

« Propriétés et évolution des galaxies »

David Elbaz (delbaz@cea.fr)

Service d'Astrophysique - CEA Saclay

Tel: 01 69 08 54 39

Formation d'étoiles: quantification par les observations

Master Recherche M2 Astronomie & Astrophysique
Enseignement thématique des parcours M2 – Galaxies

http://david.elbaz3.free.fr/master_m2

Mesurer la formation d' étoiles dans les galaxies

Paramètres fondamentaux:

- Durée de vie des étoiles: $\tau(\text{seq.principale}) \sim 10 \text{ Gyr } (M/M_{\odot})^{-2.5}$

$\tau(0.8M_{\odot}) \sim 25 \text{ Gyr}$, $\tau(1M_{\odot}) \sim 10 \text{ Gyr}$, $\tau(5M_{\odot}) \sim 100 \text{ Myr}$, $\tau(10M_{\odot}) \sim 20 \text{ Myr}$

- Taux de formation d'étoiles (SFR= star formation rate): dM/dt en $M_{\odot}\text{yr}^{-1}$.

Les galaxies ont un âge de $\sim 10 \text{ Gyr}$, une durée de 10 Myr est donc 1000 fois + faible et peut-être considérée comme "instantanée", i.e. une bonne approximation de "dt".

Les étoiles de $M > 10M_{\odot}$ durent $\tau < 20 \text{ Myr}$, on peut donc comptabiliser toutes ces étoiles dans l'estimation de dM .

La contribution des étoiles de $M < 10M_{\odot}$ formées au cours de dt peut-être dérivée de la "fonction de masse initiale". On mesure $dM(>10M_{\odot})$, on en déduit dM/dt par l'IMF.

- IMF= initial mass function, fonction de masse initiale

Distribution en masse des étoiles au moment de leur naissance:

$\varphi(m) = A m^{-2.35} = dN/dm$; $\varphi(m) \times m =$ proportion en masse des étoiles de masse m .

Mesurer la formation d' étoiles dans les galaxies

Nous allons maintenant voir comment déterminer l'activité de formation d'étoiles dans les galaxies à partir de leurs propriétés observationnelles: spectre ou flux dans une bande large.

Certaines propriétés observationnelles nous informent sur les étoiles $M < 2M_{\odot}$, donc sur des durées > 1 Gyr, c-a-d l'histoire passée intégrée, d'autres nous renseignent sur les étoiles massives et donc sur l'activité instantanée des galaxies.

Le taux de formation d'étoiles est généralement intégré sur une durée de l'ordre de 100 Myr et donc caractérisé par les étoiles de $M > 5M_{\odot}$, or il se trouve que ces étoiles dominent largement le rayonnement UV des galaxies. L'UV est donc un domaine de longueurs d'ondes idéal pour ce type de mesure. Mais c'est aussi celui qui est le plus affecté par l'absorption par la poussière pour deux raisons:

- l'efficacité d'absorption de la poussière est $\sim \lambda^{-4}$, elle est donc 16 fois plus grande à 2000Å (UV) qu'à 4000Å (B).
- les étoiles massives ont une durée de vie comparable à celle des GMC (giant molecular clouds) où naissent les étoiles (~ 10 Myr), elles n'en sortent donc jamais contrairement aux étoiles de plus petite masse. L'épaisseur optique que doivent traverser leurs photons est donc énorme.

Les photons plus énergétiques que la limite de Lyman ($\lambda < 912\text{Å}$, $E > 13.6\text{eV}$) ionisent la nébuleuse environnante. Lorsqu'ils se recombinent, ces électrons produisent des raies en émission principalement dans les atomes d'H, ce sont les raies $H\alpha$ et $H\beta$.

La spectroscopie des galaxies

The spectra tell us:

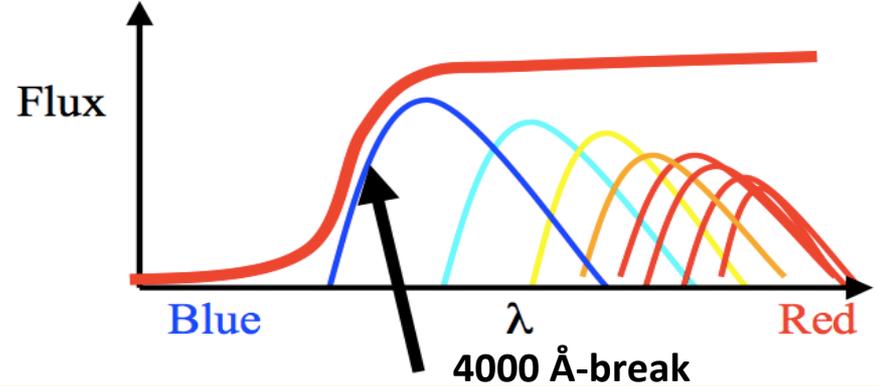
- The galaxy's relative velocity
- The star-formation rate
- The average age of the stellar population

3 Aspects:

- Continuum
- Absorption Lines
- Emission Lines

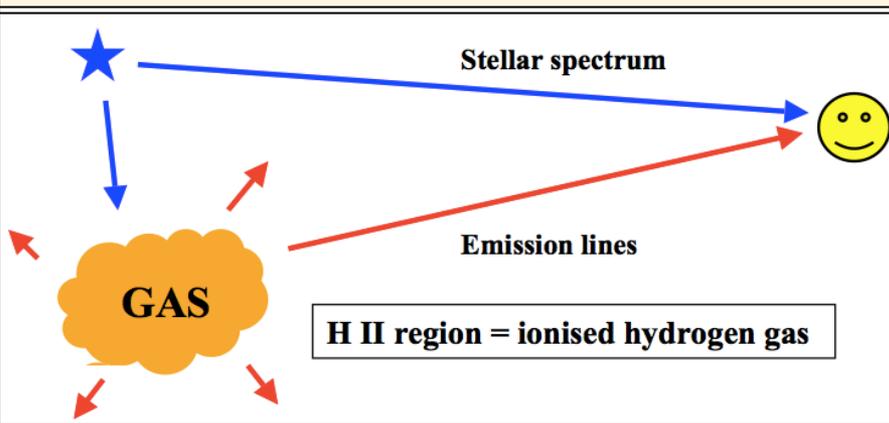
Main features of the continuum:

4000 Å-break, Balmer-break & Lyman-break

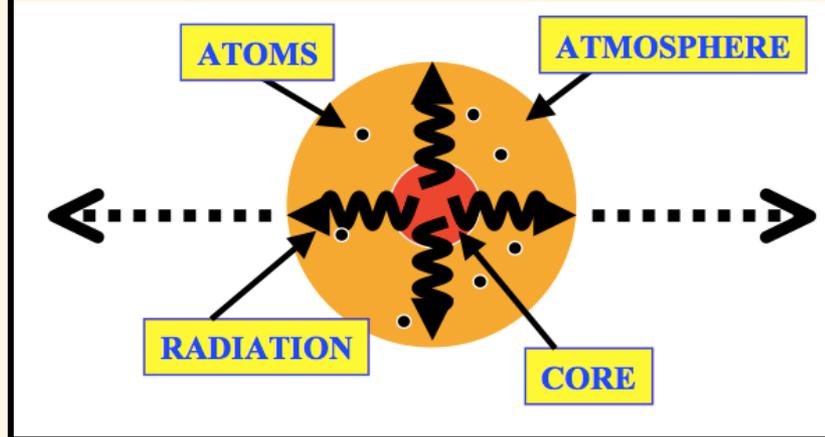


Continuum: the combination of many Black-Body spectra spanning a range in temperatures
 → this produces a fairly flat overall spectrum.

Raies en émission: Hot (high-mass) young stars ionise nearby gas → emits at specific λ as the free electrons *recombine*.



Raies d'absorption: Atoms/Molecules in a star's atmosphere absorb light at specific wavelengths

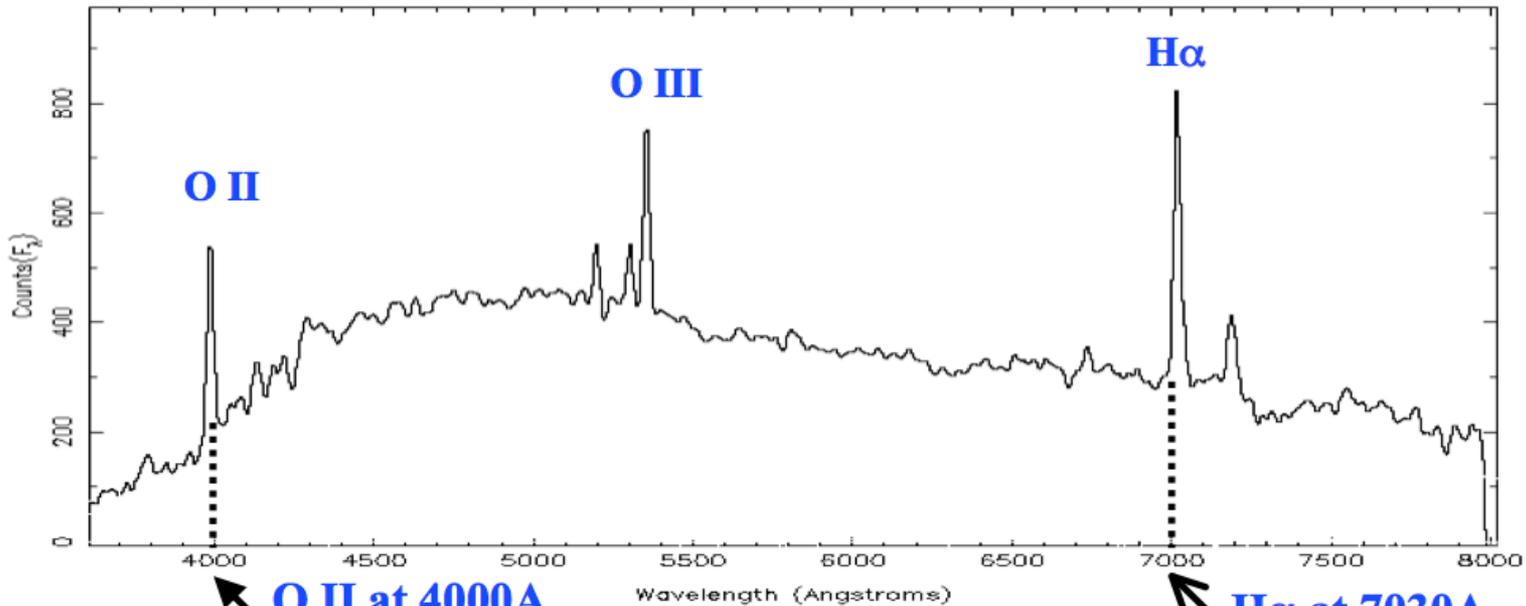


Dynamique

Décalage vers le rouge: vitesse d'expansion → distance

Elargissement des raies: dynamique interne → masse dynamique du système, σ_v .

Spectre 2D: courbe de rotation (forme de S) → disque, v_{rot} → masse dynamique



$$v = c \left(\frac{\lambda_{\text{OBS}} - \lambda_{\text{LAB}}}{\lambda_{\text{LAB}}} \right)$$

(3727Å au repos)

$$= (3 \times 10^5 \text{ km/s}) \left(\frac{4000 - 3727}{3727} \right) = 21,974 \text{ km/s}$$

$$v = c \left(\frac{467}{6563} \right) = 21,500 \text{ km/s}$$

(6563Å au repos)

GALAXY IS MOVING AWAY AT ABOUT 21,750 km/s

Typical Spectral features

Absorption:

Ca(H)	3933.7Å
Ca(K)	3968.5Å
G-band	4304.4Å
Mg	5175.3Å
Na	5894.0Å

Emission:

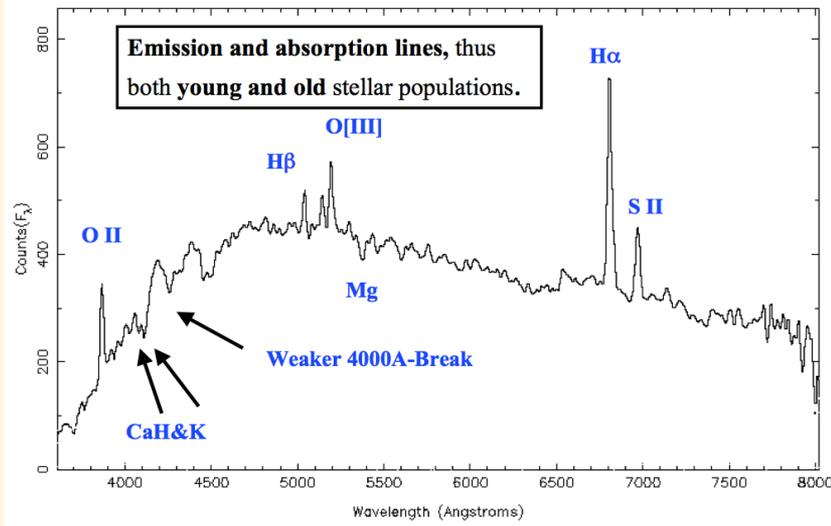
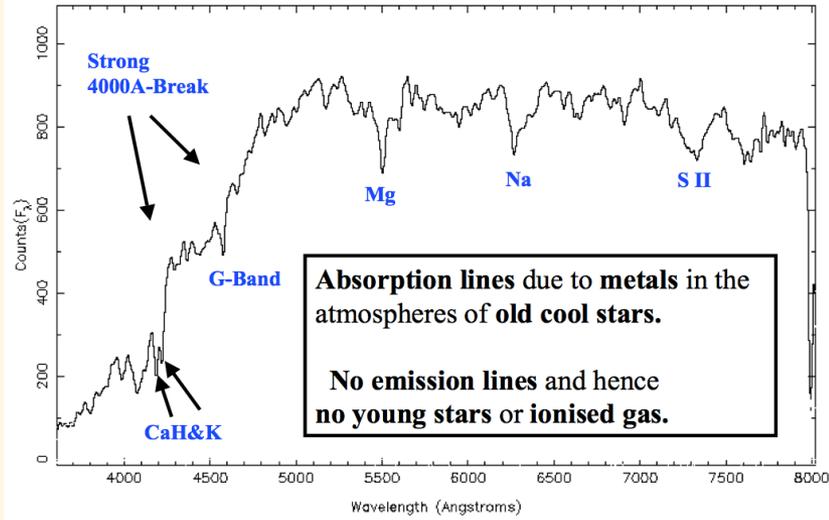
[OII]	3727.3Å
H δ	4102.8Å
H γ	4340.0Å
H β	4861.3Å
[OIII]	4959.0Å
[OIII]	5006.8Å
H α	6562.8Å
S II	6716.0Å

Å = Angstrom = 0.1 nm = 10^{-10} m

Brackets (e.g. [OIII]):

raies interdites, “forbidden lines”, emitted only at very low gas densities.

No bracket: recombination lines



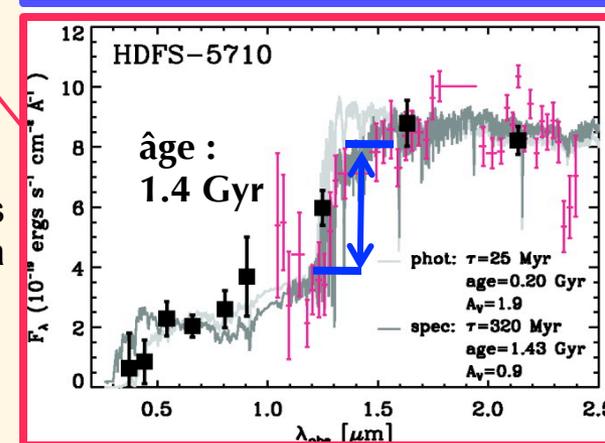
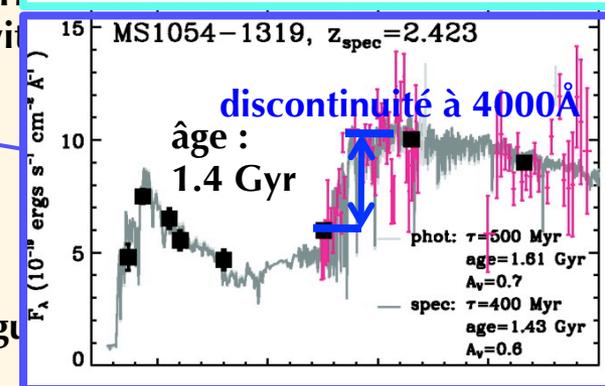
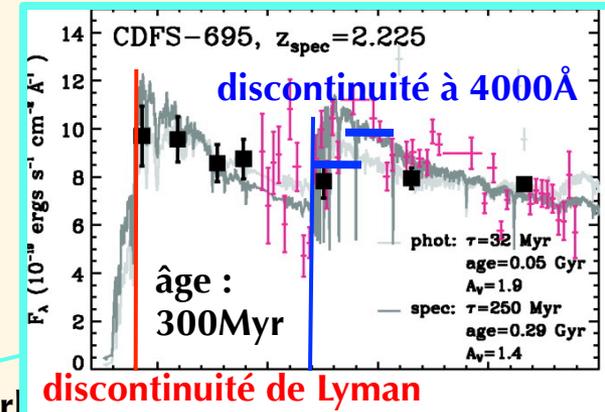
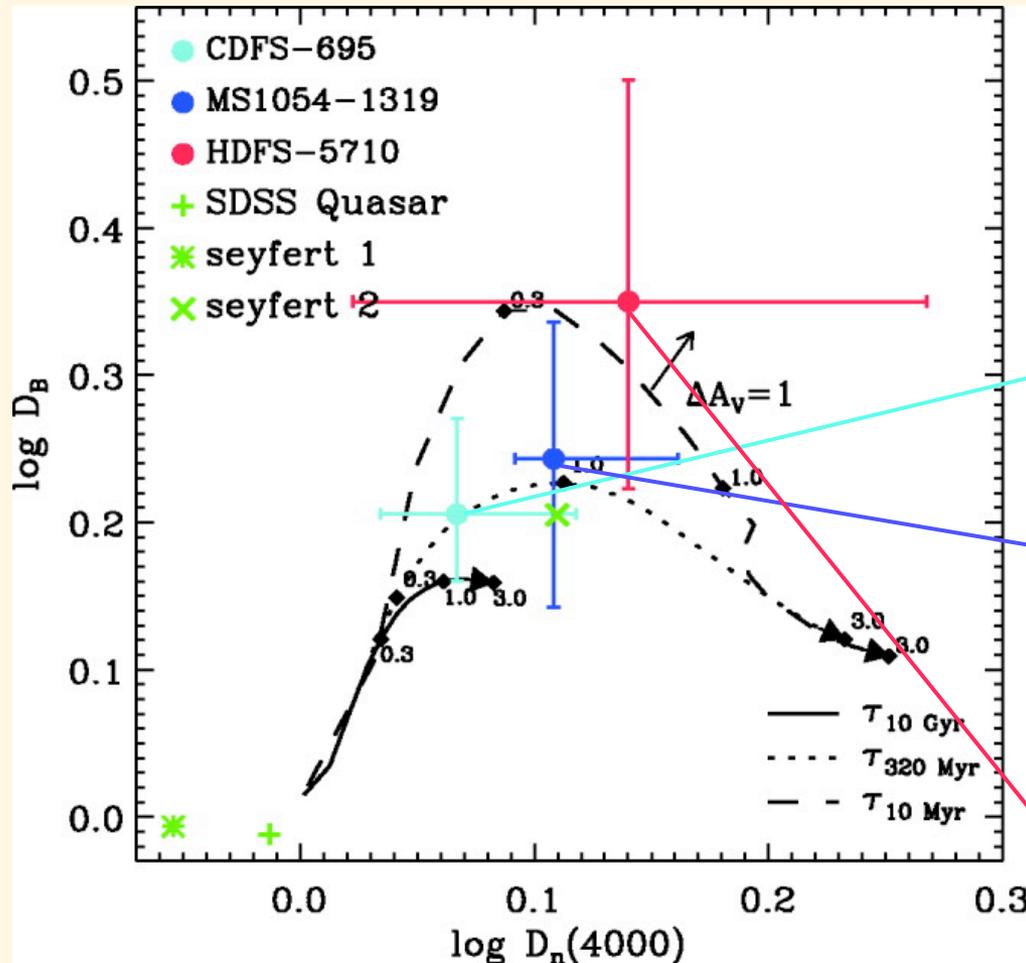
The Balmer break and the 4000 Å break are often treated as one feature, due to their similar locations and the fact that they partially overlap. However, the breaks originate from different physical processes and behave differently as populations age. Both breaks are due to absorption in the atmosphere of stars.

