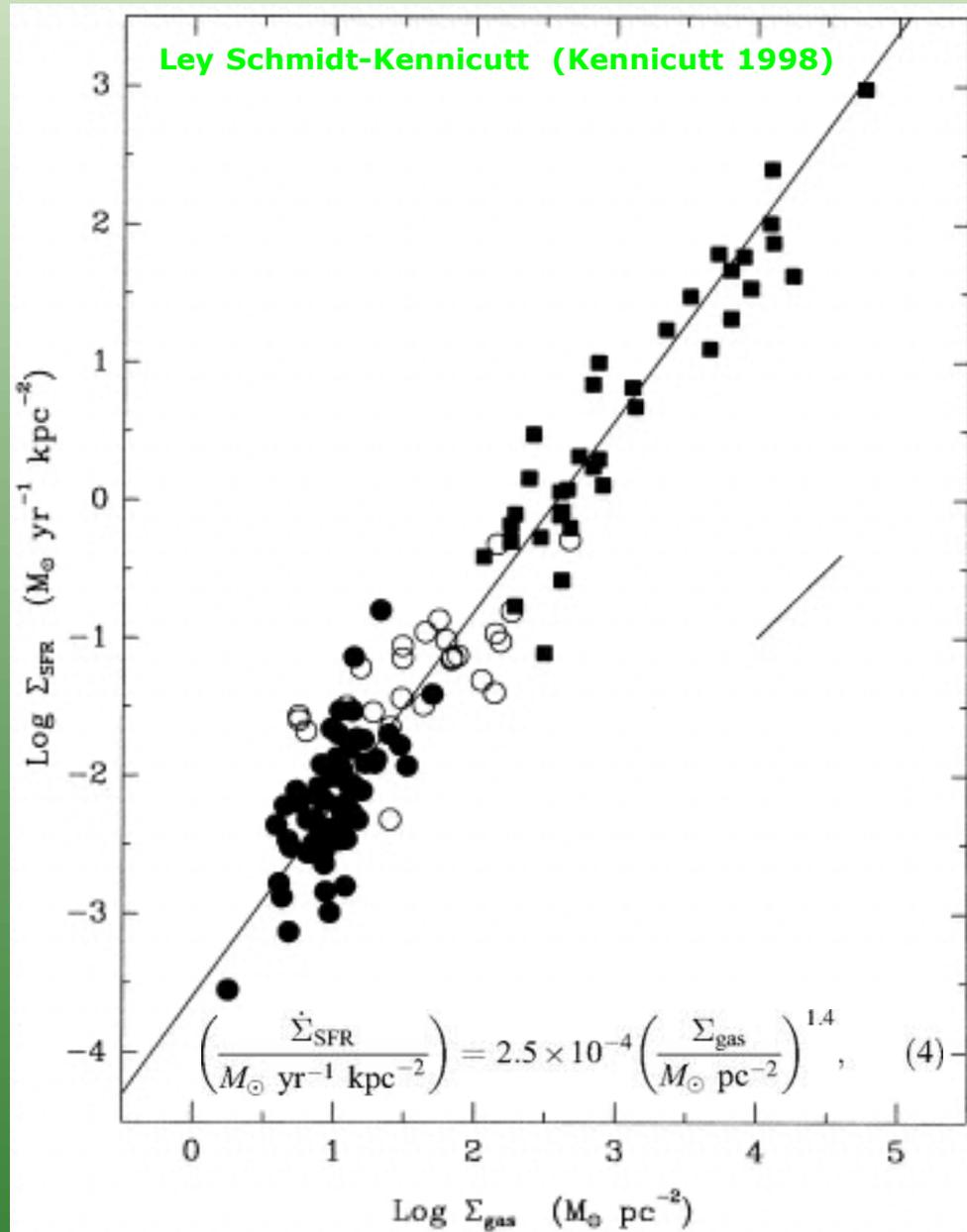
4.6.SEDs, extinción, gas



4.6.SEDs, extinción, gas



4.6. Gas: ley de Schmidt-Kennicutt



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

La luz que recibimos de una galaxia es el resultado de la combinación de la emisión de un gran número de estrellas (desde unos millones hasta miles o decenas de miles de millones) que pueden tener distintas masas, edades y metalicidades.

Sin embargo **una galaxia es en su mayor parte espacio vacío** o con una densidad de materia muy baja. Por ejemplo, la MW es una galaxia con un $10^{11} M_{\odot}$, en su mayor parte integrantes de un disco de 30 kpc de diámetro y unos 0.5 kpc de grosor. Asumiendo que todas las estrellas son del tamaño del sol (no es cierto, pero es un ejemplo) y sabiendo que el radio del sol es 6.955×10^8 m, el volumen ocupado por las estrellas del disco es $1.41 \times 10^{27} \text{ m}^3$, y el volumen del disco es $1.04 \times 10^{61} \text{ m}^3$, por lo que **las estrellas ocupan un $1.4 \times 10^{-32}\%$ del volumen** de la galaxia!!! Prácticamente todo el volumen de una galaxia es espacio vacío, ocupado por gas y polvo del ISM con una densidad muy baja.

Asumiendo una masa de gas de $10^{10} M_{\odot}$, que todo fuera hidrógeno atómico (la masa de un átomo de H es 1.67×10^{-27} kg) tendríamos unos 1.2×10^{68} átomos de hidrógeno o una **densidad media en el disco de $\sim 10^7$ átomos/ $\text{m}^3 = 11$ átomos/ cm^3** . En realidad el gas no es solo atómico y se suele encontrar concentrado en nubes de densidad un millón de veces superior a ese valor medio.



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

Para interpretar las distribuciones espectrales de energía de una galaxia (es decir, cómo emite a lo largo de todo el espectro EM) hay que analizar cuántas estrellas de cada tipo hay y cómo contribuyen a la SED integrada.

Basándose en modelos de evolución y emisión estelar, que están actualmente muy desarrollados (aunque siguen existiendo problemas que hay que trabajar más), y conociendo cuántas estrellas de cada tipo se forman (**IMF**) y en qué momento (**SFH**), se puede estudiar el contenido estelar de una galaxia a través de su espectro.

Casi toda la energía que una población estelar emite está en el óptico, o si la población es muy joven (<10 Myr), en el UV. Las estrellas evolucionadas emiten preferentemente en el IR cercano. Además, la presencia de polvo provoca una **absorción** de la radiación en el UV/óptico, que se reemite en el IR medio y lejano. Este efecto hace más complicado el estudio del contenido estelar de una galaxia, pues la absorción depende de parámetros como la naturaleza (composición química) del polvo, su distribución a pequeña escala o su localización con respecto a las estrellas.



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

Además de las estrellas, la emisión de una galaxia puede verse fuertemente influenciada por la presencia de un **AGN**. Y si nos extendemos a todo el espectro EM tenemos que tener en cuenta la emisión del polvo y el gas, con sus distintas componentes (polvo frío, caliente, gas atómico, molecular, etc...).

El estudio de las poblaciones estelares en galaxias también puede darnos información del **enriquecimiento químico** de la galaxia, que debe poderse relacionar con el tipo de estrellas que hay en ella, la forma con la que han liberado metales al ISM y la posible existencia de gas prístino procedente del IGM.

Los modelos de síntesis de poblaciones tienen (o pueden tener) en cuenta la emisión estelar (dependiente de la librería de evolución estelar utilizada), la emisión del gas ionizado (continuo y líneas), la extinción, el enriquecimiento químico del medio a través de las SN, etc...

