Propriétés photométriques des galaxies

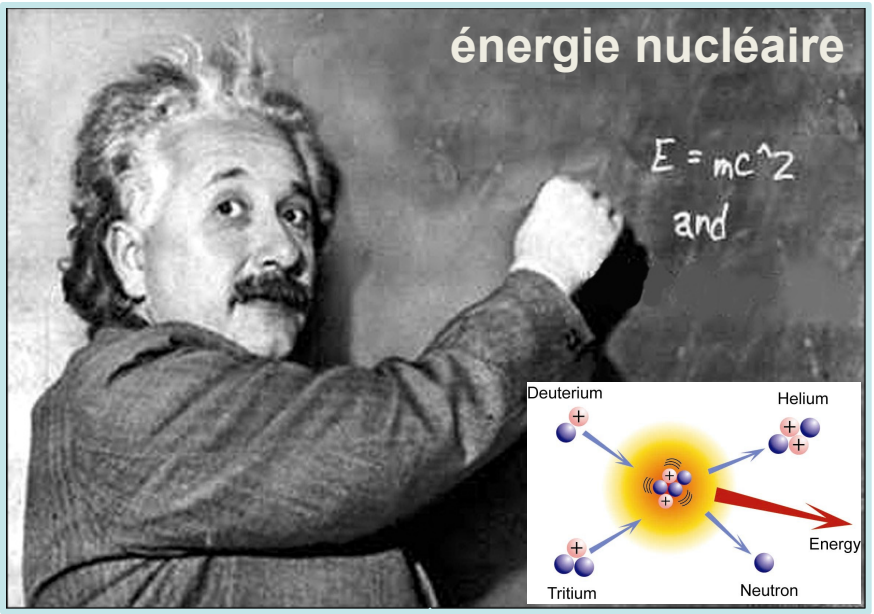
1 Magnitudes et indices de couleur

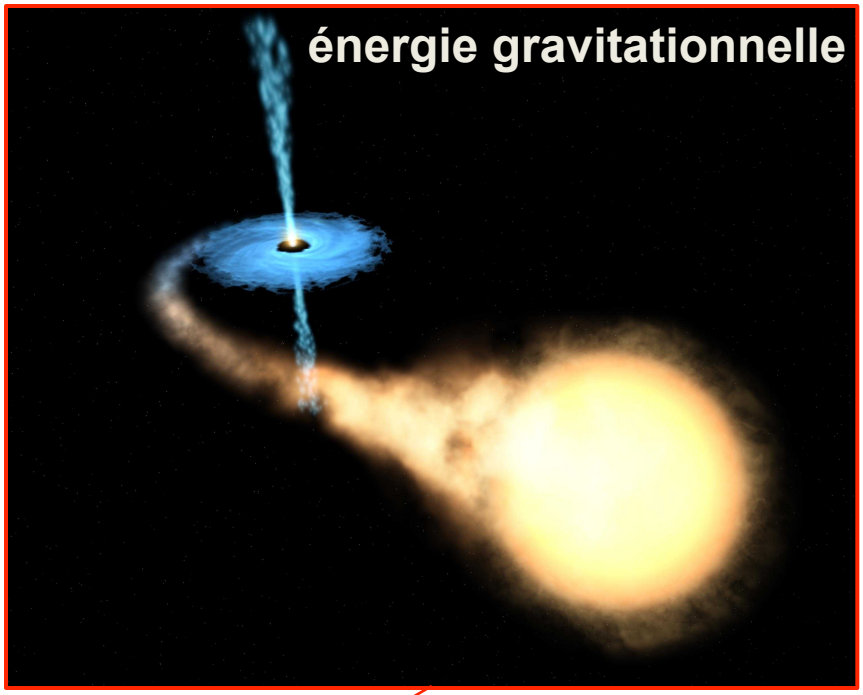
2 Facteurs limitant l'observation des galaxies