The 4000 Å break arises because of an accumulation of absorption lines of mainly ionized metals. As the opacity increases with decreasing stellar temperature, the 4000 Å break gets larger with older ages, and it is largest for old and metal-rich stellar populations. The metallicity is of minor influence for populations with ages less than 1 Gyr (Bruzual & Charlot 2003).

→Bruzual A. (1983) proposed $D(4000)$, which measures the ratio of the average flux density F_ν in the bands 4050–4250 Å and 3750–3950 Å around the break. Because of the broad regions, this index is fairly sensitive to reddening by dust. To reduce this effect, Balogh et al. (1999) defined a new index $D_n(4000)$ that was based on smaller continuum regions (4000–4100 and 3850–3950 Å).

The Balmer break at 3646 Å marks the termination of the hydrogen Balmer series and is strongest in A-type stars. Therefore, the break strength does not monotonically increase with age, but reaches a maximum in stellar populations of intermediate ages (0.3–1Gyr). The strength of the Balmer sequence can be best measured from the individual Balmer lines, such as H δ .

Discontinuité de Balmer (Balmer break) et discontinuité à 4000 Å (D4000, 4000Å break)



early (with) Irregu

Kriek +2006. The small black diamonds and the corresponding values indicate the age in units of Gyr. The effect of attenuation is indicated as a vector in the plot.

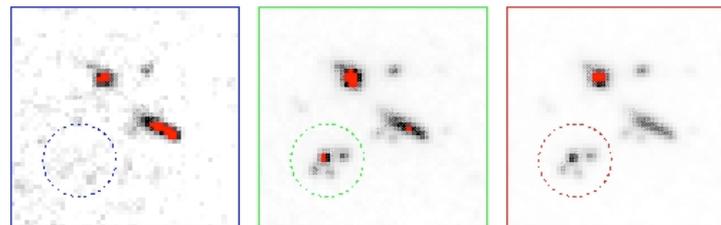
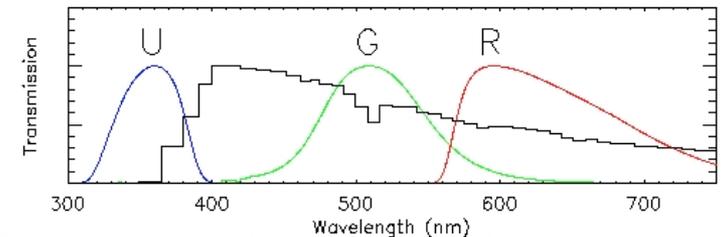
Discontinuité de Lyman (Lyman-break)

Hydrogen is ionized by photons with: $E > 13.6 \text{ eV}$ or $\lambda < 912 \text{ \AA}$
 $1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-19} \text{ J}$; $E = h\nu = hc/\lambda$.

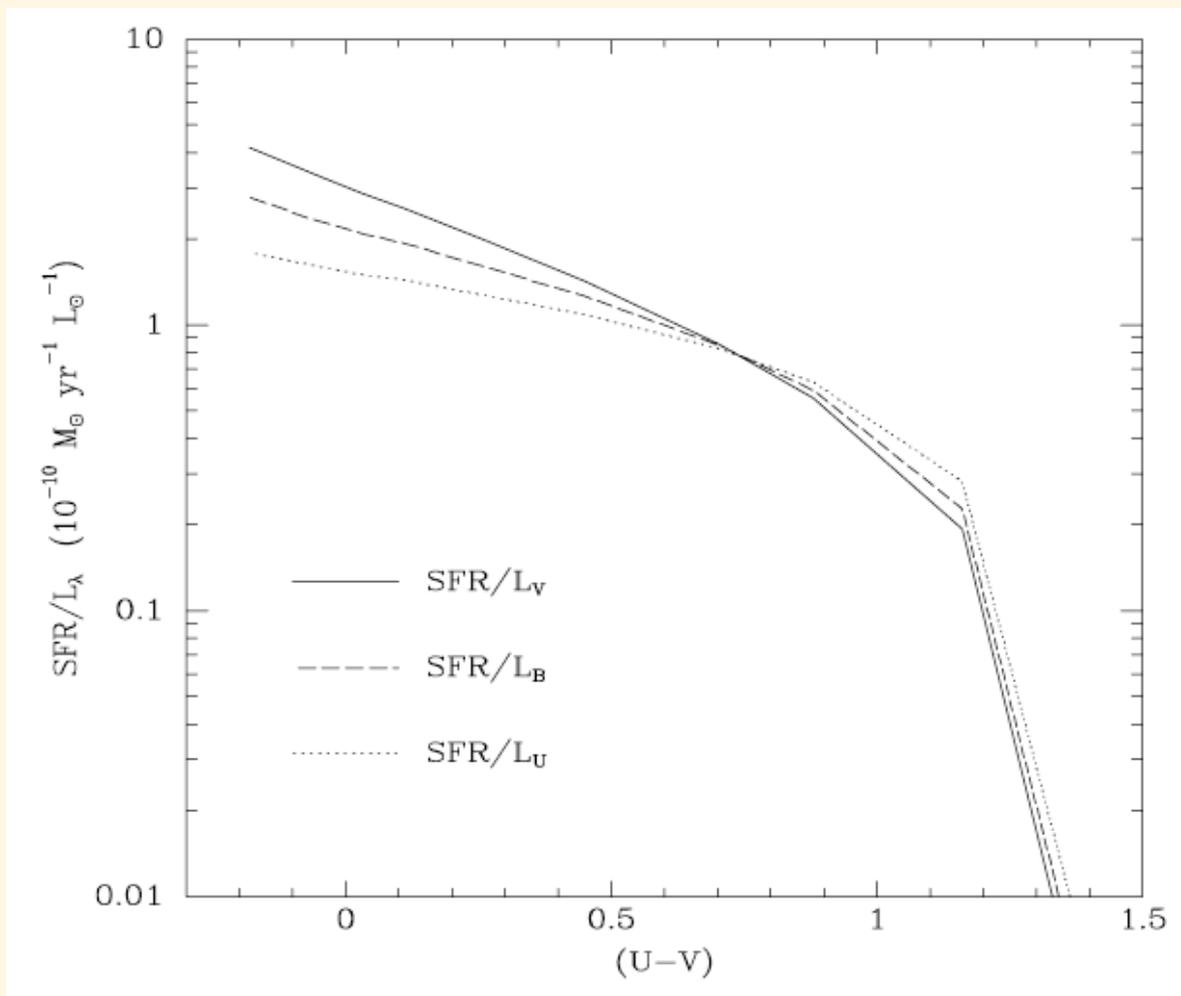
Very little flux is emitted from the blue side of the Lyman-limit since:

1. very few stars are hot enough to produce so energetic photons
2. photons from the blue side of the Lyman-limit can ionise neutral hydrogen (the definition of the Lyman-limit) and hence stand a good chance of being absorbed
3. such photons may also be absorbed by hydrogen clouds along the line of sight from the galaxy to the earth (mainly in the Ly- α resonance line).

Lyman-Break Galaxies : selected by deep imaging in 3 broad band filters (**U**ltra-violet, **G**reen, and **R**ed). Star-forming galaxies at redshifts $z > 2.5$ will be very faint or absent in the **U**-filter which is sensitive to flux from the blue side of the Lyman-limit in the restframe of the galaxy.



SFR et bandes larges, couleur



SFR/L dépend plus de la couleur que de la bande choisie

Courbes réalisées à partir du modèle de populations stellaires de Kennicutt et al 94

Mais nombreuses incertitudes dues à l'extinction, l'âge, la métallicité ou même l'histoire passée de formation d'étoiles (Larson & Tinsley 1978)

Propriétés des étoiles sur la séquence principale

Spectral type	Mass (M_{\odot})	Luminosity (L_{\odot})	Effective temperature (K)	$B-V$	$U-B$	M_V
O5	60	790000	44500	-0.33	-1.19	-5.7
O6	37	420000	41000	-0.33	-1.17	-5.5
O8	23	170000	35800	-0.32	-1.14	-4.9
B0	18	52000	30000	-0.30	-1.08	-4.0
B3	7.6	1900	18700	-0.20	-0.71	-1.6
B5	5.9	830	15400	-0.17	-0.58	-1.2
B8	3.8	180	11900	-0.11	-0.34	-0.2
A0	2.9	54	9520	-0.02	-0.02	0.6
A5	2.0	14	8200	0.15	0.10	1.9
F0	1.6	6.5	7200	0.30	0.03	2.7
F5	1.4	2.9	6440	0.44	-0.02	3.6
G0	1.05	1.5	6030	0.58	0.06	4.4
G2 (Sun)	1.00	1.0	5780	0.64	0.16	4.8
G5	0.92	0.79	5770	0.68	0.20	5.1
K0	0.79	0.42	5250	0.81	0.45	5.9
K5	0.67	0.15	4350	1.15	0.98	7.4
M0	0.51	0.077	3850	1.40	1.22	8.8
M2	0.40	0.045	3580	1.49	1.18	9.9
M5	0.21	0.011	3240	1.64	1.24	12.3

Mesurer la formation d' étoiles dans les galaxies

Paramètres fondamentaux:

- Durée de vie des étoiles = $\tau (M_*)$

$\tau(0.8M_{\odot}) \sim 25 \text{ Gyr}$, $\tau(1M_{\odot}) \sim 10 \text{ Gyr}$, $\tau(5M_{\odot}) \sim 100 \text{ Myr}$, $\tau(10M_{\odot}) \sim 20 \text{ Myr}$

$\tau(\text{seq.principale}) \sim 10 \text{ Gyr} (M/M_{\odot})^{-2.5}$

- Distribution en masse des étoiles au moment de leur naissance
(IMF = initial mass function, fonction de masse initiale)
- Taux de formation d'étoiles (SFR = star formation rate)

Les indicateurs de formation d' étoiles:

- Luminosité dans l' ultra-violet: idéal 1250-2500 Å, ces photons ne sont pas assez énergétiques pour ioniser l' H, mais suffisamment pour être peu contaminés par les étoiles vieilles. La population qui domine a $>5M_{\odot}$ et donc $<100 \text{ Myr}$.

$\text{SFR} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 1.4 \times 10^{-28} L_{\nu} (\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1})$, en L_{ν} car $L_{\nu} \sim \text{constant}$ dans l' UV

(Kennicutt 1998)

Emission de l'ISM: raies en émission et régions HII

Les raies en émission des galaxies sont produites par le milieu interstellaire ionisé. La source d'ionisation est généralement constituée par les étoiles jeunes et massives, mais aussi parfois un noyau actif de galaxie (AGN), i.e. un trou noir supermassif accrétant de la matière interstellaire, ou encore le passage d'une onde de choc, produite par une supernova, par exemple. Ces régions d'H ionisé sont appelées régions HII et le volume qui les contient une sphère de Strömngren. Les raies de Balmer comme H α , H β , H γ sont très fortes.

Raies de recombinaison des régions HII:

$$E_{\infty} - E_1 = 13.6 \text{ eV} \rightarrow \lambda = 912 \text{ \AA}$$

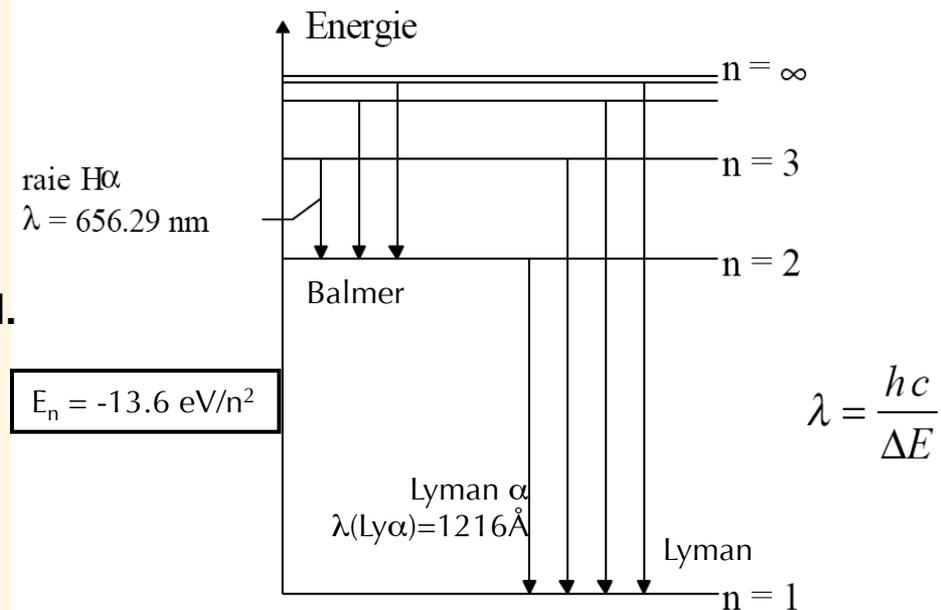
Les photons de $\lambda < 912 \text{ \AA}$ ionisent l'H

On parle alors de HII (=H⁺) par opposition à HI.

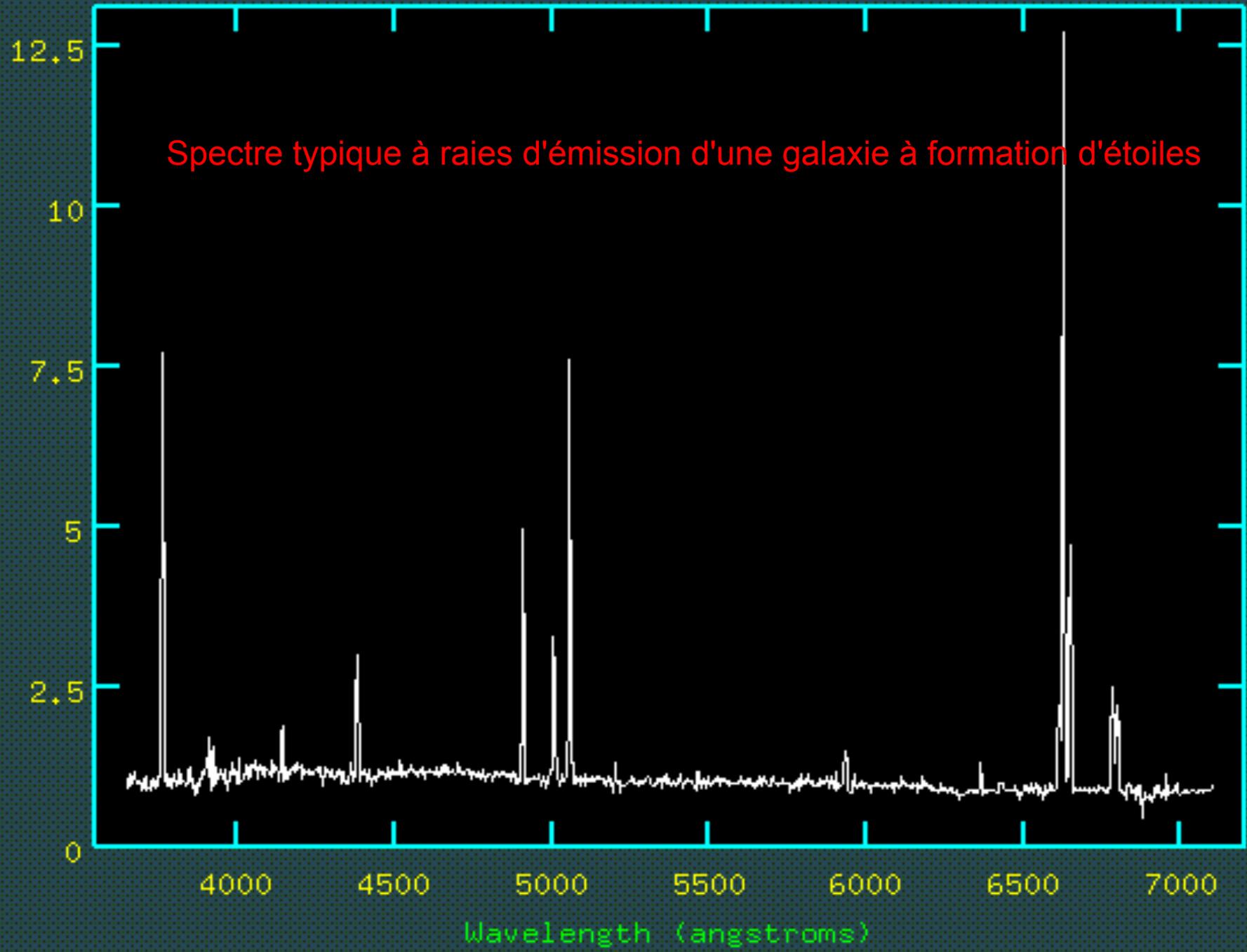
$$h = 6.626 \times 10^{-34} \text{ J.s} = \text{constante de Planck}$$