Los distintos parámetros se ajustan para reproducir observables como fotometría, líneas de emisión, de absorción, ritmo de SN, extinción, luminosidad de determinadas componentes (p.e., de estrellas WR, OB,...), etc...



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

Los modelos de síntesis de poblaciones estelares cuentan con los siguientes ingredientes:

- **metalicidad (Z)**, o la fracción de masa en forma de elementos más pesados que el helio. La metalicidad solar es $Z_{\odot}=0.020$. Los modelos más complicados de formación estelar en galaxias no solo tienen en cuenta la metalicidad de las estrellas, sino el enriquecimiento químico del medio y cómo los nuevos metales pasan a formar parte de las generaciones de estrellas posteriores.

- **IMF**, que es la distribución en masa de una población estelar recién creada. Se suelen utilizar parametrizaciones como la de Salpeter, Chabrier, Kroupa, Kennicutt, etc... También son importantes los límites de la IMF.

- **SFH**. Hay que asumir o intentar determinar la historia de la formación estelar de las galaxias. Se suelen explorar brotes instantáneos (SSP), continua (CON), exponenciales (modelos τ),...

- **edad** de la(s) población(es) estelar(es).

- **extinción y ley de extinción**. El modelado de poblaciones implica tener en cuenta la extinción.

- **masa de las poblaciones estelares** (se puede normalizar y calcular la masa escalando el espectro modelado), fuerza de brote, etc...



4.7. Síntesis de poblaciones estelares



[Home](#) | [STScI](#) | [Starburst99 Services](#) | [Chronology](#) | [Knowledge Base](#) | [Starburst99-Mappings](#)

Welcome to

REGISTRATION

Name:

Email:

[Why register?](#)

[Home](#)

[Download](#)

[1999 Dataset](#)

[How to Run a Simulation](#)

[Run Your Own Simulation](#)

[Simulation Queue Status](#)

[Retrieve Simulation Output](#)

[Cancel a Submission](#)

[Collaboration & Resources](#)

ABOUT STARBURST99

Starburst99 v6.0.4

Starburst99 is a web based software and data package designed to model spectrophotometric and related properties of star-forming galaxies. It was developed at Space Telescope Science Institute by Claus Leitherer, Daniel Schaerer, Jeff Goldader, Rosa Gonzalez-Delgado, Carmelle Robert, Denis Foo Kune, Duilia de Mello, Daniel Devost, Timothy M. Heckman, Alessandra Aloisi, Lucimara Martins, and Gerardo Vazquez. A description of the input physics is in Leitherer et al. (1999; ApJS, 123, 3), Vazquez & Leitherer (2005; ApJ, 621, 695) and Leitherer et al. (2010; ApJS, 189,309).



Image taken with HST and distributed by STScI. STScI is operated by AURA, Inc. under contract with NASA.

SUPPORT

We love to hear back from you! [Send us e-mail](#) if you have comments, suggestions, or if you find a bug. But please understand that we have no official help desk, and we try to help you on a best effort basis.

NEWS

August 2010:
Both the UNIX/Web version of Starburst99 and the PC version are identical and have been released as v6.0.2. This version includes major clean-ups of the Fortran syntax, improved SN yields for the most massive stars, implementation of the latest spectral-type calibration for OB stars, and the UV library previously distributed with the PC version.

June 2010:
Release of v6.0 of PCStarburst99! This version includes the theoretical UV library of [Leitherer et al. \(2010; ApJS, 189,309\)](#).

> [More News](#)

<http://www.stsci.edu/science/starburst99/>



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

$$U - B \equiv M_U - M_B = M_{U,0} - M_{B,0} - 2.5 \times \log \left(\frac{L_U L_{B,0}}{L_B L_{U,0}} \right)$$

$$U - B = C_{UB} - 2.5 \times \log \left(\frac{L_U}{L_B} \right)$$

$$L_U = 10^{-0.4 \times (U - B - C_{UB})} L_B = 10^{0.4 \times C_{UB}} 10^{-0.4 \times (U - B)} L_B$$

$$L_U^y = 10^{0.4 \times C_{UB}} 10^{-0.4 \times (U - B)^y} L_B^y$$

$$L_U^o = 10^{0.4 \times C_{UB}} 10^{-0.4 \times (U - B)^o} L_B^o$$

$$(U - B)^T = C_{UB} - 2.5 \times \log \left(\frac{L_U^y + L_U^o}{L_B^y + L_B^o} \right)$$

$$(U - B)^T = C_{UB} - 2.5 \times \log \left(\frac{10^{0.4 \times C_{UB}} \left(10^{-0.4 \times (U - B)^y} L_B^y + 10^{-0.4 \times (U - B)^o} L_B^o \right)}{L_B^y + L_B^o} \right)$$

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{\left(10^{-0.4 \times (U - B)^y} L_B^y + 10^{-0.4 \times (U - B)^o} L_B^o \right)}{L_B^y + L_B^o} \right)$$



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

$$M_B = M_{B,0} - 2.5 \times \log \left(\frac{L_B}{L_{B,0}} \right)$$

$$M_B = K_B - 2.5 \times \log(L_B)$$

$$L_B^y = 10^{0.4 \times K_B} 10^{-0.4 \times M_B^y}$$

$$L_B^o = 10^{0.4 \times K_B} 10^{-0.4 \times M_B^o}$$

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{\left(10^{-0.4 \times (U-B)^y} L_B^y + 10^{-0.4 \times (U-B)^o} L_B^o \right)}{L_B^y + L_B^o} \right)$$

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{10^{0.4 \times K_B} \times \left(10^{-0.4 \times (U-B)^y} 10^{-0.4 \times M_B^y} + 10^{-0.4 \times (U-B)^o} 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)}{10^{0.4 \times K_B} \times \left(10^{-0.4 \times M_B^y} + 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)} \right)$$

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{\left(10^{-0.4 \times (U-B)^y} 10^{-0.4 \times M_B^y} + 10^{-0.4 \times (U-B)^o} 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)}{\left(10^{-0.4 \times M_B^y} + 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)} \right)$$

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{\left(b 10^{-0.4 \times (U-B)^y} 10^{-0.4 \times M_B^y} + (1 - b) 10^{-0.4 \times (U-B)^o} 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)}{\left(b 10^{-0.4 \times M_B^y} + (1 - b) 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)} \right)$$



4.7. Síntesis de poblaciones estelares

$$(U - B)^T = -2.5 \times \log \left(\frac{\left(b 10^{-0.4 \times (U-B)^y} 10^{-0.4 \times M_B^y} + (1 - b) 10^{-0.4 \times (U-B)^o} 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)}{\left(b 10^{-0.4 \times M_B^y} + (1 - b) 10^{-0.4 \times M_B^o} \right)} \right)$$

$$(R - K)^i = (V - K)^i - (V - R)^i$$

$$(EW[H\alpha])^T = \frac{F^o[H\alpha] + F^y[H\alpha]}{f_\lambda^o[656.3 \text{ nm}] + f_\lambda^y[656.3 \text{ nm}]}$$