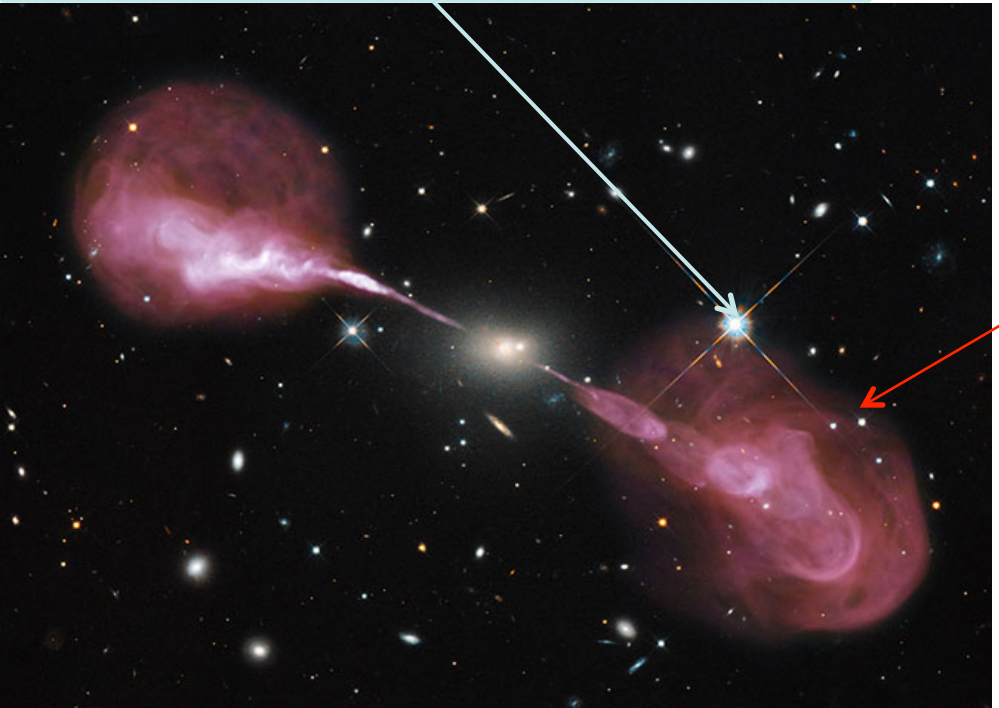
3 L'extinction dans les galaxies

4 Correction du décalage vers le rouge ou correction K

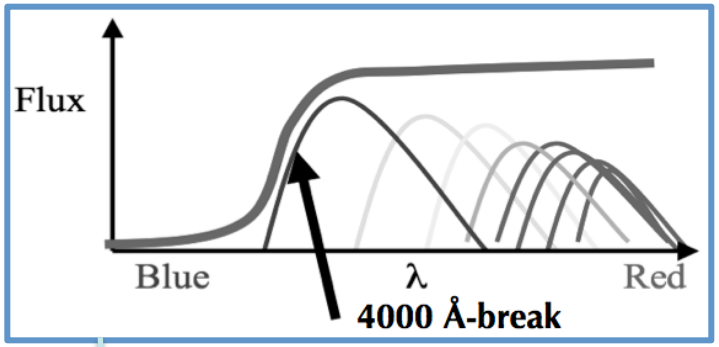
Les 2 sources d'énergie lumineuse dans l'univers