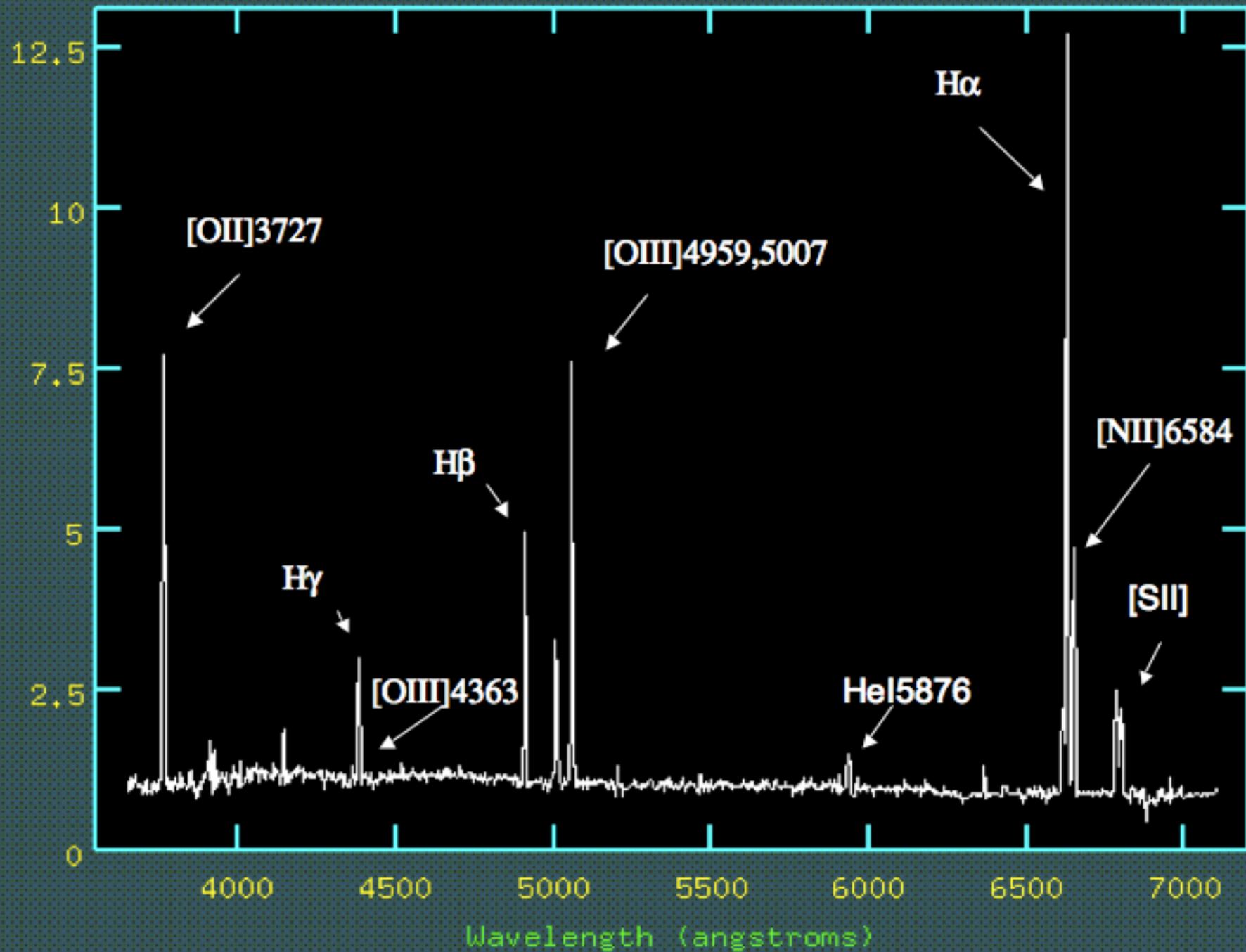
$$c = 2.998 \times 10^8 \text{ m.s}^{-1}$$

$$1 \text{ eV} = 1.6 \times 10^{-19} \text{ J}$$



Spectre typique à raies d'émission d'une galaxie à formation d'étoiles





Liste des raies que l'on peut trouver dans un spectre (Å)

1. Lyman break 912 Å	20. NeV 3346	40. HeII 4540	60. OI 5577
2. CIII 977	21. NeV 3426	41. MgI 4571	61. OV 5590
3. [OV] 1033.84	22. [OII] 3726	42. NV 4611	62. CVI 5805
4. Lyα 1215.16	23. [OII] 3729	43. NIII/CIII 4640	63. NaID 5893.
5. NV 1240.13	24. H12 3750	44. FeIII 4658	64. OI _t 6300.3
6. SiII 1263	25. H11 3771	45. HeII _{4_3} 4685.7	65. OI _t 6363.8
7. OI+SiII 1304.50	26. H10 3798	46. NeIV 4725	66. [NII] 6548.1
8. CII 1334.5	27. H9 3835	47. HeII _{8_4} 4859.3	67. Hα 6562.8
9. [SiIV+OIV] 1399.68	28. NeIII 3868	48. Hβ 4861.3	68. [NII] 6583.4
10. NIV 1487	29. H8+HeI 3889	49. NV 4933	69. [SII] 6716.4
11. CIV 1549.06	30. CaIIH 3933.7	50. N 4949	70. [SII] 6730.8
12. HeII 1640.43	31. CaIHK 3968.468	51. [OIII] 4958.9	71. FeI 7155
13. [OIII] 1663.99	32. H7+NeIII 3967.5	52. [OIII] 5006.9	72. CaI 7291
14. [NIII] 1750	33. N 4058	53. Fe5015 5015.	73. CaI 7324
15. AlIII 1857	34. Hδ 4101.7	54. FeI 5159	74. OII _{redt} 7320,30
16. [CIII] 1908.73	35. GB 4300.	55. MgII _b 5174.0	75. OI 7774
17. NeIV 2424	36. Hγ 4340.5	56. Fe5270 5270.	76. CaI 8498
18. MgII 2798.74	37. OII _{lt} 4363.2	57. OVI 5282	77. CaI 8542
19. NeV 2973	38. Fe4383 4383.	58. Fe5335 5335.	78. CaI 8662
	39. Fe4351 4351.	59. HeII _{7_4} 5411.5	

Mesure observationnelle du taux de formation d'étoiles

- la couleur d'une galaxie reflète l'âge moyen de sa population stellaire
- la forme du continu spectral résulte de son taux de formation d'étoiles moyenné dans le temps
- l'intensité de la raie $H\alpha$, mesure la quantité de photons ionisants principalement issus des étoiles $M \geq 10 M_{\odot}$, dont la durée de vie est ≤ 20 Myr. Elle mesure donc l'intensité actuelle de formation d'étoiles
- l'intensité de l'émission en UV est dominée par les étoiles $M \geq 5 M_{\odot}$, de durée de vie ≤ 100 Myr. Donc aussi une mesure quasi-instantanée de la formation stellaire mais sur une durée supérieure à $H\alpha$
- l'extinction par la poussière absorbe une partie des photons $H\alpha$, mais aussi des photons ionisants avant émission $H\alpha$, et des photons UV. Pour les galaxies les plus actives, la concentration du gaz interstellaire est telle que la majorité de la lumière des étoiles massives est absorbée et réémise dans l'infrarouge moyen à lointain, qui fournit donc aussi une mesure de la formation stellaire quasi-instantanée.
- la raie interdite $[OII]$ est aussi une mesure du flux ionisant mais polluée par la quantité de métaux dans la galaxie

Raies de recombinaison

Selon la physique quantique, lorsqu'un électron atteint une orbite supérieure, i.e. un "état excité", il devrait pouvoir y rester infiniment !... Mais l'électro-dynamique quantique prend en compte le dipôle constitué par le noyau et l'électron et favorise la désexcitation de l'électron vers des niveaux inférieurs pour minimiser l'énergie.

Le coefficient d'émission spontanée (coefficient d'Einstein) de l'H est très fort, $A=10^6 \text{ s}^{-1}$ (proba. de désexcitation), i.e. un temps caractéristique du millionième de seconde.

Raies interdites

La première fois qu'on a observé ces raies dans des spectres de nébuleuses planétaires dans les années 1860, on ne les a pas reconnues et on a pensé qu'il s'agissait d'un nouvel élément qui fut baptisé "nébulium". Au début du XXème siècle, Ira Bowen trouva la réponse.

Cette désexcitation est associée à des temps caractéristiques longs pour les « métaux » dont les électrons peuvent occuper des états métastables sous l'effet de rayonnements ou de collisions, avec des durées de l'ordre de la milli-seconde à la seconde. On parle de transitions interdites car sur Terre les densités sont si élevées que les collisions ne laissent pas le temps à cette transition de se produire avant que l'électron soit déplacé lors d'une collision ou que celle-ci récupère l'excès d'énergie. En comparaison, si une collision se produit, elle va induire une désexcitation de l'électron en moins d'une μ -seconde. Mais dans les plasmas astrophysiques, les densités sont très faibles et ce sont les transitions interdites qui dominent tant que la densité est <100 millions d'atomes / cm^3 . Dans le cas du HI 21 cm, la désexcitation est induite par collision car il faudrait sinon attendre 10 millions de secondes, dans le cas de [OIII] ou [NII], elle est la plupart du temps spontanée.

Les raies de transition interdites sont désignées par des crochets: e.g. azote ([N II] à 6548 et 6584 Å), soufre ([S II] à 6716 et 6731 Å), oxygène ([O II] à 3727 Å, et [O III] à 4959 et 5007 Å).

Rayonnement de l'hydrogène dans l'ISM

- lorsqu'un électron libre se recombine, il produit un photon >13.6 eV.
- à des telles énergies, les photons sont efficacement absorbés par l'H neutre: section efficace = $6.3 \times 10^{-18} \text{ cm}^{-2}$.
- il suffit de quelques atomes d'H neutre pour que la région soit optiquement épaisse, donc même les régions très fortement ionisées sont dans ces conditions, i.e. même les régions HII
- on appelle ce cas optiquement épais le cas B de recombinaison
- l'autre cas, le cas A, est optiquement mince et correspond aux photosphères stellaires ou au milieu intergalactique où les températures sont $T > 10^6$ K.
- comme tous les photons >13.6 eV sont absorbés (très faible "escape fraction", mais non négligeable à grand z car ce sont ces photons qui produisent la réionization), seuls comptent les photons à <13.6 eV dans le bilan.
- la production de photons dépend de la radiation spontanée des niveaux électroniques (coefficient d'Einstein $A_{n'l',nl}$ de n',l' vers n,l) et de la radiation produite par les électrons qui se recombinent ($\alpha_{nL}(T)$ où T définit la vitesse et donc l'énergie cinétique des électrons)
- on calcule que le rapport de densités de flux Ha sur Hb est: $F_I(H_\alpha)/F_I(H_\beta)=2.86$
- La densité de flux $F_\lambda(H_\alpha)$ est directement reliée au rayonnement des étoiles, c-a-d la quantité de lumière rayonnée et sa dureté, elle-même définie par la température et donc l'âge et la masse des étoiles, qui peut être définie pour une population stellaire donnée d'où: $\text{SFR} = 7.9 \times 10^{-42} L(H_\alpha)$ (ergs s^{-1})

Relation taux de formation d'étoiles et observables: H α et OII

UV 1500-2800Å: L_v constante sur ce domaine de fréquences, on calibre donc le SFR en luminosité monochromatique:

$$\text{SFR}_{\text{UV}} = 1.4 \times 10^{-28} L_v^{\text{UV}} \text{ (ergs s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}\text{)}$$

mais comme l'émission UV est dominée par les étoiles $>5M_{\odot}$ de durée de vie <100 Myr, cette conversion n'est valable que pour une formation d'étoiles continue s'étalant sur au moins 100 Myr.

Pour un burst de moins de 9 Myr, le SFR est 57% plus faible !

IR 8-1000 μm : the absorbed UV part is fully reradiated in the mid to far IR, hence one can estimate similarly the IR SFR:

$$\text{SFR}_{\text{IR}}^{8-1000\mu\text{m}} = 4.5 \times 10^{-44} L^{8-1000\mu\text{m}} \text{ (ergs s}^{-1}\text{)} = 1.72 \times 10^{-10} \times L_{\text{IR}}^{8-1000\mu\text{m}} (L_{\odot})$$

Total SFR: $\text{SFR} = \text{SFR}_{\text{UV}} + \text{SFR}_{\text{IR}}^{8-1000\mu\text{m}}$

H α (6563Å): l'intensité de la raie H α , mesure la quantité de photons ionisants principalement issus des étoiles $M \geq 10 M_{\odot}$, dont la durée de vie est ≤ 20 Myr. Elle mesure donc l'intensité actuelle de formation d'étoiles et la calibration est donc indépendante de l'histoire de la formation d'étoiles:

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} = 7.9 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha} \text{ (ergs s}^{-1}\text{)}$$

[OII](3727Å): [OII] n'est pas uniquement sensible au flux de photons ionisants, elle dépend aussi de la métallicité et du taux d'ionisation du gaz, de plus elle est à plus courte λ et souffre donc de plus d'extinction mais pouvant être observée dans le visible jusqu'à $z \sim 1.6$, elle a été utilisée comme indicateur de formation d'étoiles:

$$\text{SFR}_{[\text{OII}]} = 1.4 \times 10^{-41} L_{[\text{OII}]} \text{ (ergs s}^{-1}\text{)}$$

Relation taux de formation d'étoiles et observables: H α et OII

Le taux de formation d'étoiles (SFR, star formation rate) et la luminosité H α sont reliés par :

$$\text{SFR} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha) (\text{ergs s}^{-1}) = 1.08 \times 10^{-53} Q(H^0) (\text{s}^{-1}).$$

où $Q(H^0)$ est la luminosité des photons ionisants. Ce calcul correspond au cas B de recombinaison avec une température électronique de 1000K. Pour la raie Brackett γ , le coefficient de conversion est 8.2×10^{-40} et l'on peut dériver les autres coefficients (Pa α ,...).

Au-delà de $z \sim 0.5$, la raie H α (6563Å) est redshiftée dans l'IR proche et l'on utilise généralement la raie H β (4861Å), plus faible qui souffre de la présence d'absorption H β stellaire à la même λ .

Une autre raie forte est la raie interdite (doublet) de OII(3727Å)

$$\text{SFR} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = (1.4 \pm 0.4) \times 10^{-41} L[\text{OII}] (\text{ergs s}^{-1})$$

Les raies de transition interdites sont désignées en plaçant entre crochets, e.g. les raies interdites de l'azote ([N II] à 6548 et 6584 Å), du soufre ([S II] à 6716 et 6731 Å) et de l'oxygène ([O II] à 3727 Å, et [O III] à 4959 et 5007 Å). Dans le milieu interstellaire de faible densité, les collisions ne sont pas assez courantes pour provoquer des désexcitations des niveaux excités méta-stables et les transitions « interdites » car peu probables en laboratoire, deviennent dominantes.

Mais [OII] n'est pas uniquement sensible au flux de photons ionisants, elle dépend aussi de la métallicité et du taux d'ionisation du gaz, de plus elle est à plus courte λ et souffre donc de plus d'extinction mais pouvant être observée dans le visible jusqu'à $z \sim 1.6$, elle a été utilisée comme indicateur de formation d'étoiles.

Définition de la métallicité/abondance

Abondance en masse:

$$X = (\text{masse d'H}) / (\text{masse totale})$$

$$X_{\odot} = 0.715 \Rightarrow \text{métallicité}$$

$$Y = (\text{masse d'He}) / (\text{masse totale})$$

$$Y_{\odot} = 0.27$$

La valeur primordiale : $Y_p = M_{\text{He}} / M_{\text{totale}} = 0.24$, donc **DY=0.04** générés par les étoiles.

$$Z = (\text{masse } > \text{H, He}) / (\text{masse totale})$$

$$Z_{\odot} = 0.02 \Rightarrow 0.0142 \text{ métallicité solaire}$$

(Asplund +2009, ARAA)

$[\alpha/\text{Fe}]$ = éléments α produits lors de la nucléosynthèse explosive des Supernovae de type II (étoiles plus massives que $8 M_{\odot}$) par capture de noyaux d'Hélium, dits noyaux α . Ces éléments sont : C, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti

Métallicité en nombre:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = 0 \Rightarrow \text{métallicité solaire}$$

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left(\frac{n(\text{Fe})}{n(\text{H})} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{n(\text{Fe})}{n(\text{H})} \right)_e$$

$$[\text{O}/\text{Fe}] = \log_{10} \left(\frac{n(\text{O})}{n(\text{Fe})} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{n(\text{O})}{n(\text{Fe})} \right)_e$$

Métallicité:

$12 + \log_{10}(\text{O}/\text{H})$ qui vaut 8.69 pour le voisinage solaire

Abondance en masse:

$X = (\text{masse d'H}) / (\text{masse totale})$

$X_{\odot} = 0.715 \Rightarrow$ métallicité

$Y = (\text{masse d'He}) / (\text{masse totale})$

$Y_{\odot} = 0.27$

La valeur primordiale : $Y_p = M_{\text{He}} / M_{\text{totale}} = 0.24$, donc **DY=0.04** générés par les étoiles.