Hay que considerar que todos estos observables predichos por los modelos dependen de la edad (i.e., del tiempo), y por supuesto, de parámetros como la IMF, la SFH, la metalicidad. Por ejemplo:

$$(U - B)^T = f(t, Z, SFH, IMF, \dots)$$

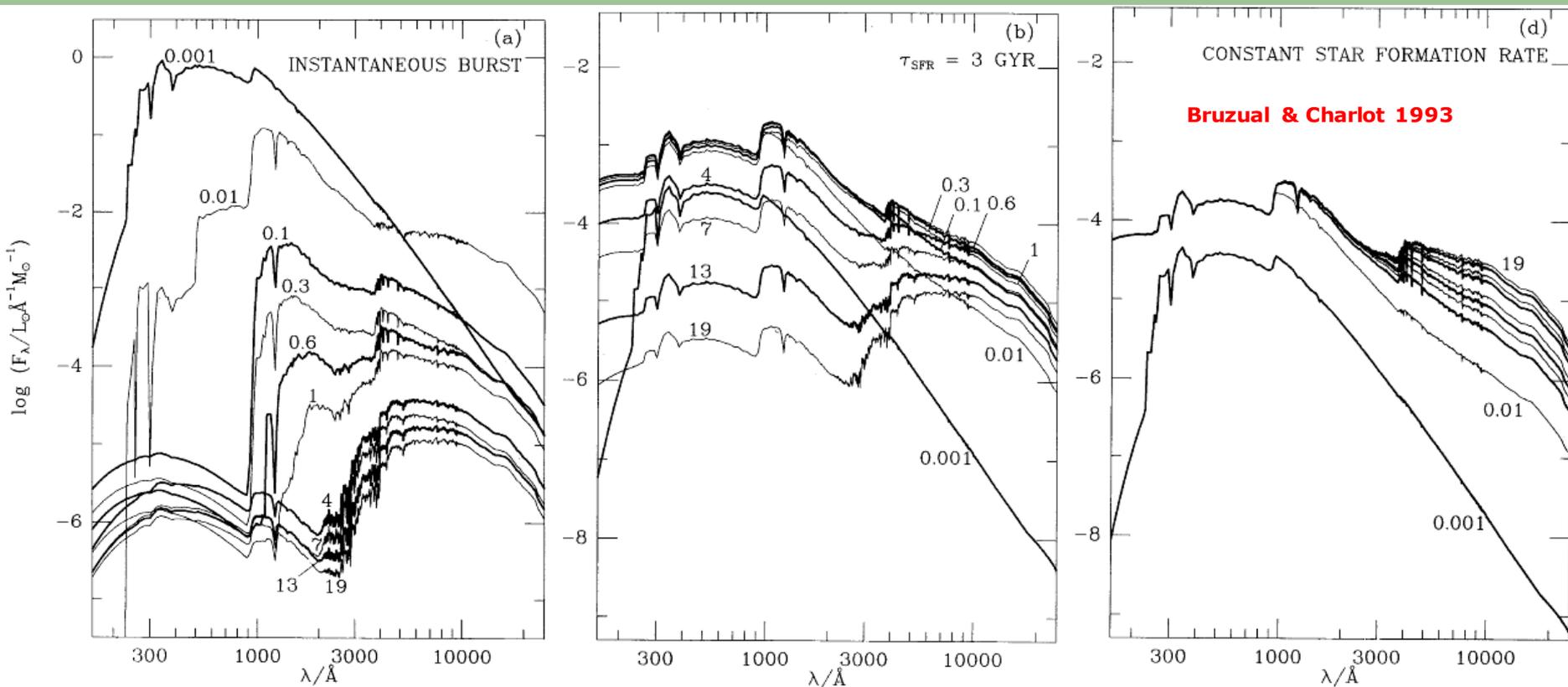
También es necesario considerar que las librerías de modelos de poblaciones estelares (como SB99) proporcionan normalmente emisiones normalizadas a una determinada masa de estrellas ($1 M_\odot$ es típico, o $10^6 M_\odot$ en el caso de SB99).