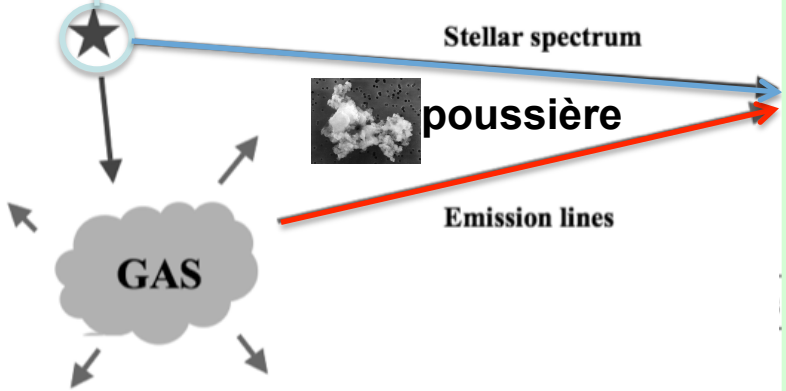


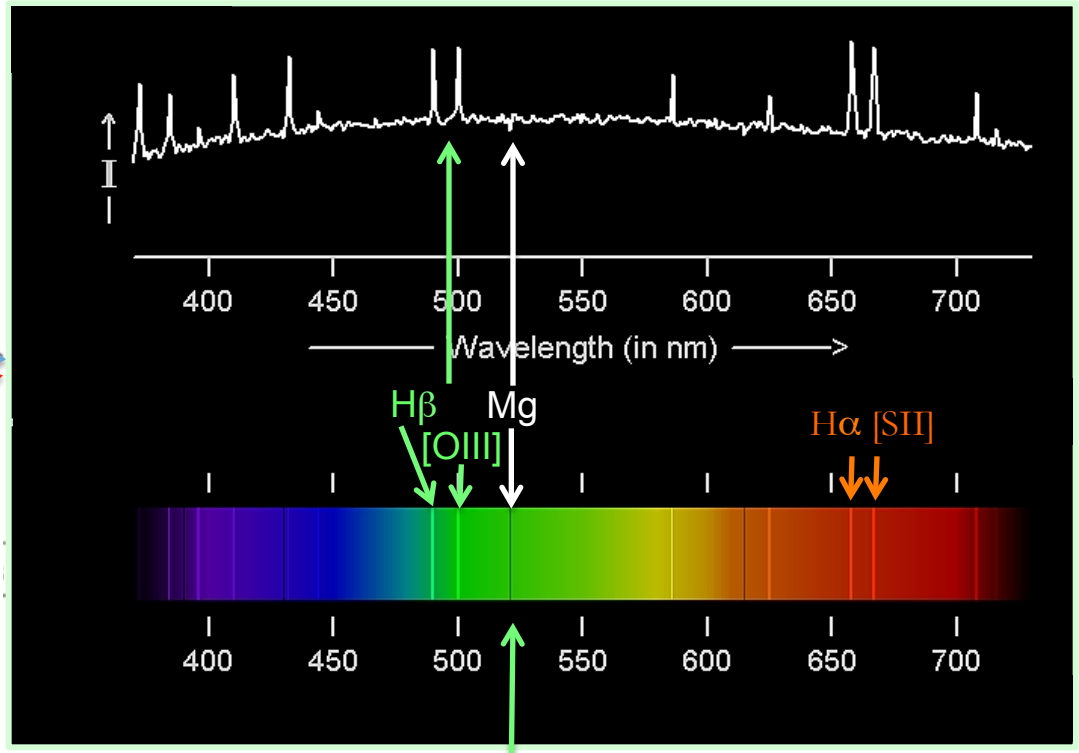


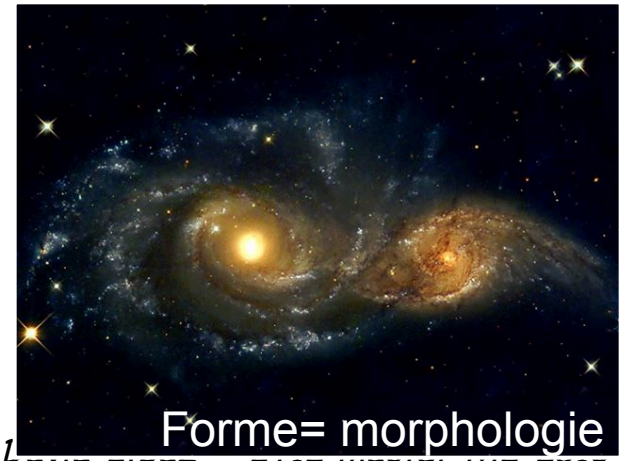


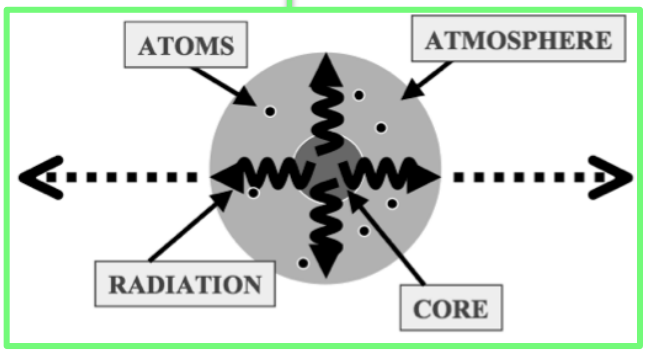
Les outils pour décoder le langage de la lumière des galaxies