$Z = (\text{masse } > \text{H, He}) / (\text{masse totale})$

$Z_{\odot} = 0.02 \Rightarrow 0.0142$ métallicité solaire

(Asplund +2009, ARAA)

Source	X	Y	Z	Z/X
Present-day photosphere:				
Anders & Grevesse (1989) ^a	0.7314	0.2485	0.0201	0.0274
Grevesse & Noels (1993) ^a	0.7336	0.2485	0.0179	0.0244
Grevesse & Sauval (1998)	0.7345	0.2485	0.0169	0.0231
Lodders (2003)	0.7491	0.2377	0.0133	0.0177
Asplund, Grevesse & Sauval (2005)	0.7392	0.2485	0.0122	0.0165
Lodders, Palme & Gail (2009)	0.7390	0.2469	0.0141	0.0191
Present work	0.7381	0.2485	0.0134	0.0181
Protosolar:				
Anders & Grevesse (1989)	0.7096	0.2691	0.0213	0.0301
Grevesse & Noels (1993)	0.7112	0.2697	0.0190	0.0268
Grevesse & Sauval (1998)	0.7120	0.2701	0.0180	0.0253
Lodders (2003)	0.7111	0.2741	0.0149	0.0210
Asplund, Grevesse & Sauval (2005)	0.7166	0.2704	0.0130	0.0181
Lodders, Palme & Gail (2009)	0.7112	0.2735	0.0153	0.0215
Present work	0.7154	0.2703	0.0142	0.0199

Métallicité: $12 + \log_{10}(X/H)$

Z	Element	Photosphere	Meteorites	Z	Element	Photosphere	Meteorites
1	H	12.00	8.22 ± 0.04	44	Ru	1.75 ± 0.08	1.76 ± 0.03
2	He	[10.93 ± 0.01]	1.29	45	Rh	0.91 ± 0.10	1.06 ± 0.04
3	Li	1.05 ± 0.10	3.26 ± 0.05	46	Pd	1.57 ± 0.10	1.65 ± 0.02
4	Be	1.38 ± 0.09	1.30 ± 0.03	47	Ag	0.94 ± 0.10	1.20 ± 0.02
5	B	2.70 ± 0.20	2.79 ± 0.04	48	Cd		1.71 ± 0.03
6	C	8.43 ± 0.05	7.39 ± 0.04	49	In	0.80 ± 0.20	0.76 ± 0.03
7	N	7.83 ± 0.05	6.26 ± 0.06	50	Sn	2.04 ± 0.10	2.07 ± 0.06
8	O	8.69 ± 0.05	8.40 ± 0.04	51	Sb		1.01 ± 0.06
9	F	4.56 ± 0.30	4.42 ± 0.06	52	Te		2.18 ± 0.03
10	Ne	[7.93 ± 0.10]	-1.12	53	I		1.55 ± 0.08
11	Na	6.24 ± 0.04	6.27 ± 0.02	54	Xe	[2.24 ± 0.06]	-1.95
12	Mg	7.60 ± 0.04	7.53 ± 0.01	55	Cs		1.08 ± 0.02
13	Al	6.45 ± 0.03	6.43 ± 0.01	56	Ba	2.18 ± 0.09	2.18 ± 0.03
14	Si	7.51 ± 0.03	7.51 ± 0.01	57	La	1.10 ± 0.04	1.17 ± 0.02
15	P	5.41 ± 0.03	5.43 ± 0.04	58	Ce	1.58 ± 0.04	1.58 ± 0.02
16	S	7.12 ± 0.03	7.15 ± 0.02	59	Pr	0.72 ± 0.04	0.76 ± 0.03
17	Cl	5.50 ± 0.30	5.23 ± 0.06	60	Nd	1.42 ± 0.04	1.45 ± 0.02
18	Ar	[6.40 ± 0.13]	-0.50	62	Sm	0.96 ± 0.04	0.94 ± 0.02
19	K	5.03 ± 0.09	5.08 ± 0.02	63	Eu	0.52 ± 0.04	0.51 ± 0.02
20	Ca	6.34 ± 0.04	6.29 ± 0.02	64	Gd	1.07 ± 0.04	1.05 ± 0.02
21	Sc	3.15 ± 0.04	3.05 ± 0.02	65	Tb	0.30 ± 0.10	0.32 ± 0.03
22	Ti	4.95 ± 0.05	4.91 ± 0.03	66	Dy	1.10 ± 0.04	1.13 ± 0.02
23	V	3.93 ± 0.08	3.96 ± 0.02	67	Ho	0.48 ± 0.11	0.47 ± 0.03
24	Cr	5.64 ± 0.04	5.64 ± 0.01	68	Er	0.92 ± 0.05	0.92 ± 0.02
25	Mn	5.43 ± 0.04	5.48 ± 0.01	69	Tm	0.10 ± 0.04	0.12 ± 0.03
26	Fe	7.50 ± 0.04	7.45 ± 0.01	70	Yb	0.84 ± 0.11	0.92 ± 0.02

Definitions

Metallicity = gas phase oxygen abundance

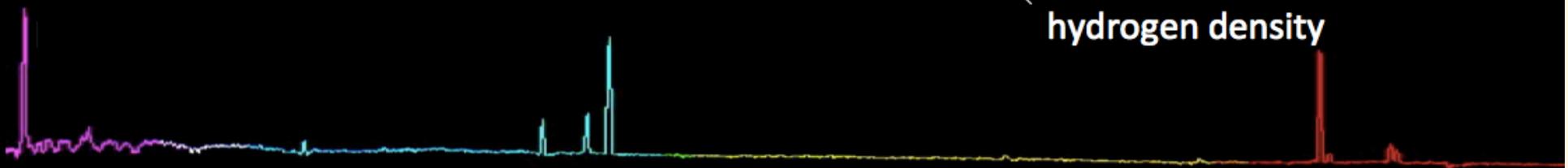
$$= \log \left(\frac{O}{H} \right) + 12$$

Ionization Parameter

$$q = \frac{S_H}{n_H} \quad (\text{cm/s})$$

H ionizing photons/Area/s

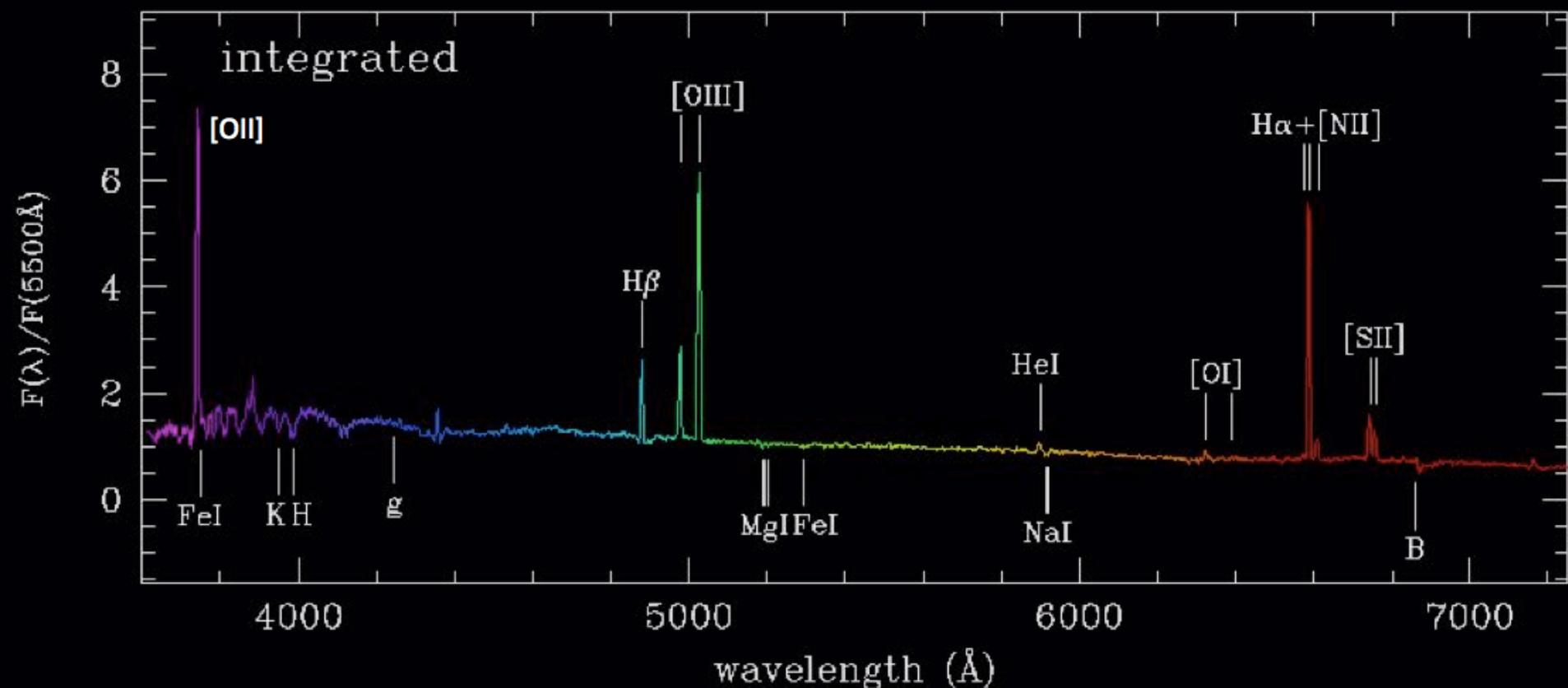
hydrogen density



How do we measure strong-line metallicities?

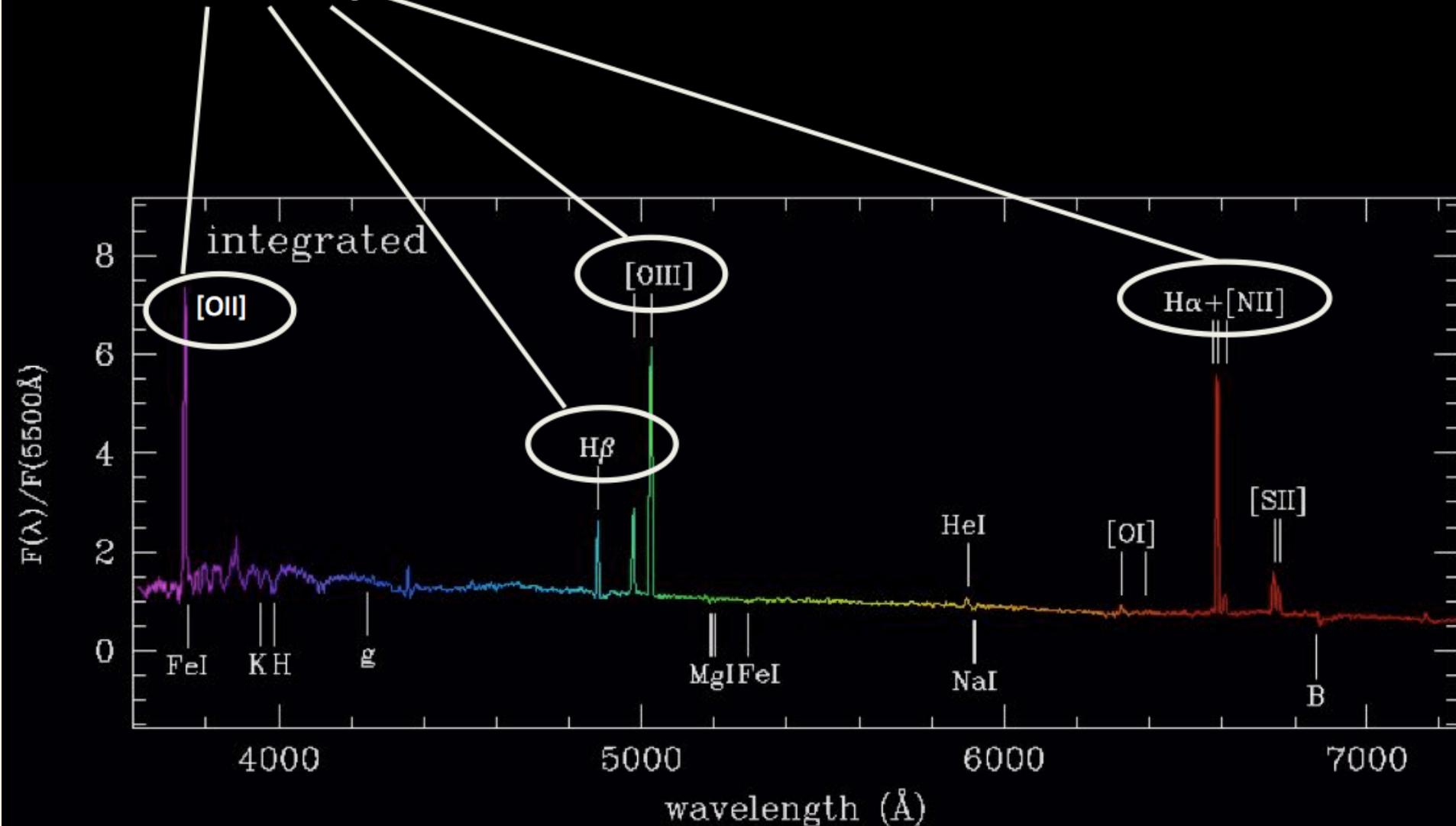
Metallicity Units: $\log(\text{O}/\text{H})+12$

solar = 8.69 (see Asplund 2009 Annual Review)

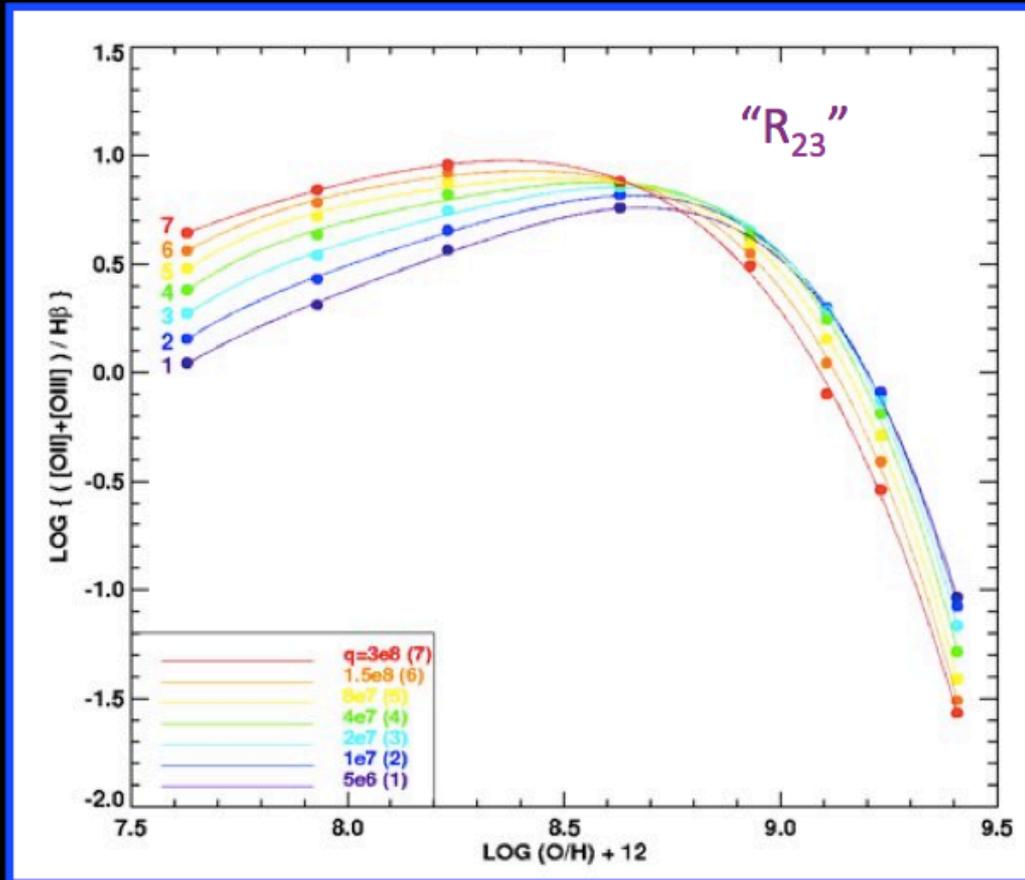


How do we measure strong-line metallicities?