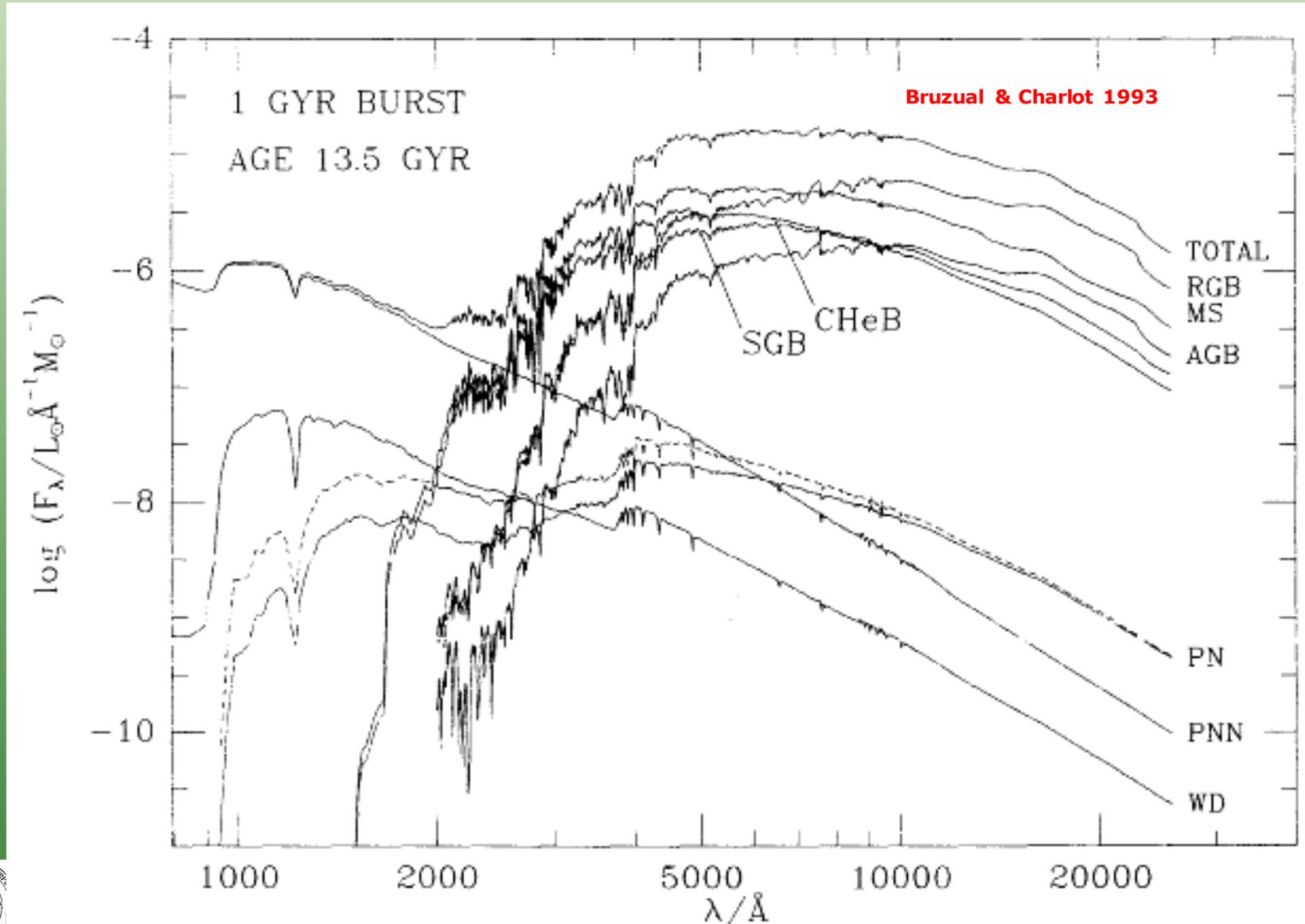
4.7. Síntesis de poblaciones estelares

$$F_{\nu}(\lambda, t) = \int_0^t \psi(t - t') S_{\nu}(\lambda, Z(t - t')) dt'$$

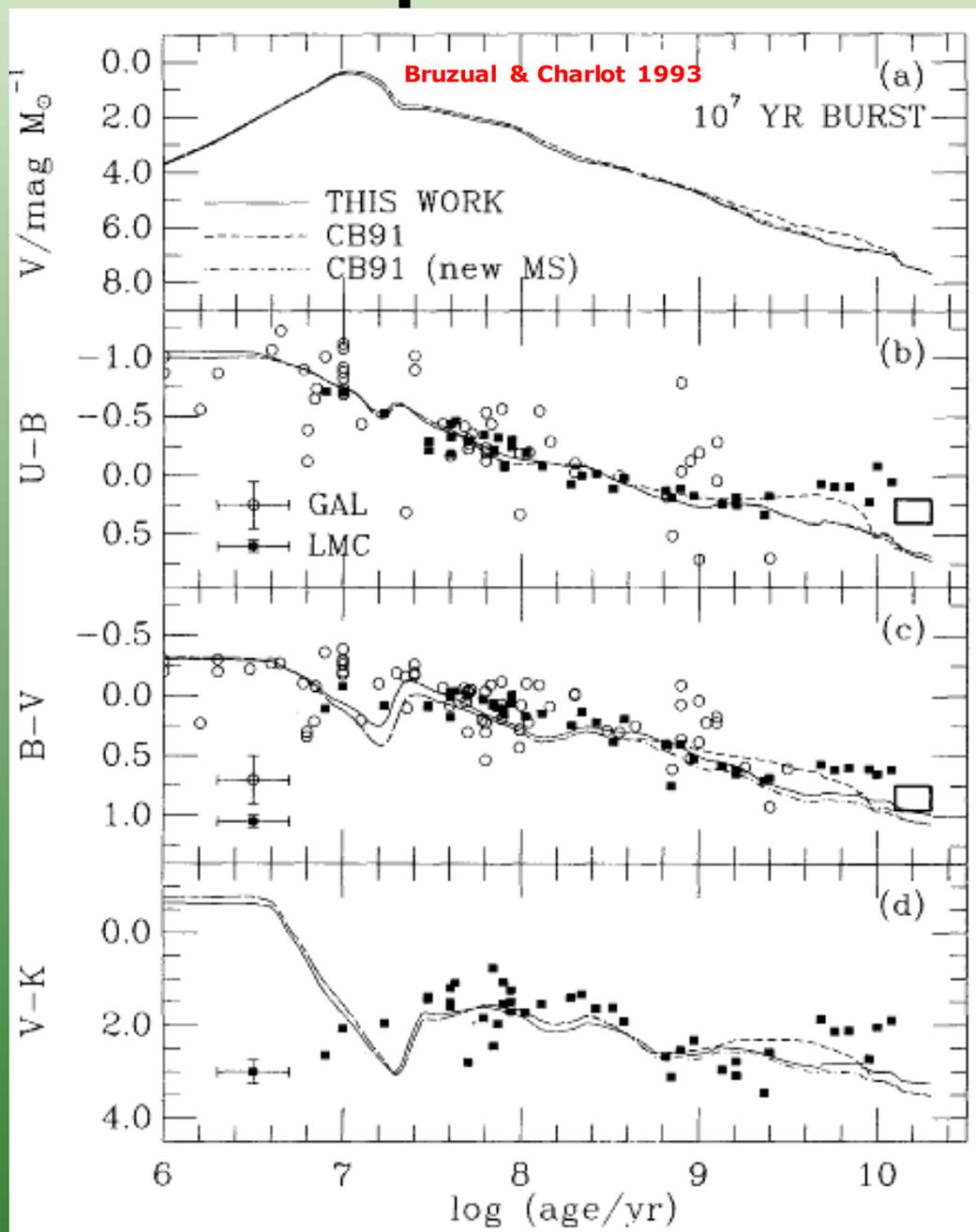
$$F_{\nu}^{obs}(\lambda, t) = 10^{-0.4A(\lambda)} \times F_{\nu}(\lambda, t)$$