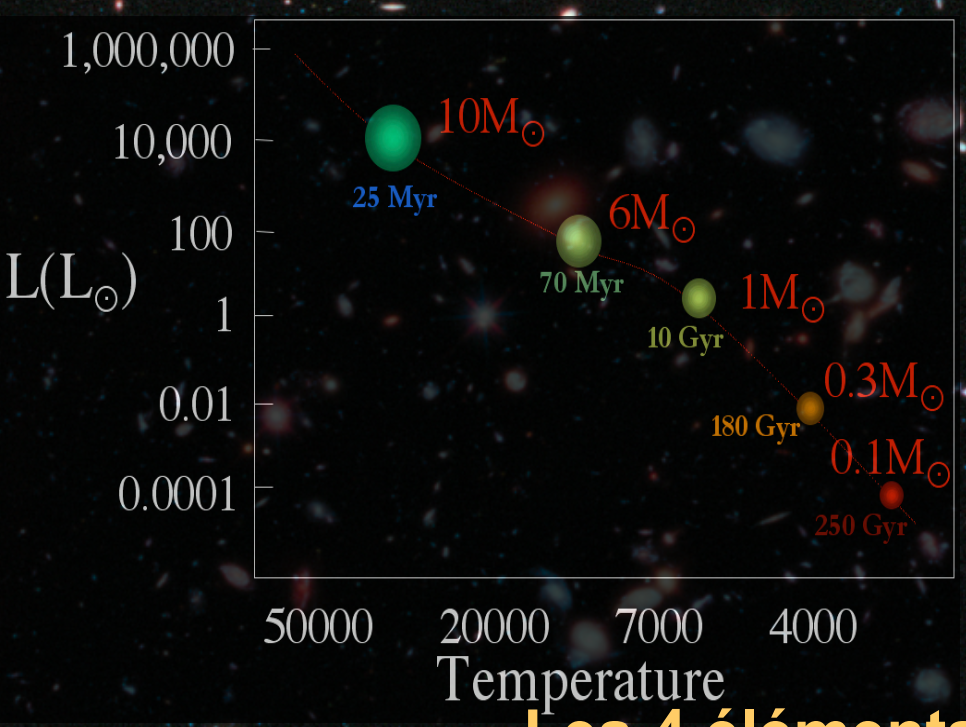


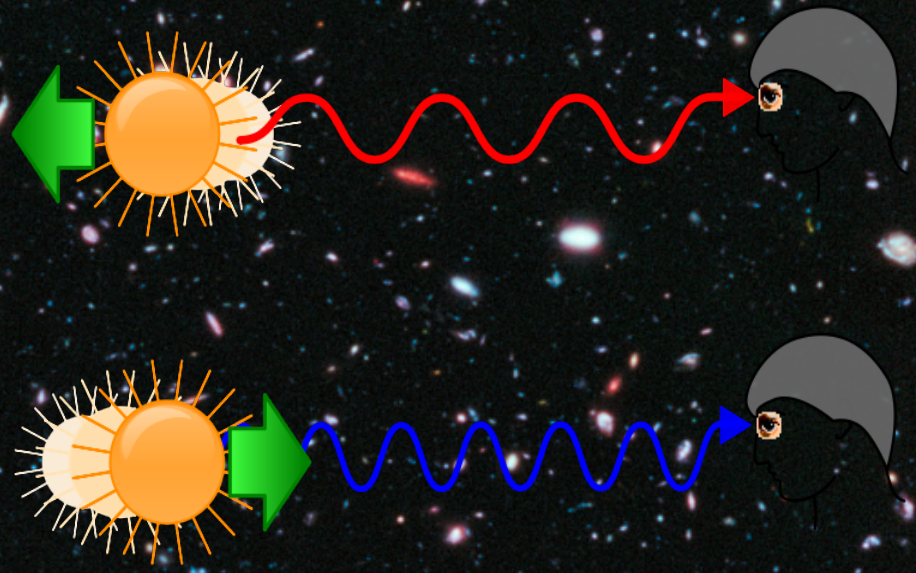




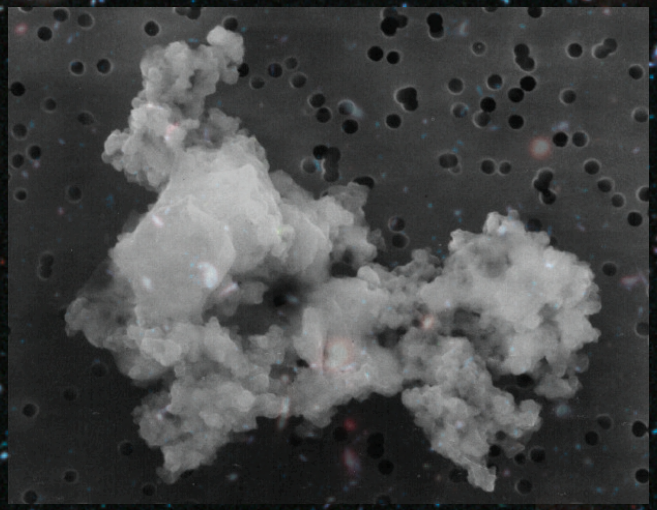


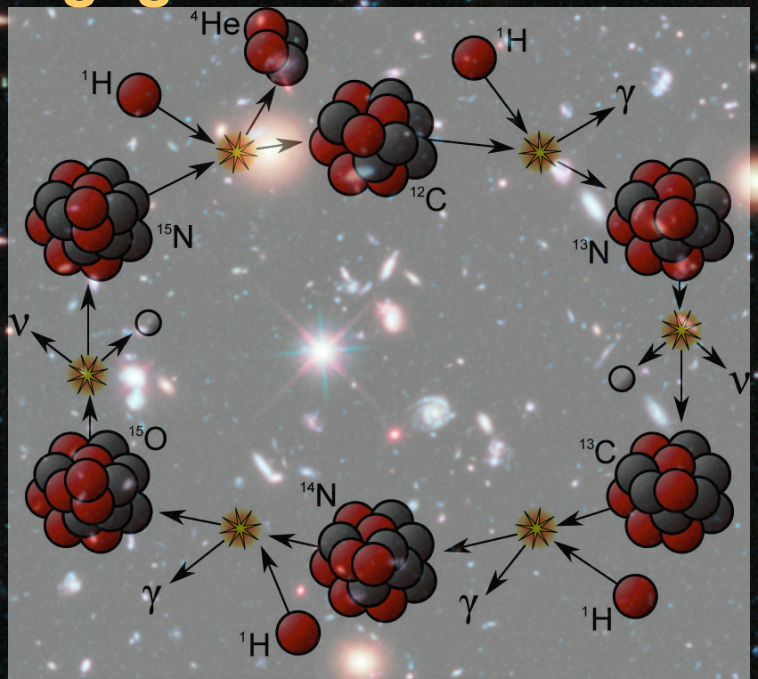






Les 4 éléments du langage de la lumière





Propriétés photométriques des galaxies

1 Magnitudes et indices de couleur

2 Facteurs limitant l'observation des galaxies

3 L'extinction dans les galaxies

4 Correction du décalage vers le rouge ou correction K

Définition des systèmes de magnitudes

La brillance apparente des galaxies, comme celle des étoiles, est définie à l'aide de leur magnitude apparente. Durant l'antiquité, les Grecs avaient défini 6 groupes de magnitudes séparés par des écarts égaux à l'œil. Les étoiles les plus brillantes étaient dites de 1ère magnitude tandis que les plus faibles étaient de 6ème magnitude.

Plus tard, des études physiologiques ont montré que des écarts de brillance égaux à l'œil étaient essentiellement logarithmiques en intensité.

Donc deux magnitudes, m_1 et m_2, associées aux flux f_1 et f_2, vérifient:

$$m_1 - m_2 = -k \log_{10}(f_1/f_2)$$

Des études photométriques réalisées au XIXè siècle ont démontré que des étoiles de magnitude 6 étaient 100 fois plus faibles que des étoiles de 1ère magnitude, on a donc décidé d'attribuer la valeur de k de sorte à ce qu'un écart de 5 magnitudes corresponde exactement à un rapport de flux de 100, i.e. k=2.5:

$$m_1 - m_2 = -2.5\ log_{10}\left(\frac{f_1}{f_2}\right) \quad \text{et} \quad \frac{f_1}{f_2} = 10^{-0.4(m_1-m_2)}$$

Donc: un écart de 2.5 magnitudes correspond à un rapport de flux d'un facteur 10.

Le système de magnitudes de Johnson, "système de Vega"

Magnitude apparente à la fréquence ν:

$$m_\nu = -2.5\ log_{10}\left[\frac{f_\nu}{f_\nu(Vega)}\right]$$

où f_ν est une densité de flux en W/m^2/Hz
ou en Jy (N.B.: 1 Jy= 10^{-26} W.m^{-2}.Hz^{-1}).
Vega (étoile de type Alpha Lyr) sert d'étoile de référence:
une étoile comme Vega est donc de magnitude= 0 à toutes les fréquences.
On parle de "magnitudes dans le système de Vega".