- Metallicity sensitive emission lines



The R23 Diagnostic



Advantages:

- Strong Function of O/H
- Only uses blue lines (useful at high redshift)

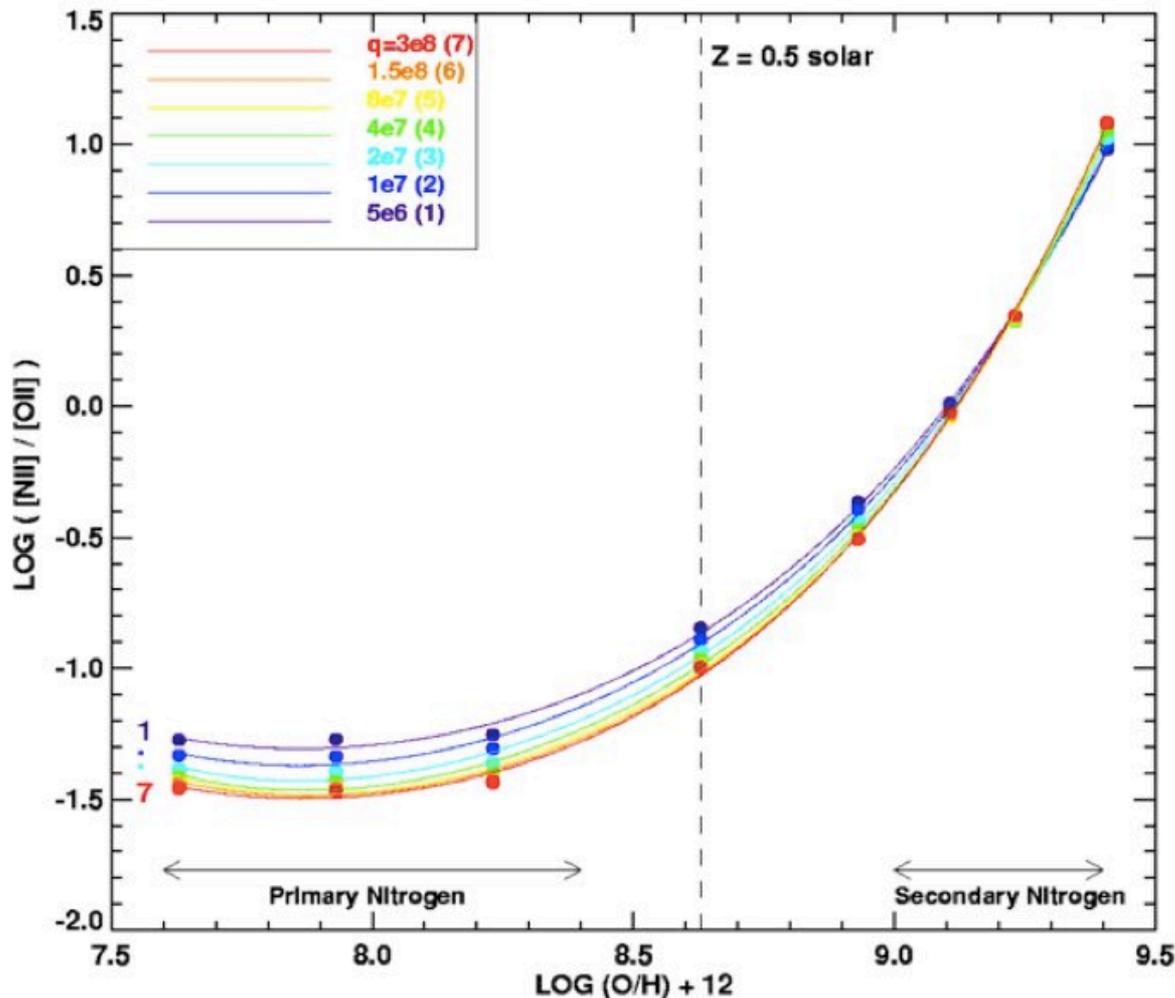
Disadvantages:

- Double valued – requires initial guess
- Sensitive to ionization parameter

Kewley & Dopita (2002, ApJS, 142, 35)

Also: Pagel (1979), McCall et al. (1985), ..., Skillman et al. (1989), McGaugh (1991), ..., Zaritsky et al. (1994), Charlot (2001), ...

The [NII]/[OII] Diagnostic



Advantages:

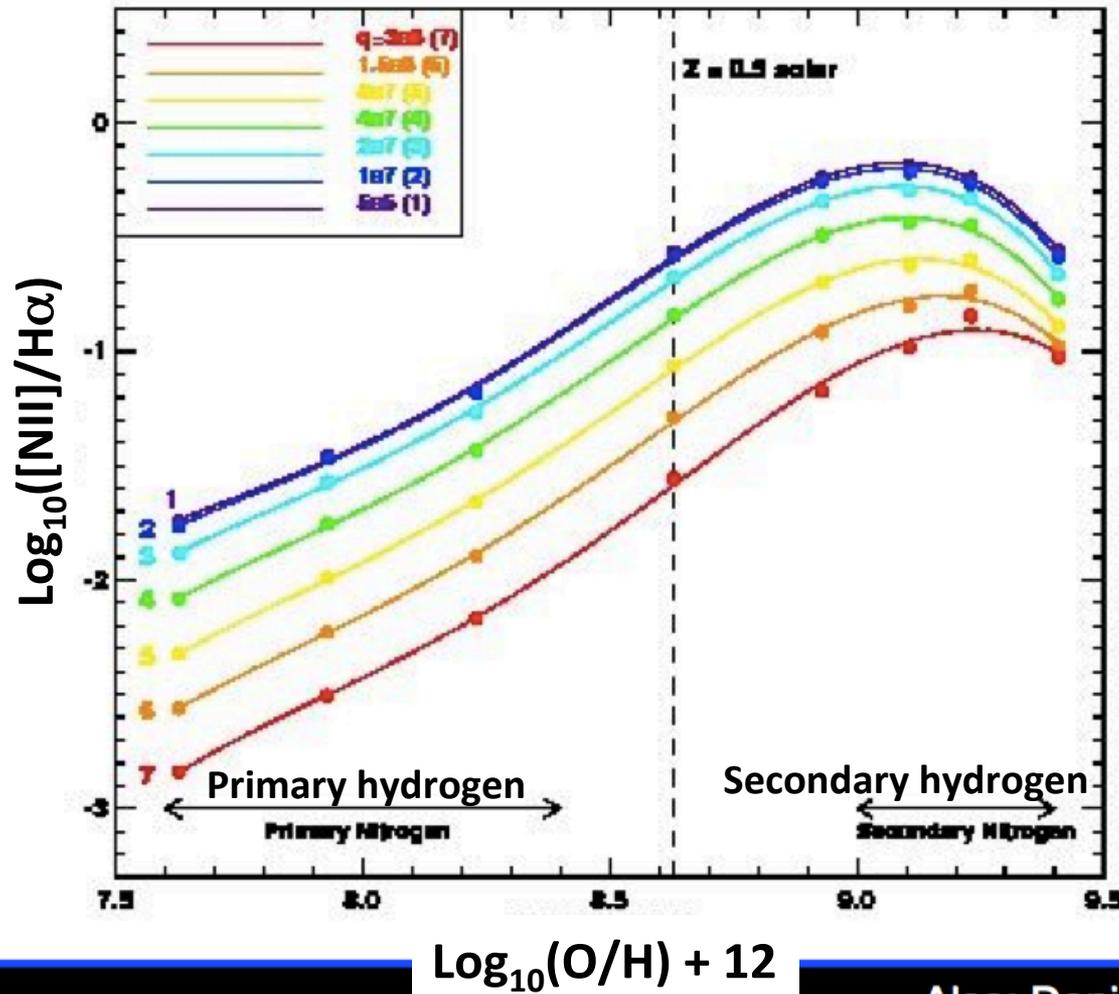
- Strong Function of O/H
- Insensitive to ionization parameter

Disadvantages:

- Sensitive to primary/secondary N prescription
- Requires accurate extinction correction
- Does not work for $\log([NII]/[OII]) < -1.2$

Kewley & Dopita (2002, ApJS, 142, 35)

The [NII]/H α Diagnostic



Advantages:

- Only uses red lines (useful at high redshift)
- Does not require extinction correction
- Does not require flux calibration

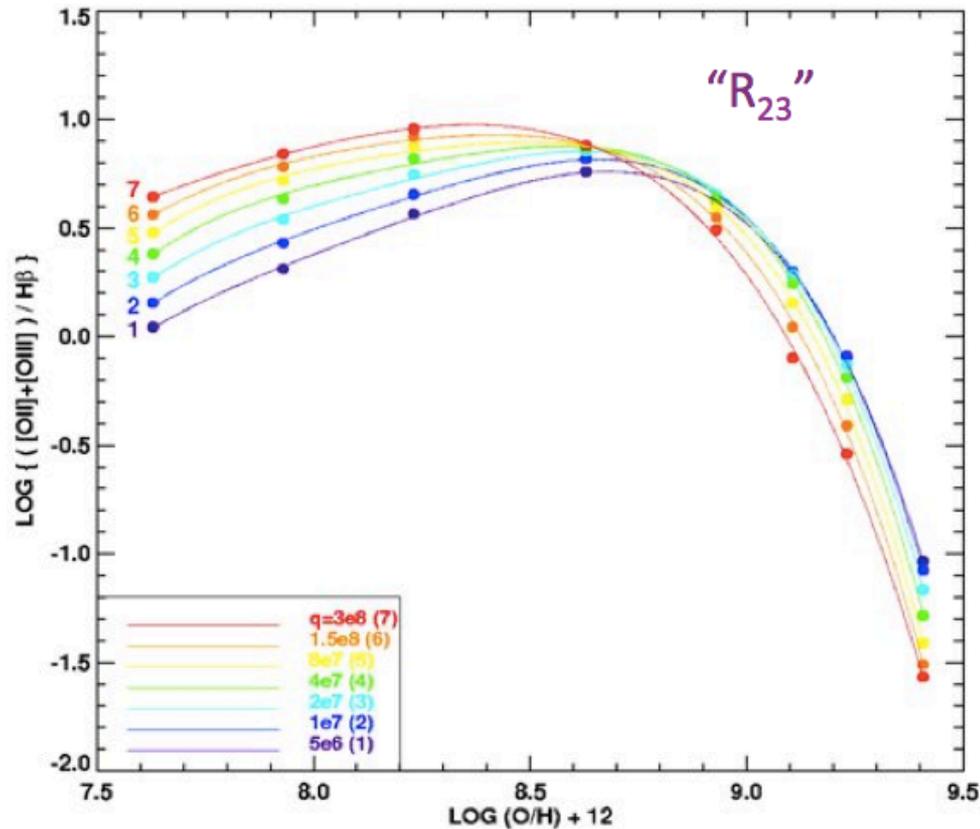
Disadvantages:

- Sensitive to ionization parameter
- Primary/secondary N dependence
- Double valued at high metallicities

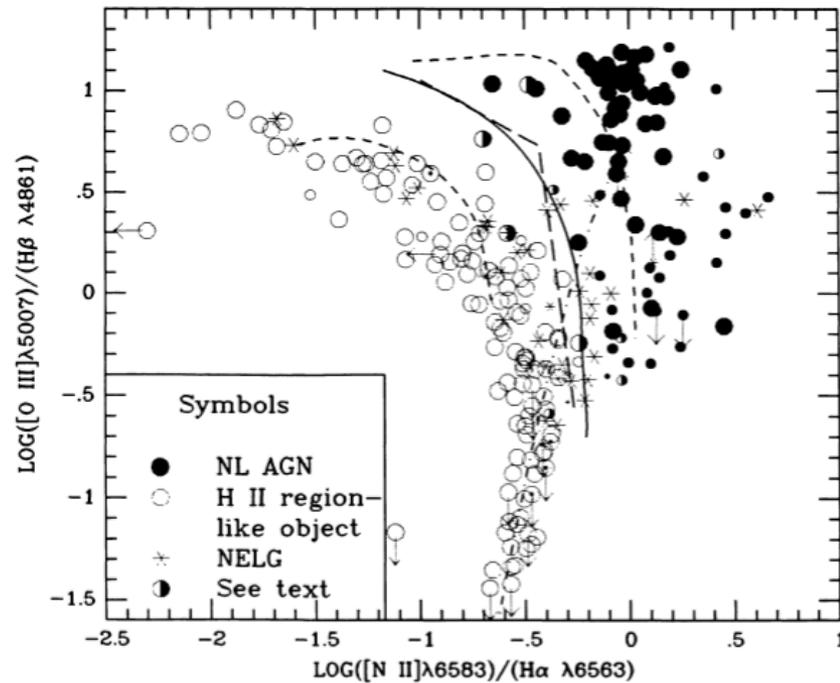
Kewley & Dopita (2002, ApJS, 142, 35)

Also: Denicolo, Terlevich & Terlevich (2002),
Pettini & Pagel (2004), Perez-Montero &
Contini (2009)

The R23 Diagnostic

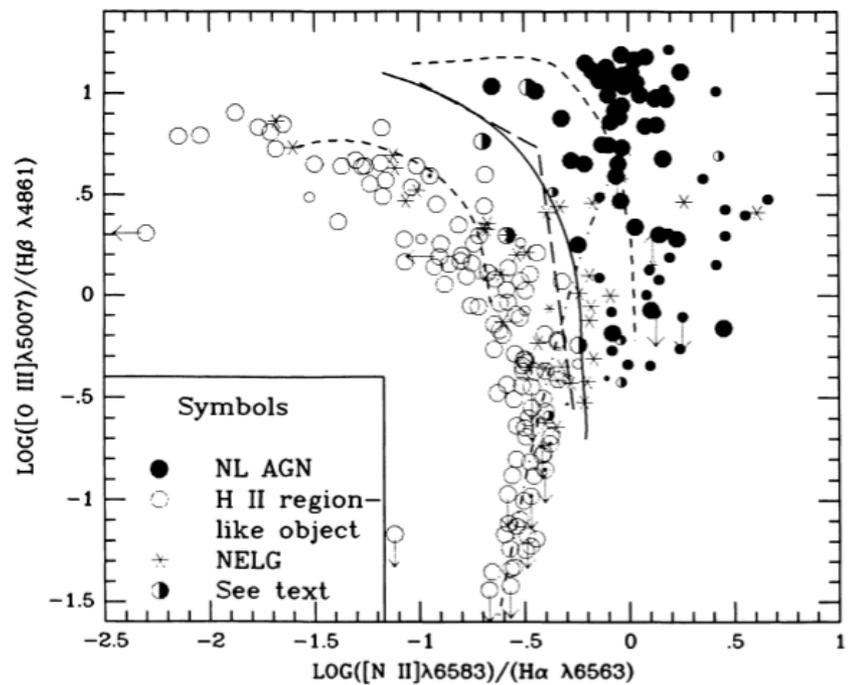
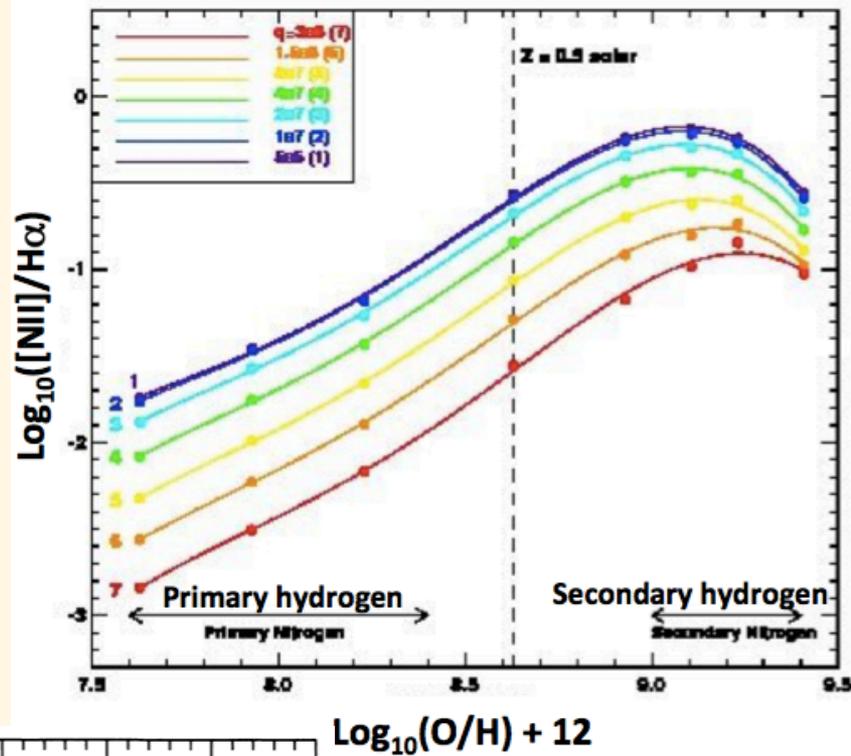
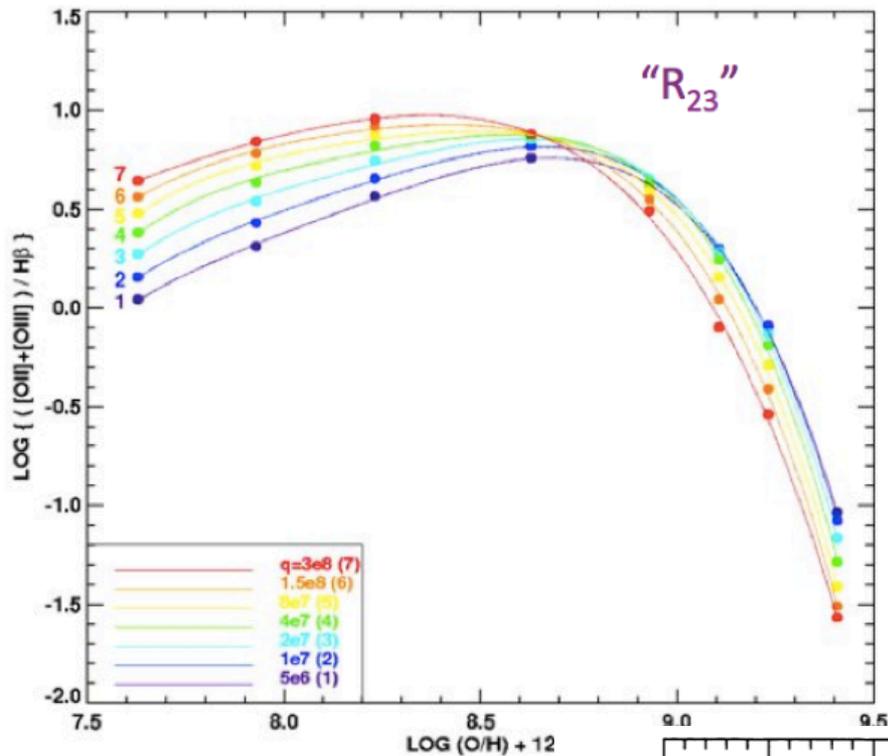


Advantages:



Kewley & Dopita (2002, ApJS, 142, 35)