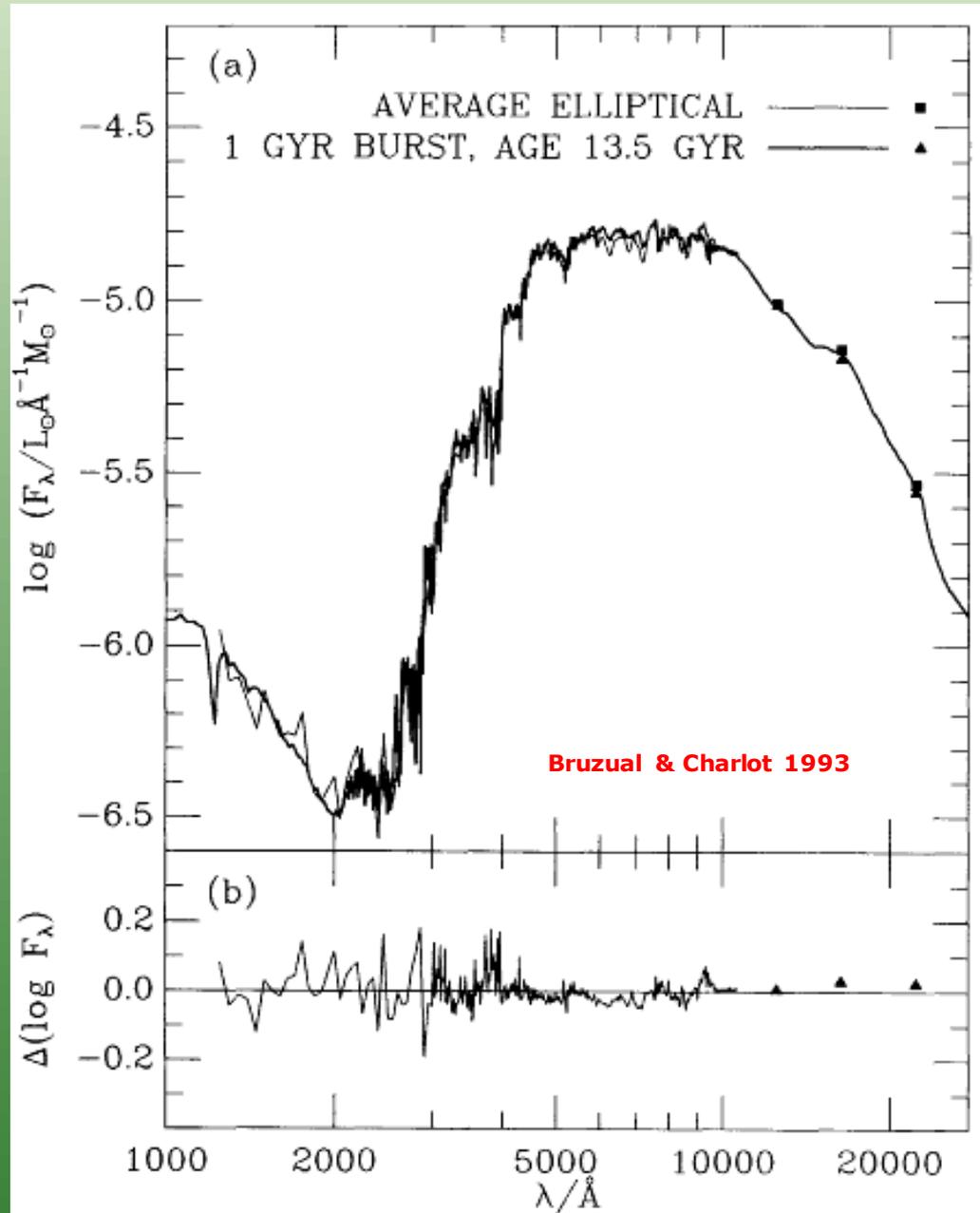
4.7. Síntesis de poblaciones estelares



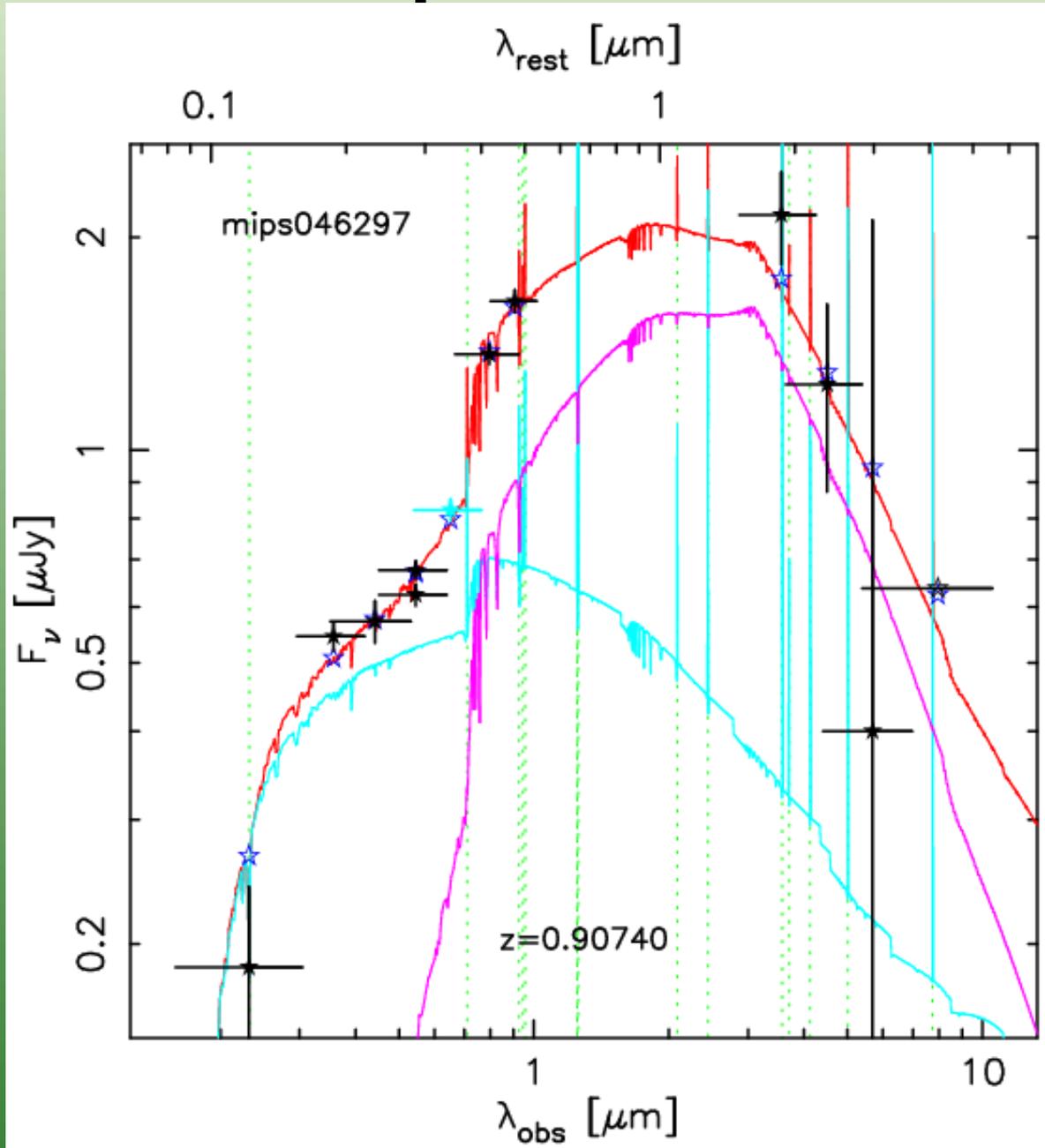
4.7. Síntesis de poblaciones estelares



4.9. Síntesis de poblaciones estelares



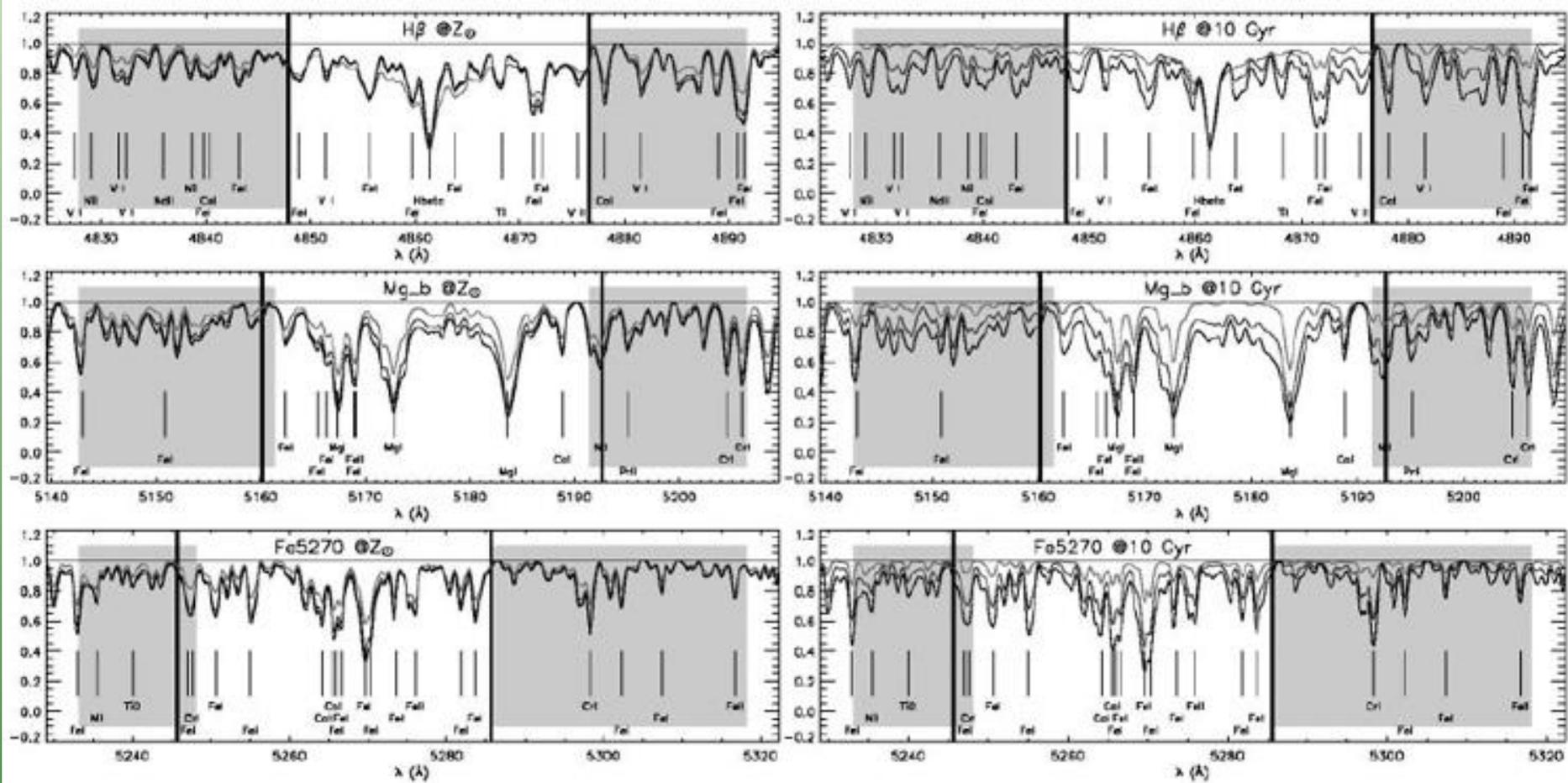
4.9. Síntesis de poblaciones estelares



P-G et al. (2008)



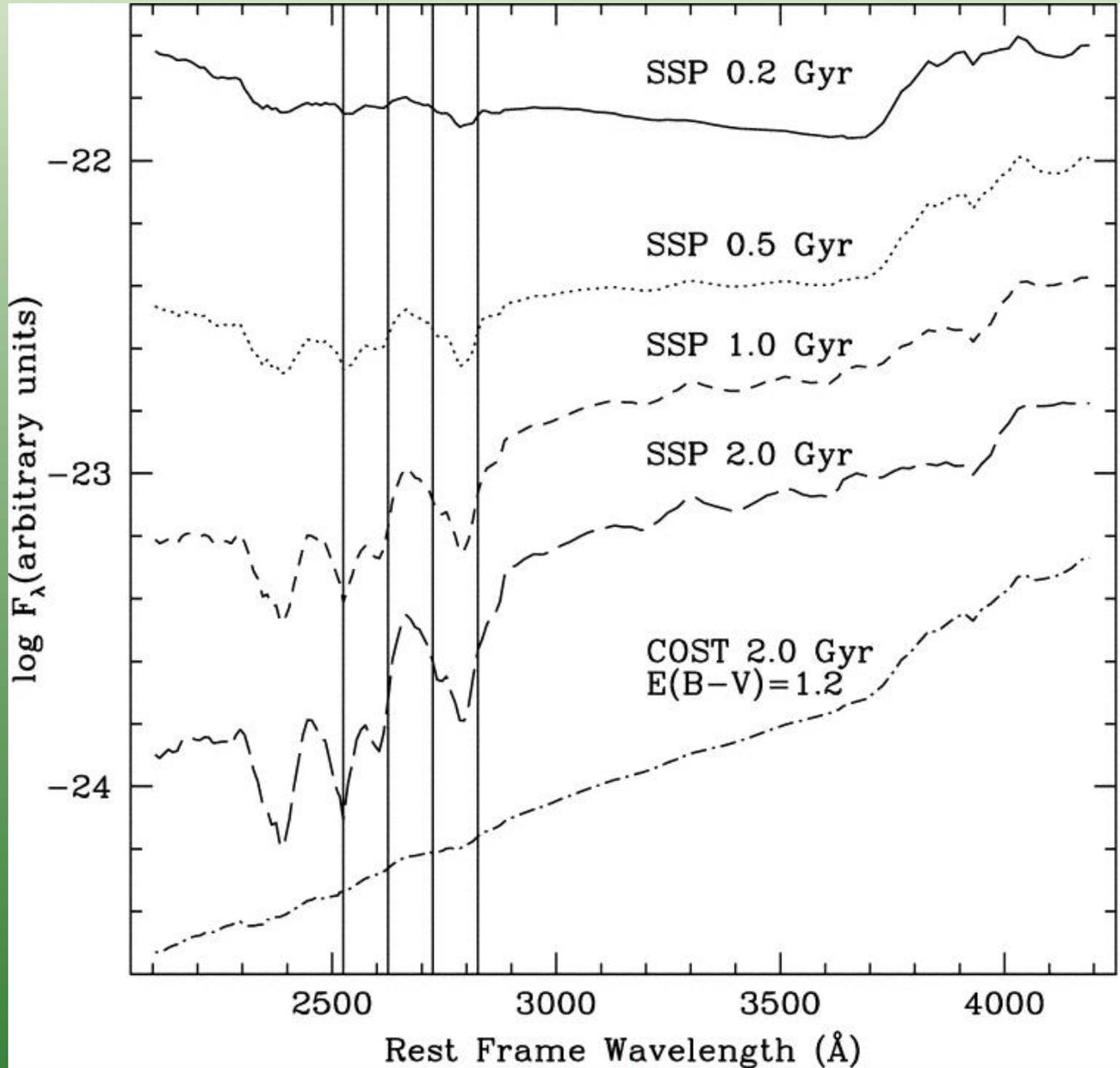
4.9. Síntesis de poblaciones estelares



Lick indices



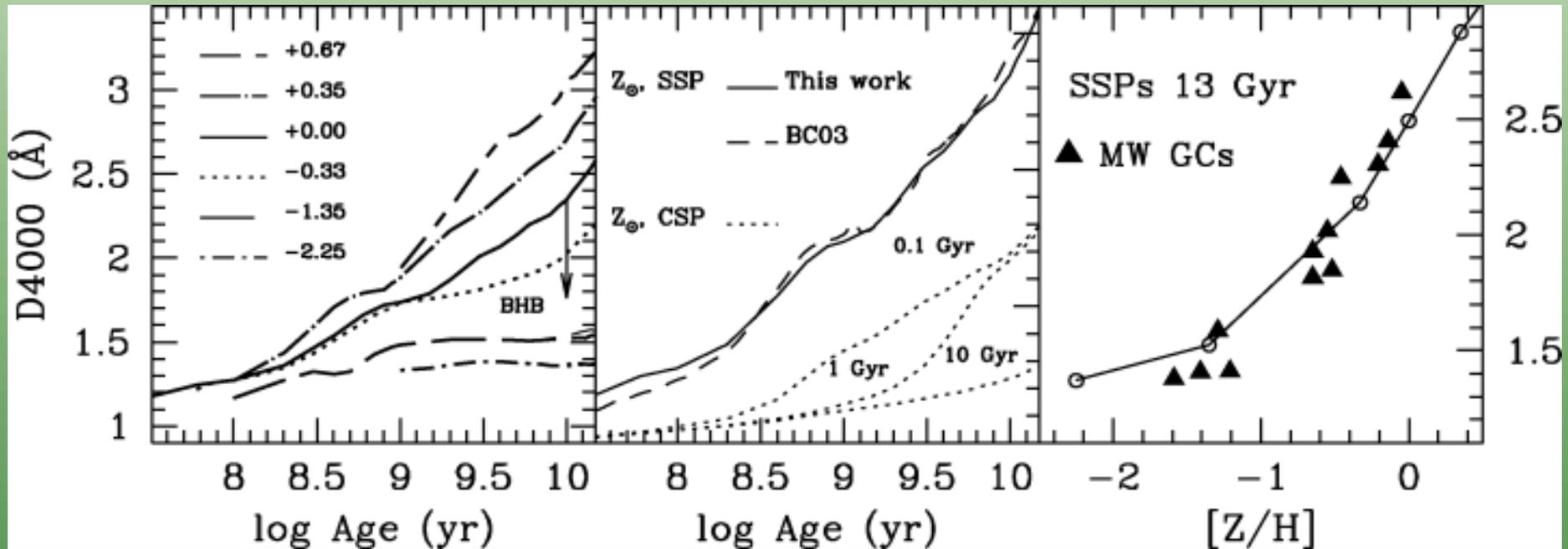
4.9. Síntesis de poblaciones estelares



Daddi et al. (2005)