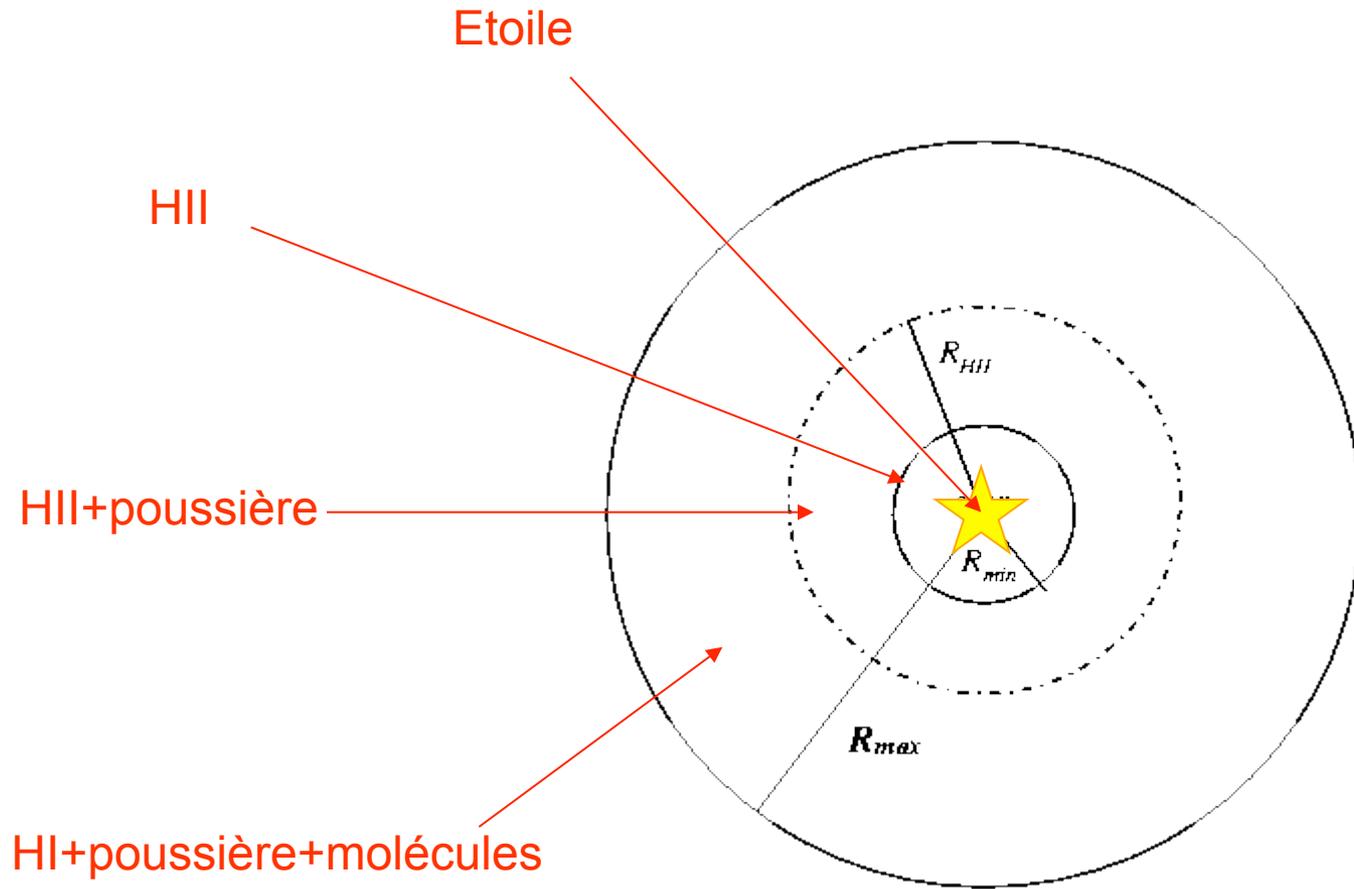
Also: Pagel (1979), McCall et al. (1985), ..., Skillman et al. (1989), McGaugh (1991), ..., Zaritsky et al. (1994), Charlot (2001), ...



$\text{LOG}_{10} (\text{O}/\text{H}) + 12$

Les ingrédients

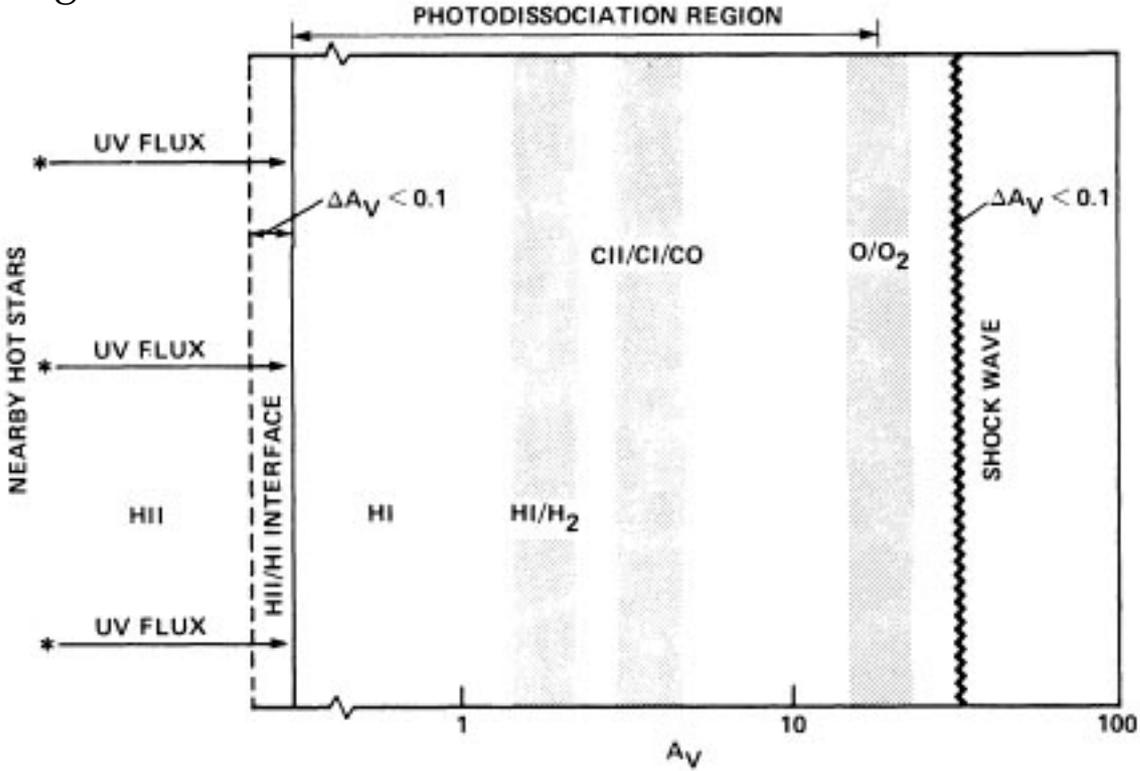
- **régions HI:** principalement constituées d'H et He ($\approx 25\%$ en masse) neutres, mais aussi d'ions de faible potentiel d'ionisation, e.g. C^+ . Les régions où les molécules sont photo-dissociées sont appelées **régions de photodissociation**.
- **régions HII:** contiennent des électrons et des protons libres issus d'hydrogène ionisé et autres ions.
- **Nuages Moléculaires:** principalement H_2 et CO. Gravitationnellement liés, de masse 10^5 - $10^6 M_\odot$. Densité de surface maximale de $H_2 \approx 10$ - $500 M_\odot/pc^2$ pour les galaxies normales, 10^3 - $10^4 M_\odot/pc^2$ dans les centres des starbursts et $10^5 M_\odot/pc^2$ dans les ULIRGs (starbursts extrêmes).
- **Poussière:** tailles typiques $\approx 0.1 \mu m$. Chauffées par le champ de rayonnement interstellaire, leur émission pique entre 60 et 100 μm .
- **Rayons Cosmiques:** particules accélérées par des champs magnétiques ou les chocs de supernovae.



Modèle de la région d'Orion

Régions HII

PDR



Tielens and Hollenbach 1985, ApJ 291, 722

Le milieu interstellaire (ISM) de la Voie Lactée

- % identiques de gaz moléculaire et neutre de $\approx 4 \times 10^9 M_{\odot}$
- Les régions HII représentent 1% de la masse
- H^+ se trouve aussi dans les régions diffuses et le halo
- Poussière $\approx 1-2\%$ de la densité de l'ISM
- Éléments lourds: $\approx 10^{-3} - 10^{-4}$ en nombre
- Intensité du champ magnétique: quelques μG
- Rayons cosmiques: principalement constitués de protons

Propriétés typiques de l'ISM des Spirales

Phase	T (K) typique	Densité (cm⁻³)	Facteur de remplissage en volume (%)
Moléculaire	20	>1000	>1
Neutre froid	100	200	2-4
Neutre "tiède" (warm)	>6000	1	>30
"tiède" & ionisé	8000	>1	<15
chaud & ionisé (hot)	10 ⁶	10 ⁻³	<50

Régions HII (sphère de Strömgren)

4 types d'émission :

- 1) raies de recombinaison de l'H et de l'He
- 2) raies métalliques excitées par des collisions. Dans le domaine optique, ce sont principalement les raies interdites de l'O, N, S, Ar et Ne. Celles du C, Mg, Si tombent dans l'UV.
- 3) Continuum dû à de l'émission libre-libre, libre-lié. Ces processus sont bien plus faibles que les raies en dehors du domaine radio.
- 4) Autres types de raies en émission: résonance-fluorescence, recombinaison diélectronique et autres effets.

La région HII peut être de 2 types:

- 1) tous les photons ionisants sont absorbés par l'H
- 2) une fraction des photons ionisants s'échappent par manque d'atomes d'H

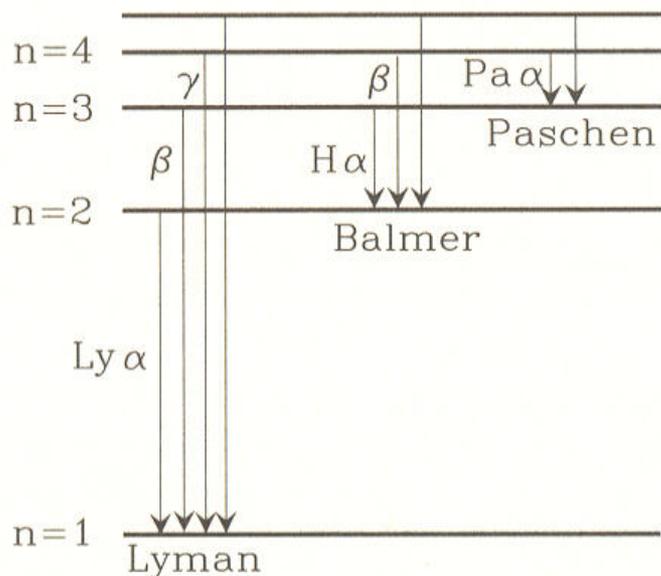
On suppose en général le cas 1), ce qui permet de calculer le flux de photons ionisants grâce aux raies de recombinaison de l'H et donc d'en déduire la masse d'étoiles jeunes et massives, en supposant une certaine distribution en masses des étoiles.

Régions HII (sphère de Strömgren)

Le coefficient d'émission spontanée de l'H est très fort, $A=10^6 \text{ s}^{-1}$ (proba. de désexcitation), et les collisions sont donc négligeables pour l'H:

- la densité critique pour que les excitations collisionnelles de l'H ne soient pas négligeables est de 10^{10} cm^{-3}
- la densité critique pour qu'un électron excité se désexcite de manière collisionnelle est de 10^9 cm^{-3} .

De plus avec $A=10^6 \text{ s}^{-1}$, la probabilité qu'un électron soit excité à un niveau supérieur avant de se désexciter est négligeable, en dehors du fondamental.



En pratique, la population des niveaux excités des électrons de l'H dépend faiblement de la température (T_e) et de la densité (N_e) électroniques.

Le cas des raies de Lyman et de Balmer

Raies Lyman: niveaux excités vers fondamental.

coefficient d'émission spontanée:

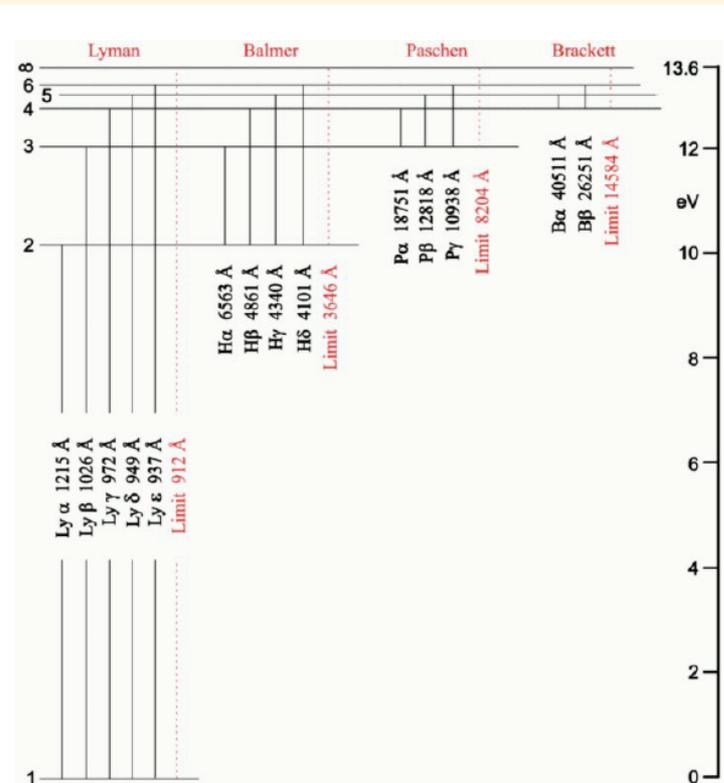
A (s^{-1} = proba. de désexcitation)

section efficace d'absorption:

a_0 (cm^2)

τ est l'inverse de la somme des émissions spontanées dans les niveaux intermédiaires

$$\tau_{nL} = \frac{1}{\sum_{n' < n} \sum_{L' = L \pm 1} A_{nL, n'L'}}$$



Les sections efficaces d'absorption des raies Lyman, a_0 sont largement supérieures à celle d'ionisation ($6.3 \times 10^{-18} cm^2$ à 912 \AA), donc l'absorption Lyman est très importante.

Line	Wavelength (\AA)	A (sec^{-1})	a_0 (cm^2)	$\tau_0/\tau_{912 \text{ \AA}}$
Ly α	1215.67	6.26×10^8	5.90×10^{-14}	9366
Ly β	1025.72	1.67×10^8	9.46×10^{-15}	1501
Ly γ	972.54	6.82×10^7	3.29×10^{-15}	522
Ly 10	920.96	4.21×10^6	1.72×10^{-16}	27
Ly 15	915.82	1.24×10^6	5.00×10^{-17}	8
Ly 20	914.04	5.24×10^5	2.10×10^{-17}	3

Efficacité d'absorption des photons Lyman et raies de Balmer

On subdivise traditionnellement les nébuleuses/régions HII en deux types:

- 1) Cas A: tous les photons Lyman s'échappent de la nébuleuse. Aucune absorption des photons Lyman ne se produit = cas optiquement fin.
- 2) Cas B: tous les photons Lyman sont ré-absorbés par d'autres atomes d'H. cas optiquement épais.

Dans la pratique, on est quasiment toujours dans le cas B. Ce cas présente d'intéressantes implications astrophysiques: les désexcitations vers le niveau fondamental sont négligeables à cause des absorptions très efficaces des photons Lyman. De plus les désexcitations en cascade passent par les raies de Balmer (niveau final $n=2$), par chance ces raies tombent dans le domaine visible. Ainsi tous les photons ionisants finissent par produire des raies de Balmer. En comptant les photons dans les raies de Balmer, on compte le nombre total de photons ionisants émis par les étoiles centrales de la région HII. Les raies de Balmer peuvent donc être utilisées pour mesurer la luminosité totale rayonnée par les étoiles massives et donc, à l'aide d'une hypothèse sur la distribution en masse des étoiles, on peut ainsi remonter à leur masse totale et donc au Taux de Formation d'Etoiles de la galaxie.

Efficacité d'absorption des photons Lyman et raies de Balmer

Comme le montre la table ci-dessous, la population des différents niveaux excités de l'H dépend très peu de la densité électronique (N_e) et de la température électronique (T_e). Donc les rapports de raies H α et H β sont principalement définis par la physique atomique. Ainsi la mesure de l'intensité d'une seule raie de Balmer permet-elle de définir l'intensité de l'ensemble des raies de Balmer. Et comme celles-ci proviennent de l'absorption des photons ionisants, on mesure ainsi à l'aide d'une seule raie de Balmer (H α ou H β , par exemple), la totalité du flux ionisant.

On se place, en général, dans le cas B avec $T_e=10,000\text{K}$, ce qui implique un rapport des intensités des principales raies de Balmer:

$$I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta) = 2.86$$

Temperature N_e (cm^{-3})	5000 10^4	10,000 10^2 10^6		20,000 10^2 10^4	
$\alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}}$	5.44	3.02	3.07	1.61	1.61
$I(\text{H}\alpha)/I(\text{H}\beta)$	3.00	2.86	2.81	2.75	2.74
$I(\text{H}\gamma)/I(\text{H}\beta)$	0.460	0.468	0.471	0.475	0.476
$I(\text{H}\epsilon)/I(\text{H}\beta)$	0.155	0.159	0.163	0.163	0.163

Si l'on mesure une valeur plus forte, c'est qu'une autre cause affecte le rapport:

l'extinction par la poussière !
car les plus petites λ sont plus absorbées:

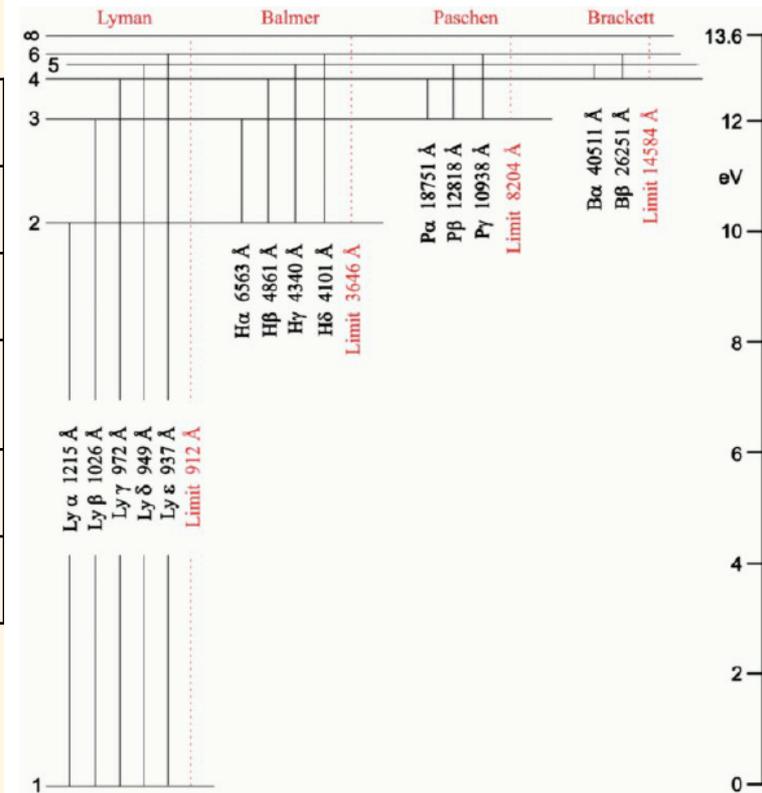
H β (4861Å) et H α (6563Å)

$\alpha_{\text{H}\beta}^{\text{eff}}$ in units of $10^{-14} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$.-> nombre de recombinaisons créant 1 H β

Les raies de recombinaison de l'hydrogène et λ associée

Les raies de l'H autres que H α sont utilisables mais elles sont plus difficilement accessibles, car elles tombent dans des domaines de longueurs d'onde hors du visible.