4.9. Síntesis de poblaciones estelares



Maraston (2005)

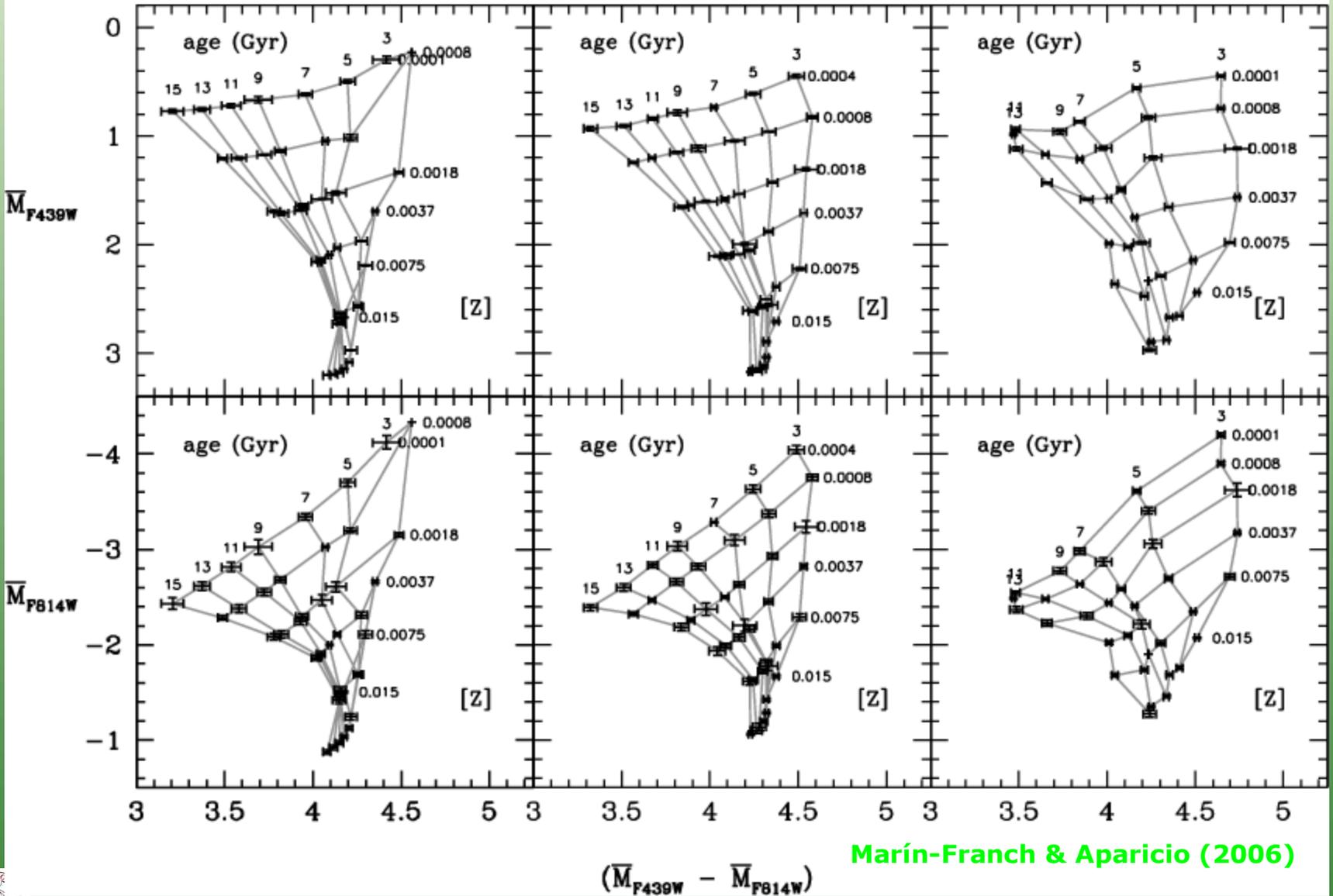


4.9. Síntesis de poblaciones estelares

Bertelli et al. (1994)

Girardi et al. (2000)

Pietrinferni et al. (2004)



Marín-Franch & Aparicio (2006)



4.9. Evolución química

La formación estelar en las galaxias empezaría con **gas primordial**. Las primeras estrellas eyectarían material al medio al explotar como SN o debido a vientos, material que contamina el medio en el que posteriormente se pueden formar otras estrellas. La contaminación se suele considerar inmediata (el tiempo que conlleva es menor que el típico de la formación estelar).

Además la energía inyectada puede parar esa formación estelar (**feedback**), aunque también puede favorecerla!!

La cantidad de masa eyectada al medio se predice en los modelos como Starburst '99. Después hay que saber qué fracción de esa masa son metales y cuáles.

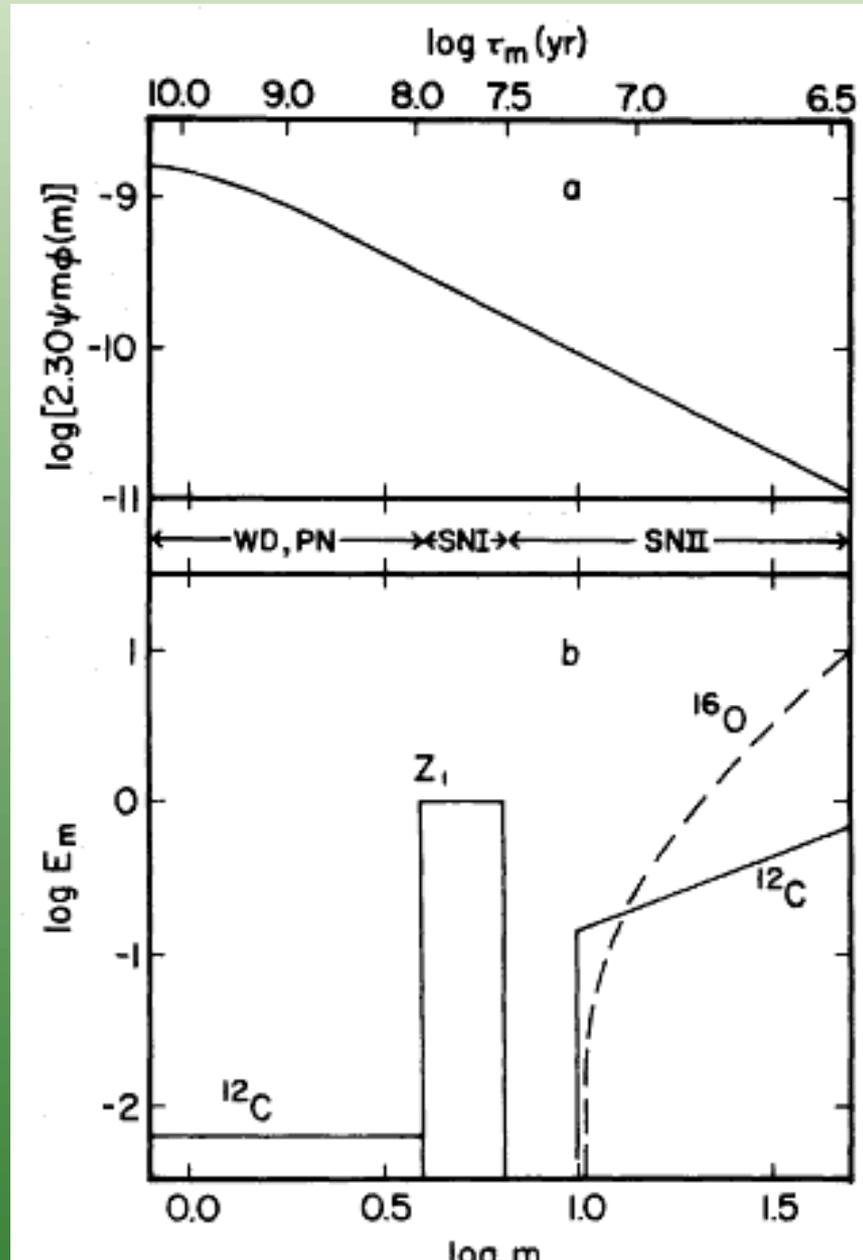
Además el enriquecimiento químico del medio en las galaxias debe considerar si los objetos están aislados y se pueden considerar como **"cajas cerradas"** (**closed box models**) o si hay gas prístino que viene del IGM y baja la metalicidad.

Es típico considerar elementos como el O, el C, el N, el Fe y otros (Z), que son elementos de los que se pueden tomar datos y comparar los modelos con las observaciones.



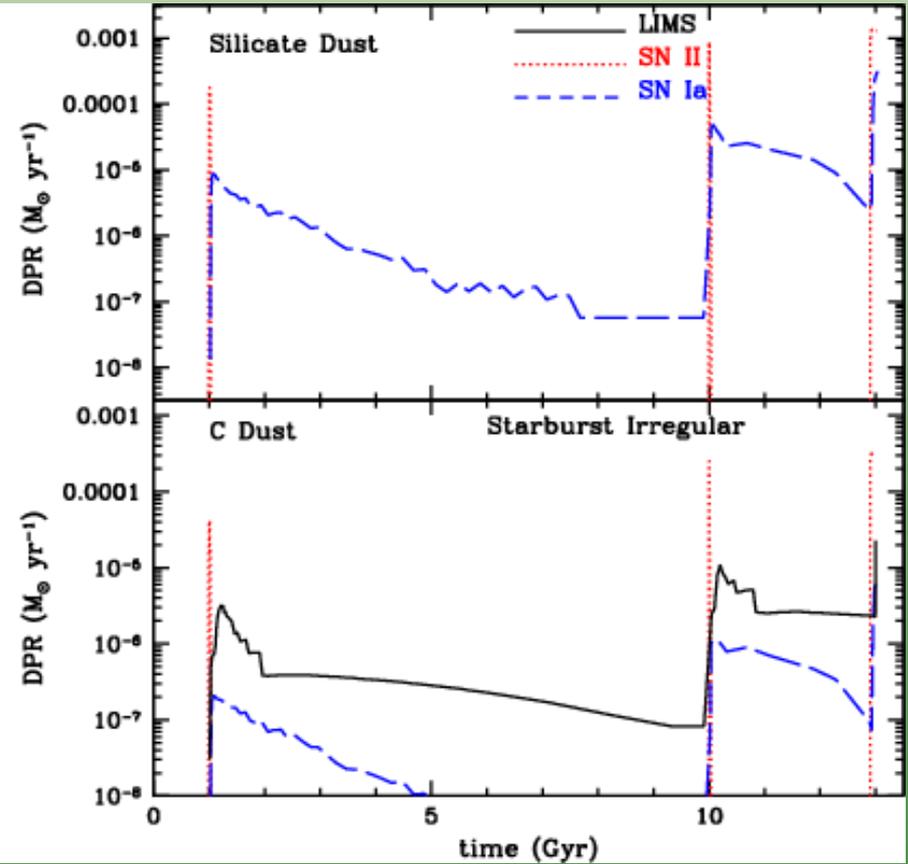
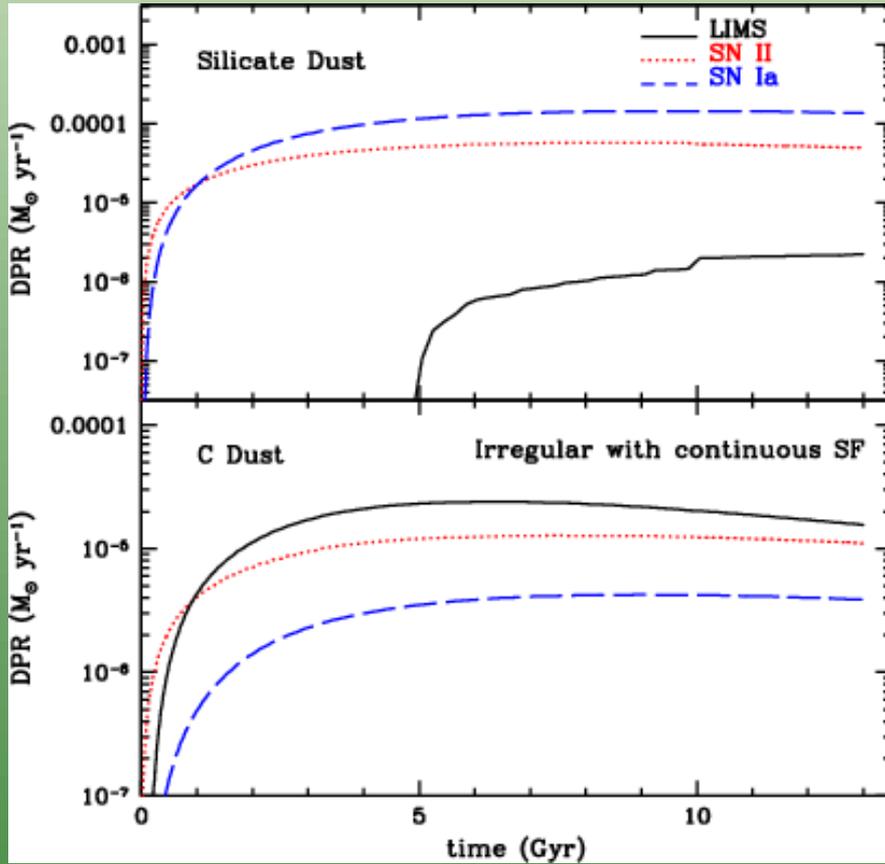
4.9. Evolución química

Tinsley (1979)



4.9. Evolución química

Calura et al. (2008)



Resumen

- **¿Por qué son importantes las galaxias con formación estelar?**
- **¿Cómo se estudia la formación de estrellas en las galaxias? ¿Cuáles son las magnitudes físicas involucradas?: SFR, sSFR, SFH, IMF, evolución química,...**
- **Características observacionales típicas de las galaxias con formación estelar.**
- **¿Cómo se mide la SFR? Ventajas y problemas de distintos trazadores.**
- **Ejemplos de galaxias con formación estelar.**
- **Nociones básicas del modelado de poblaciones estelares.**