Série	Domaine	Région en λ
Lyman	912-1216 Å	UV
Balmer	3947-6563 Å	Optique
Paschen	8210-18750 Å	Optique/proche-IR
Brackett	1.5-4.05 μm	proche-IR
Pfund	2.3-7.5 μm	proche-IR

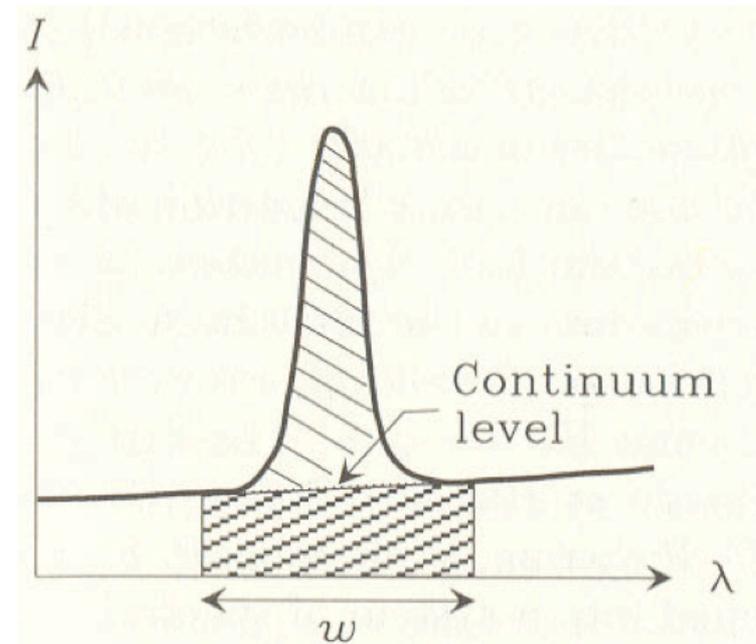


Information issue de la largeur équivalente de la raie H α

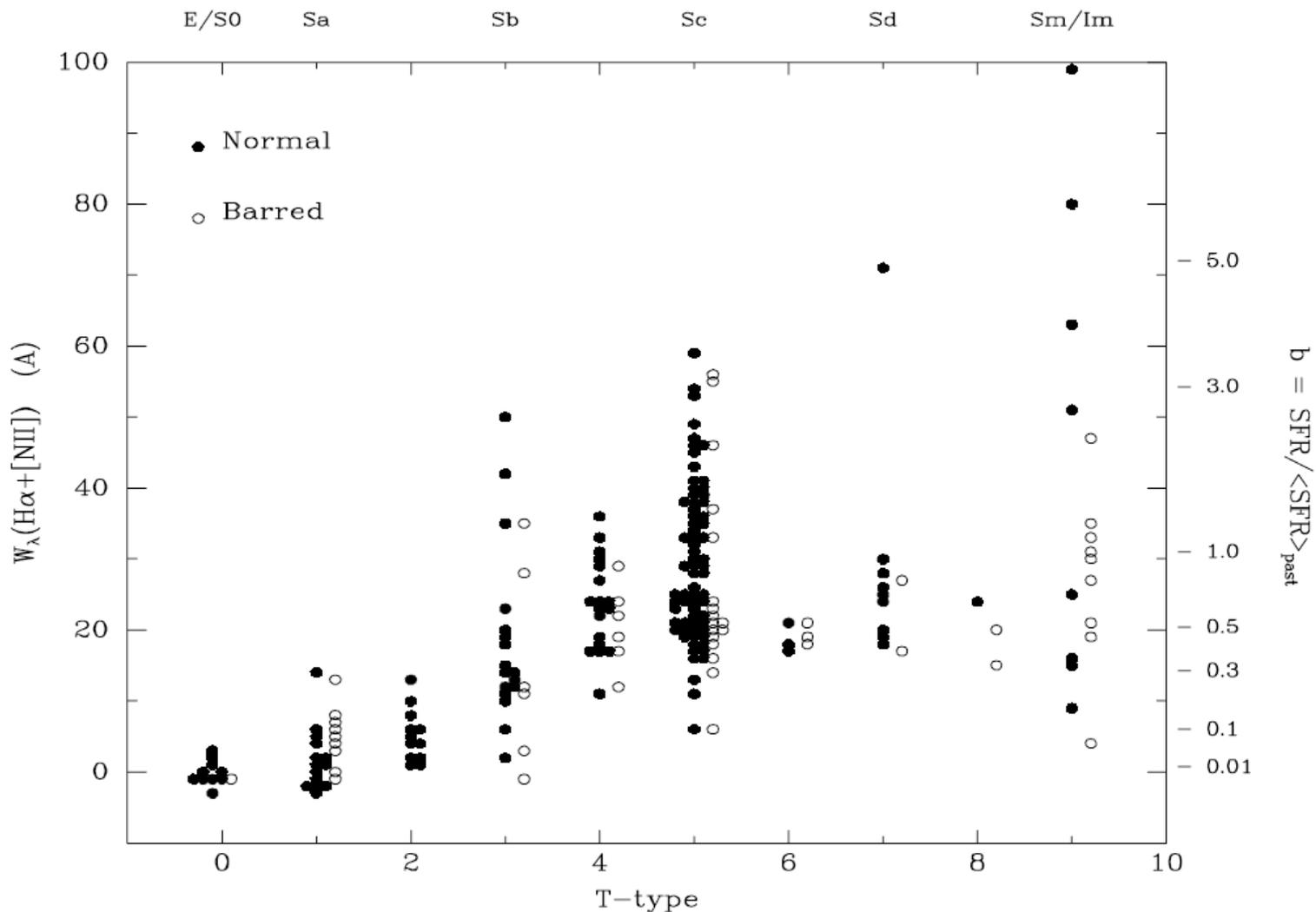
- The **color** is a measure of the **mean age** of a population.
- The **continuum light** of a galaxy is a measure of the average star formation rate in the **past**.
- The **strength** of the H α emission is a measure of the **current SFR**.

The H α equivalent width:

W is a measure of how many stars are **currently** forming, relative to the average **past SFR**.

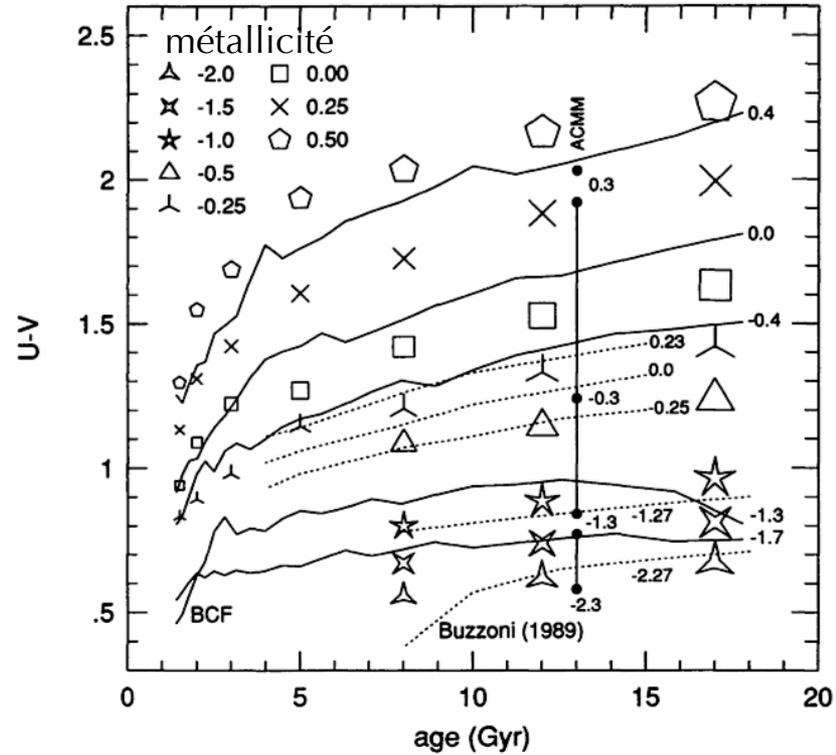
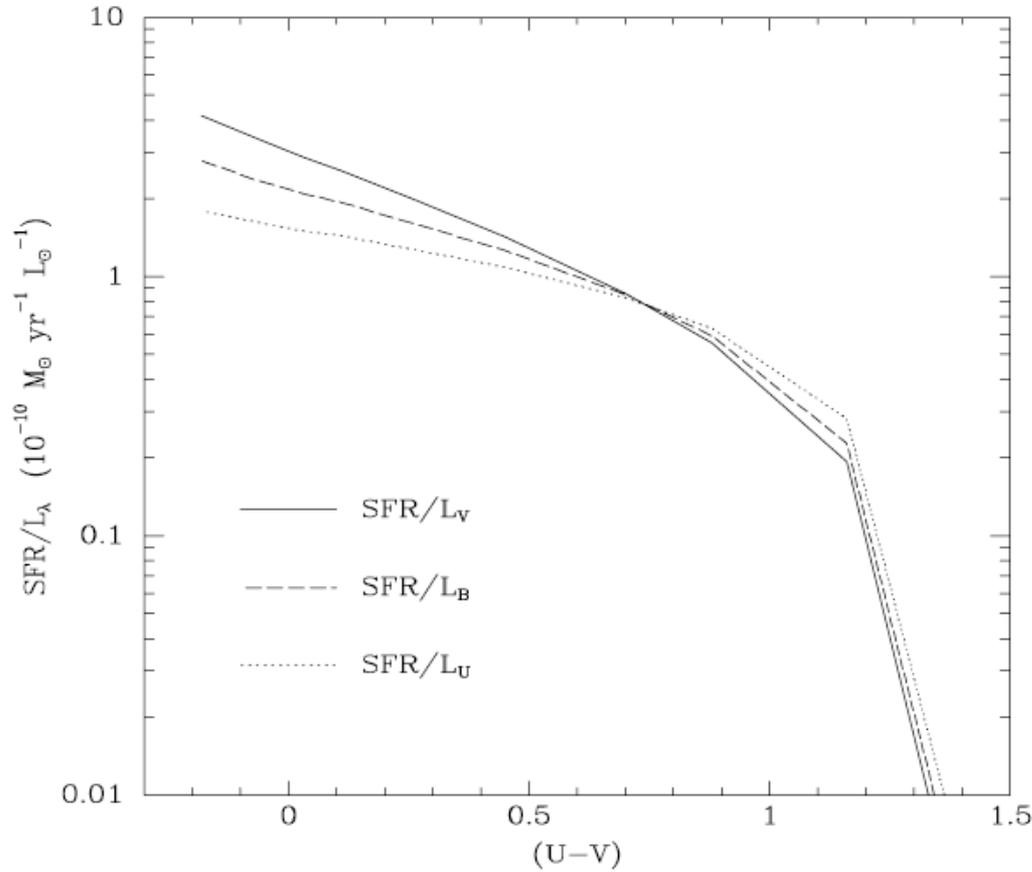


Information issue de la largeur équivalente de la raie H α



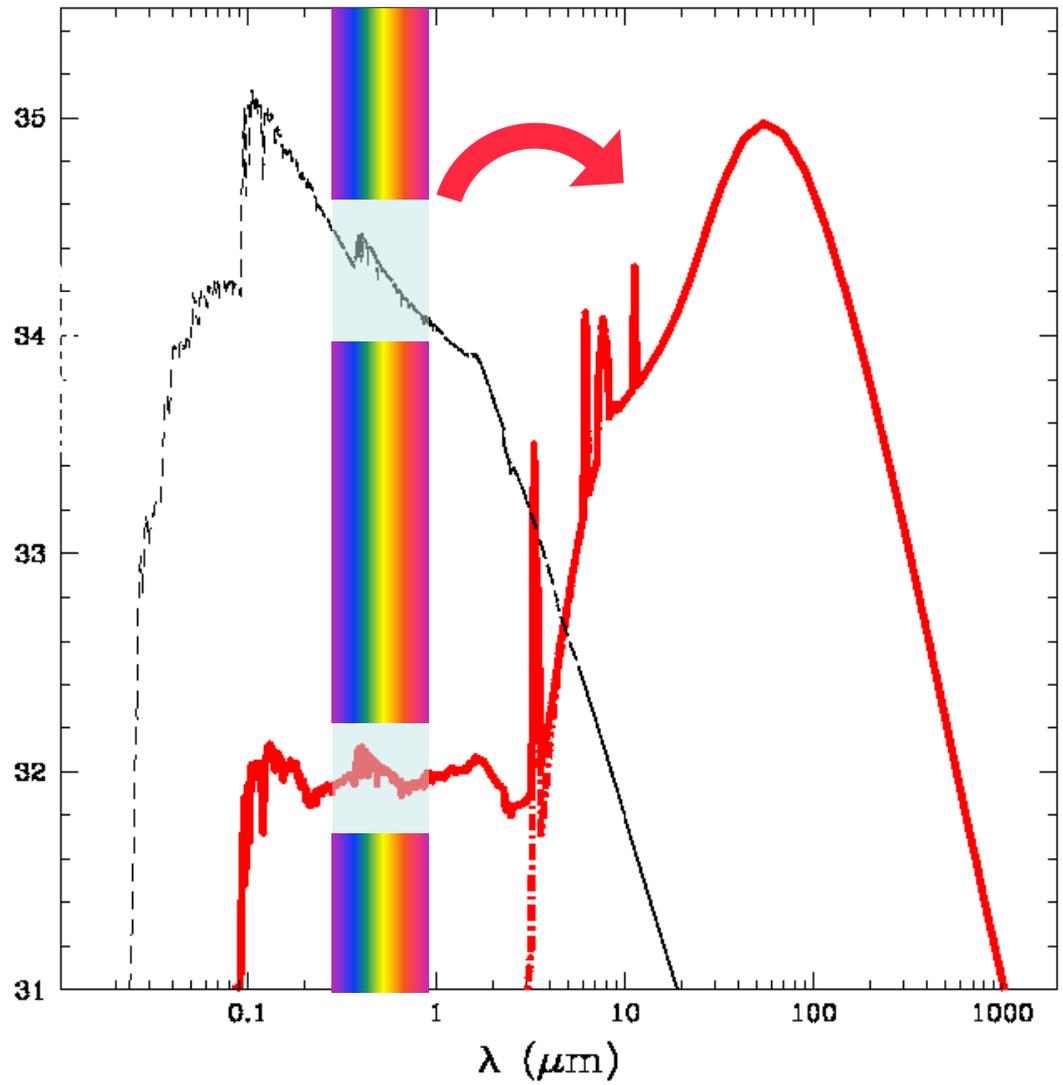
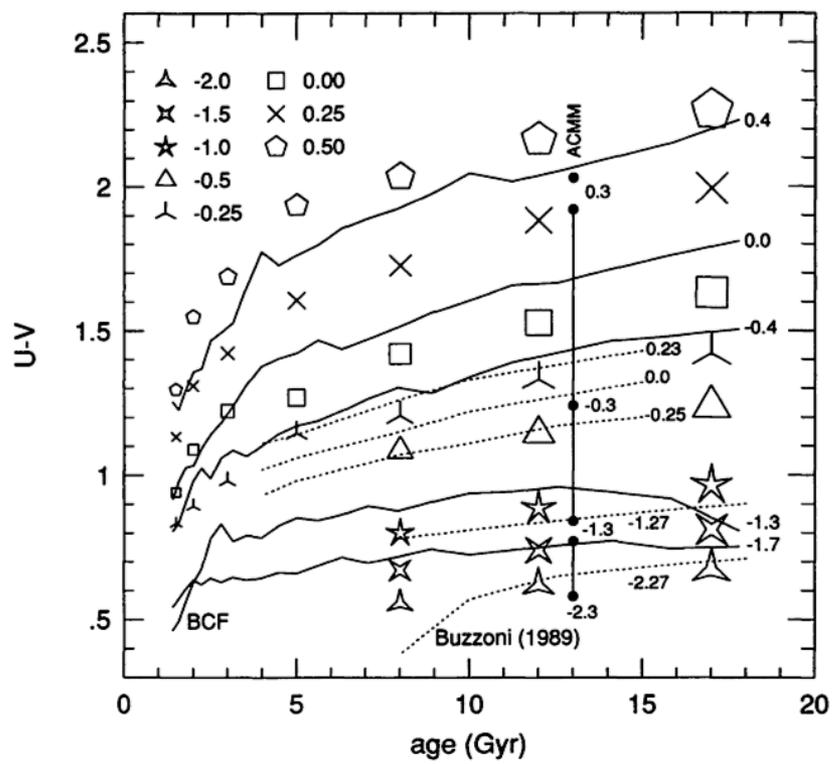
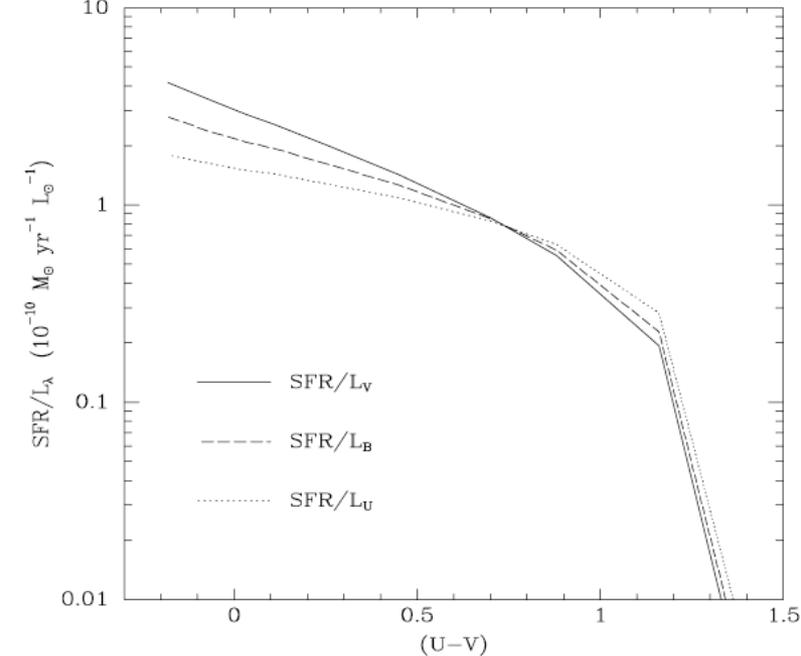
Kennicutt et al. (1998)

SFR vs age, metallicity and extinction...



Worthey (1994, ApJS 95, 107)

SFR vs age, metallicity and extinction...



Indicateurs non affectés par l'extinction

L'émission IR des galaxies présente l'avantage de n'être pas affectée par l'extinction. Les photons IR ont des longueurs d'ondes supérieures à la taille caractéristique des grains de poussière et sont donc peu affectés par eux. Les étoiles massives responsables des photons ionisants et de ceux qui dominent l'UV finissent leur vie sous la forme de supernovae dont les restes accélèrent les électrons dans le champ magnétique ambiant créant une émission synchrotron qui est proportionnelle à la luminosité IR et sert donc aussi d'indicateur du SFR:

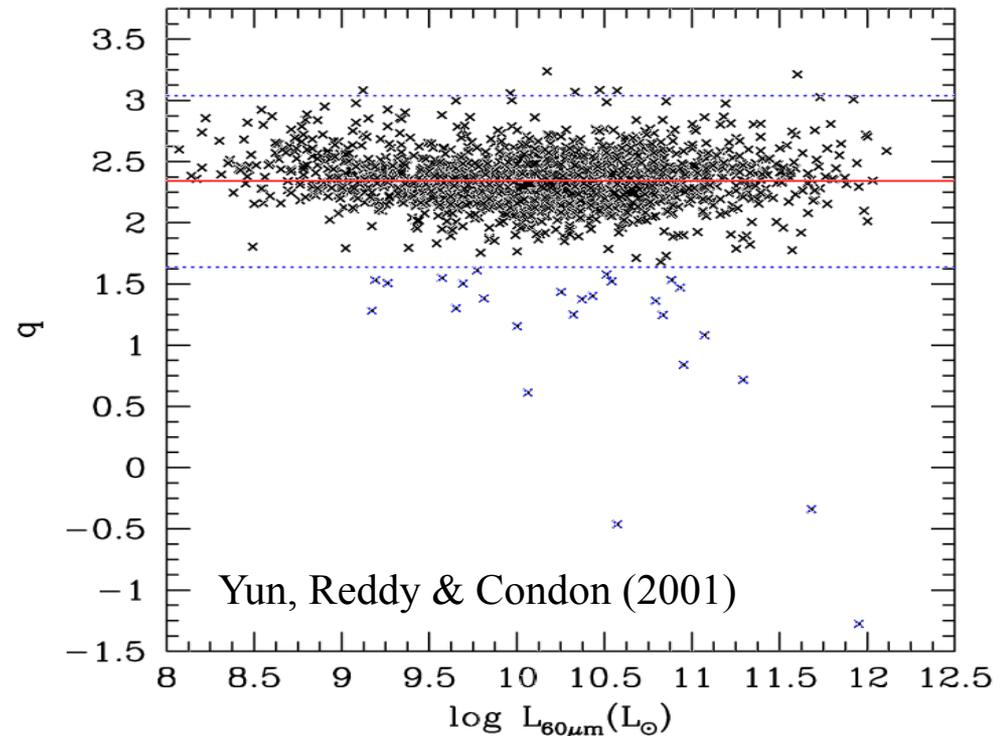
(Condon et al. 1991):

$$q = \log_{10} \left(\frac{L_{\text{FIR}}(\text{W})}{3.75 \times 10^{12}(\text{Hz})} \times \frac{1}{L_{1.4\text{GHz}}(\text{W Hz}^{-1})} \right)$$

où $L_{\text{FIR}} = 4\pi d^2 \times \text{FIR}$ avec (Helou et al 88):
 $\text{FIR} = 1.26 \times 10^{-14} (2.58 S_{60\mu\text{m}}(\text{Jy}) + S_{100\mu\text{m}}(\text{Jy}))$
[Wm^{-2}]

Echantillon de 1809 galaxies issues du catalogue IRAS-2Jy ($S_{60\mu\text{m}} \geq 2\text{Jy}$) avec flux radio (VLA) et redshift:

$$q = 2.34 \pm 0.01$$



1. measure H_α and H_β fluxes in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$, F_α^{obs} and F_β^{obs} .
2. unreddened from Galactic extinction using the Galactic extinction curves from the Table III of Fitzpatrick (1986, AJ 92, 1068) or Fitzpatrick (1999, PASP 111, 63):

$$F_\alpha^{MW} = F_\alpha^{obs} \times 10^{0.4 \times E_{MW}(B-V) \times \text{fitz}(\lambda[H_\alpha])} \quad (7)$$

where F_α^{MW} is the H_α flux density corrected for Galactic extinction (Milky Way). $\text{fitz}(\lambda)$ is the Galactic extinction curve and is a function of λ only. $E_{MW}(B-V)$ in the line-of-sight is given by the dust maps of Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998, ApJ 500, 525).

3. unreddened from intrinsic extinction. Estimate $E_{gas}(B-V)$ (inside the observed galaxy) from the Balmer decrement F_α/F_β .

$$\begin{aligned} A_\lambda[H_\alpha] - A_\lambda[H_\beta] &= A_\lambda[6563 \text{ \AA}] - A_\lambda[4861 \text{ \AA}] \\ &= [\text{fitz}(\lambda_\alpha) - \text{fitz}(\lambda_\beta)] \times E_{gas}(B-V) \end{aligned} \quad (8)$$

Eq.(8) gives:

$$E_{gas}(B-V) = 2.5 \log \left[\frac{F_\alpha^{int}}{F_\beta^{int}} \times \frac{F_\beta^{obs}}{F_\alpha^{obs}} \right] \times \frac{1}{\text{fitz}(\lambda_\alpha) - \text{fitz}(\lambda_\beta)} \quad (9)$$

where, $F_\alpha^{int}/F_\beta^{int} = 2.86$ is the intrinsic ratio of these lines ($N_e = 10^2 \text{ cm}^{-3}$, $T_e = 10^4 \text{ K}$, Osterbrock 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae, University Science Books, Mill Valley, CA). This formula gives the color excess from the gaseous emission lines, $E_{gas}(B-V)$, for a measured $F_\alpha^{obs}/F_\beta^{obs}$.

4. the flux in the H_α emission line, F_α^{int} , is then corrected from intrinsic absorption using the Galactic extinction curve as above, with $E_{gas}(B-V)$ instead of $E_{MW}(B-V)$ derived from the flux previously corrected from the Galactic extinction, with the following formula:

$$F_\alpha^{int} = F_\alpha^{MW} \times 10^{0.4 E_{gas}(B-V) \text{ fitz}(\lambda)} \quad (10)$$

5. the unreddened star formation rate (SFR) from the H_α emission line is then given by the formula of Kennicutt (1998, ARA&A 36, 189):

$$SFR_{H\alpha} (\text{M}_\odot \text{yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha} (\text{erg s}^{-1}) \quad (11)$$

where:

$$L_{H\alpha} (\text{erg s}^{-1}) = 4 \pi d_{cm}(H_o, z)^2 \times \frac{F_\alpha^i (\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})}{\text{aperture}} \quad (12)$$

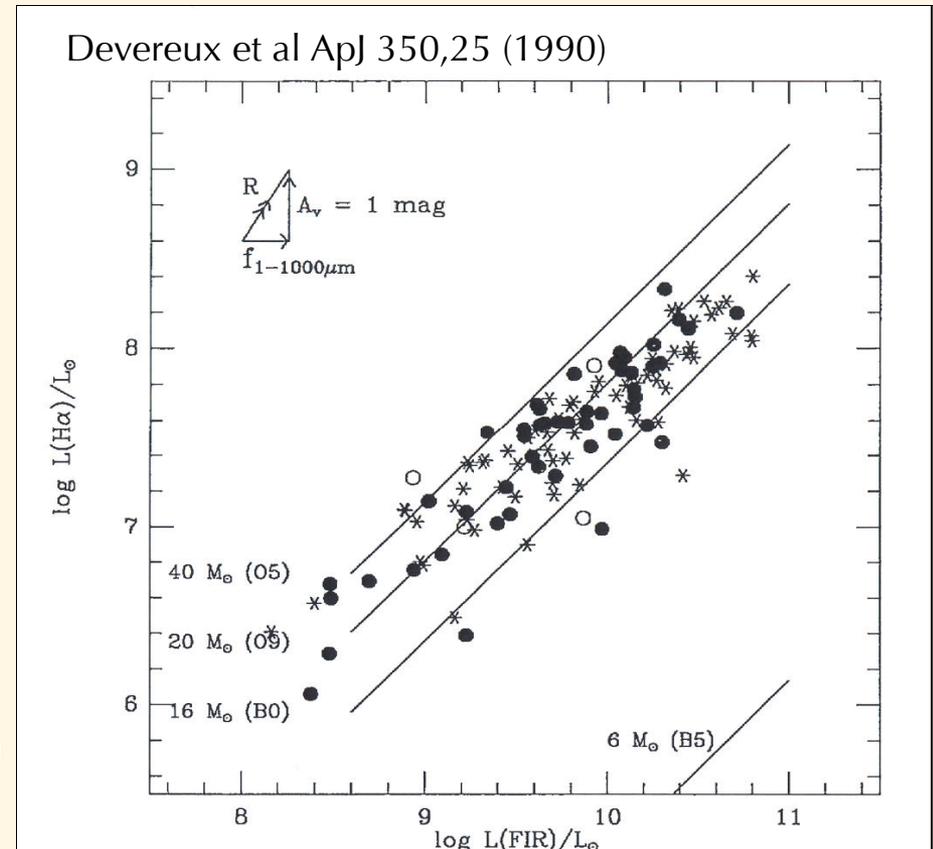
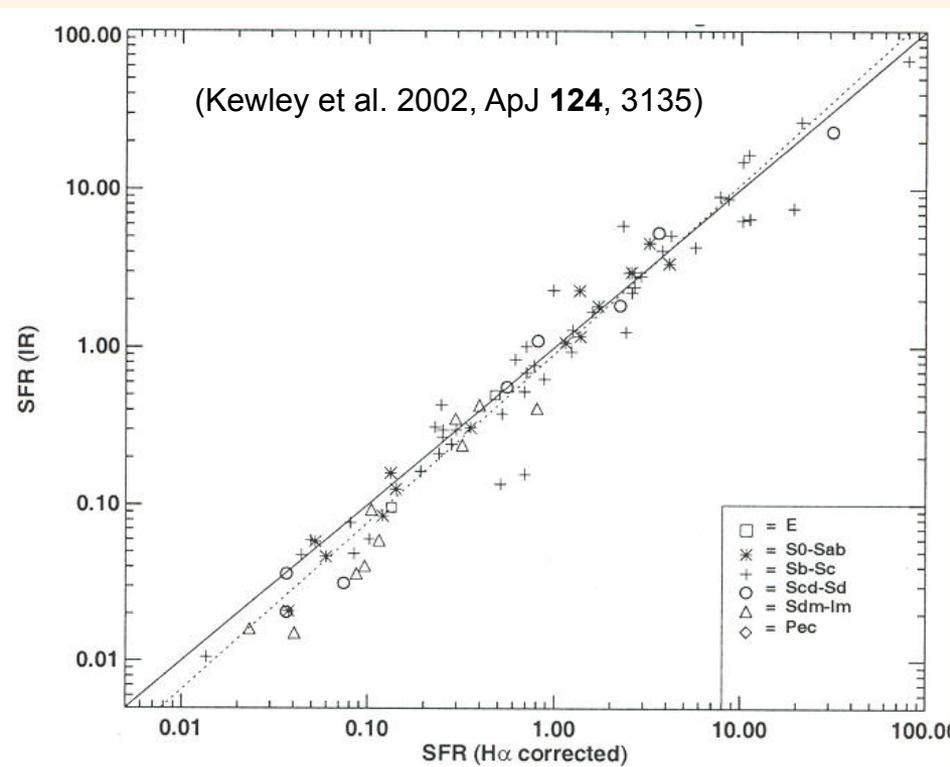
The *aperture* factor can be calculated from the broad-band photometric image of the galaxy on which the slit is overlaid: it is the fraction of total light entering the slit. Or it can be computed by comparison to an observed magnitude in the same λ range.

Corriger $H\alpha$ de l'extinction grâce au décrétement de Balmer

H α et IR: cas des SFR modérés...

Dans les régions HII, les photons UV des étoiles massives sont absorbés par la poussière, qui rayonne à son tour dans l'infrarouge:

$$\Psi(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = -\frac{M_{\text{gaz}}}{dt} = 1.71 \times 10^{-10} L(8 - 1000 \mu\text{m}) [L_{\odot}]$$



Corriger l'émission UV de l'extinction: la loi de Calzetti

Attention ! L'excès de couleur dérivé du décrétement de Balmer mesure l'extinction dans la région où sont présents les photons ionisants, donc principalement les étoiles plus massives que $10 M_{\odot}$. Les photons UV sont émis par des étoiles plus vieilles en moyenne, avec une dominante des masses $\geq 5 M_{\odot}$, et sont géographiquement plus étalées dans l'espace. L'extinction du continu UV est donc inférieure à celle des raies de Balmer:

1. the color excess for the stellar continuum was derived by Calzetti (1997):

$$E_{cont}(B - V) = 0.44 \times E_{gas}(B - V) \quad (14)$$

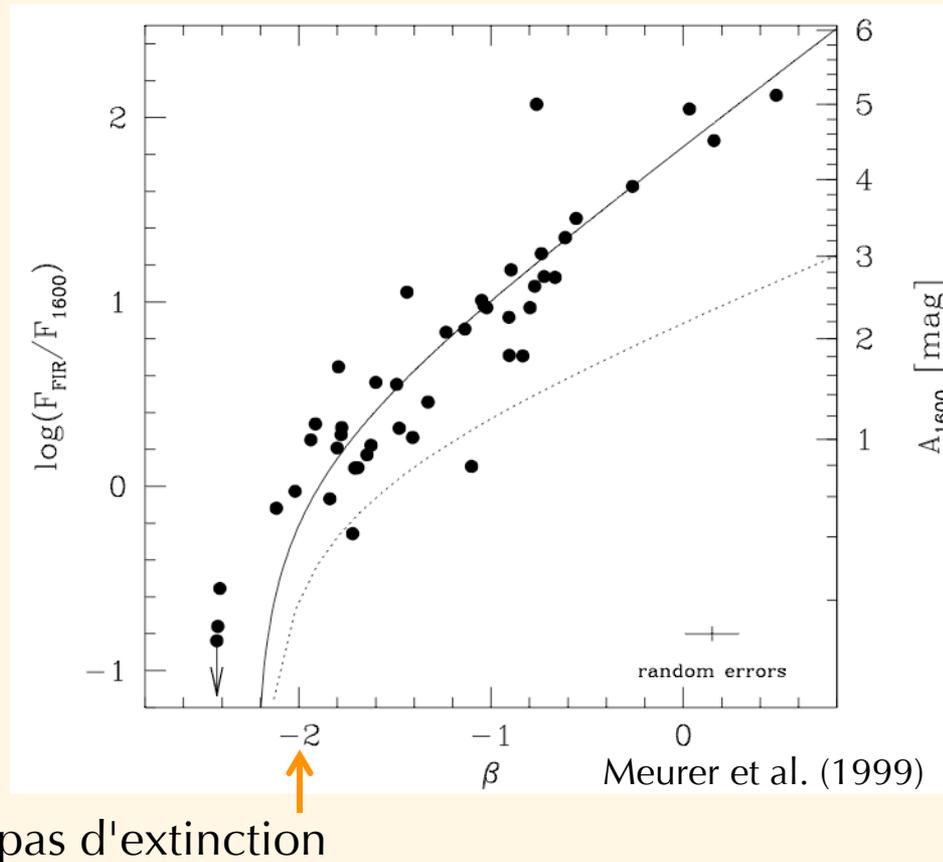
2. the intrinsic flux in the UV continuum, F_{UV}^{int} , is computed with the following formula:

$$F_{UV}^{int} = F_{UV}^{obs} \times 10^{0.4 E_{cont}(B-V) k'(\lambda)} \quad (15)$$

where $k'(\lambda)$ is the extinction law derived for the stellar continuum by Calzetti et al. (2000, ApJ 533, 682) with: $R'_V = 4.05 \pm 0.80$, for starburst galaxies.

Corriger l'émission UV de l'extinction: la technique de la pente β

Meurer et al. (1999) ont trouvé une corrélation reliant le rapport entre $L(\text{IR})$ et $L(\text{UV})$, donc la fraction de photons UV absorbés/non absorbés et la pente du spectre dans l'UV appelée pente β . : $f_\lambda \sim \lambda^\beta$. L'idée sous-jacente est que dans le domaine 1000-3000 Å, le spectre UV d'une galaxie est plat en f_ν , i.e. $f_\nu = \text{Cte}$, comme $f_\lambda = df/d\lambda = c\lambda^2 f_\nu$, cela revient à $\beta = -2$. La ligne en trait plein est en accord avec la loi d'extinction de Calzetti (2000) pour les starbursts



pas d'extinction

Corriger l'émission UV de l'extinction: la technique de la pente β

Les ULIRGs possédant des SFR de quelques $100 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$, présentent un $L(\text{IR})/L(\text{UV})$ au-dessus de la corrélation par un facteur pouvant aller jusqu'à 100 (Goldader et al 2002). Inversement, les galaxies sélectionnées en UV sont souvent sous la corrélation (Burgarella et al. 2005). Plus généralement, cette corrélation apparaît comme le fait d'une sélection fortuite de l'échantillon de Meurer et al. (1999).