En général, on ne mesure pas de densités de flux monochromatiques (à une fréquence donnée) mais dans la bande passante associée à un filtre donné, définie par une fonction de transmission, $T_x(\nu)$, où "*x*" est le filtre employé:

$$m_x = -2.5\ log_{10}\left[\frac{\int f_\nu T_x(\nu) d\nu}{\int f_{\nu,Vega} T_x(\nu) d\nu}\right]$$

Filtres "*x*" de Johnson utilisés: UBVRIJHKLMN
où U= proche ultra-violet, B= bleu, V=visible, R=rouge, IJHKLMN~proche infrarouge
On utilise aussi les filtres: Kron-Cousins R_cI_c ; Gunn ugriz ; SDSS u'g'r'i'z'
(SDSS= Sloan Digital Sky Survey)

Références:

Bessel, M. S. 1990, PASP, 91, 589 - Bessel, M. S. 1983, PASP, 95, 480 - Bessel, M. S. 1990, PASP, 102, 1181 - Hayes, D. S., & Latham, D. W. 1975, ApJ, 197, 593 - Johnson, H. L. & Morgan, W. W. 1953, ApJ, 117, 313

L'étoile Vega

- étoile principale de la constellation de la Lyre
- Située à 25.4 années-lumière du Soleil
- Deuxième étoile la plus brillante après Sirius
- Classe spectrale A0Va (T=9602 K)
- Elle est dans la séquence principale (H -> He)
- masse= 2.5 $M_{\odot}$ => durée de vie= 1 Gyr (âge= 0.35 Gyr)
- Aux alentours de l'an 11 750, Véga prendra la place de l'étoile polaire du fait de la précession des équinoxes.
- Position:
  - Ascension droite= Ra= 18h 36m 56,3364s
  - Déclinaison= Dec= +38° 47’ 01,291”

Normalisations du système de Vega (Johnson)

Les bandes passantes sont normalisées de sorte à ce que la magnitude d'une étoile A0 V comme Vega possède une magnitude nulle dans chacune de ces bandes. La table suivante permet de définir la normalisation des filtres Johnson dans le système de Vega.

Ici les valeurs sont données par unité de longueur d'onde (en nm), la transposition en fréquence est donnée par la formule suivante: $\nu f_\nu = \lambda f_\lambda$ $f_\nu = \frac{dF}{d\nu} = \frac{dF}{d(c/\lambda)}$

d'où:

$$f_\nu = \frac{\lambda^2}{c} f_\lambda$$

On écrit en général les densités de flux:

- par unité de fréquence: F_ν ou S_ν
- par unité de longueur d'onde: F_λ ou S_λ

Dans le cas de la bande V:

$$m_V = -2.5\ log_{10}\left[\frac{f_\nu}{(3.66\times10^{-23}\ \mathrm{Wm^{-2}Hz^{-1}})}\right]$$

$$m_V = -2.5\ log_{10}\left[\frac{f_\lambda}{(3.63\times10^{-11}\ \mathrm{Wm^{-2}nm^{-1}})}\right]$$

Le site NASA Extragalactic Database (NED) : http://nedwww.ipac.caltech.edu/help/photoband.lst contient les normalisations d'un plus grand nombre de filtres.

Filter	$\lambda[\mu m]$	$S_\lambda[\mathrm{Wm^{-2}nm^{-1}}]$
U	0.36	3.98×10^{-11}
B	0.44	6.95×10^{-11}
V	0.55	3.63×10^{-11}
R	0.70	1.70×10^{-11}
I	0.90	8.29×10^{-12}
J	1.25	3.03×10^{-12}
K	2.22	3.84×10^{-13}
L	3.60	6.34×10^{-14}
M	5.00	1.87×10^{-14}
N	10.60	1.03×10^{-15}

Le système de magnitudes *AB*

Dans le système de Vega, le coefficient de normalisation d'un filtre "*x*" varie d'un filtre à l'autre. Ce système présente l'avantage de situer une magnitude sur un plan relatif à une étoile de calibration que l'on peut observer directement sur le ciel (étoiles de type A0 V), mais devient gênant lorsque l'on cherche à comparer plusieurs filtres différents.
Le système *AB* (Oke, J.B. 1974, ApJS, 27, 21) permet de s'affranchir de cet inconvénient, car il garde le même coefficient pour toutes les bandes, qui correspond au système de Vega dans la bande V (f_ν est une densité de flux en $W/m^2/Hz$ et 1 Jy= 10^{-26} $W.m^{-2}.Hz^{-1}$):

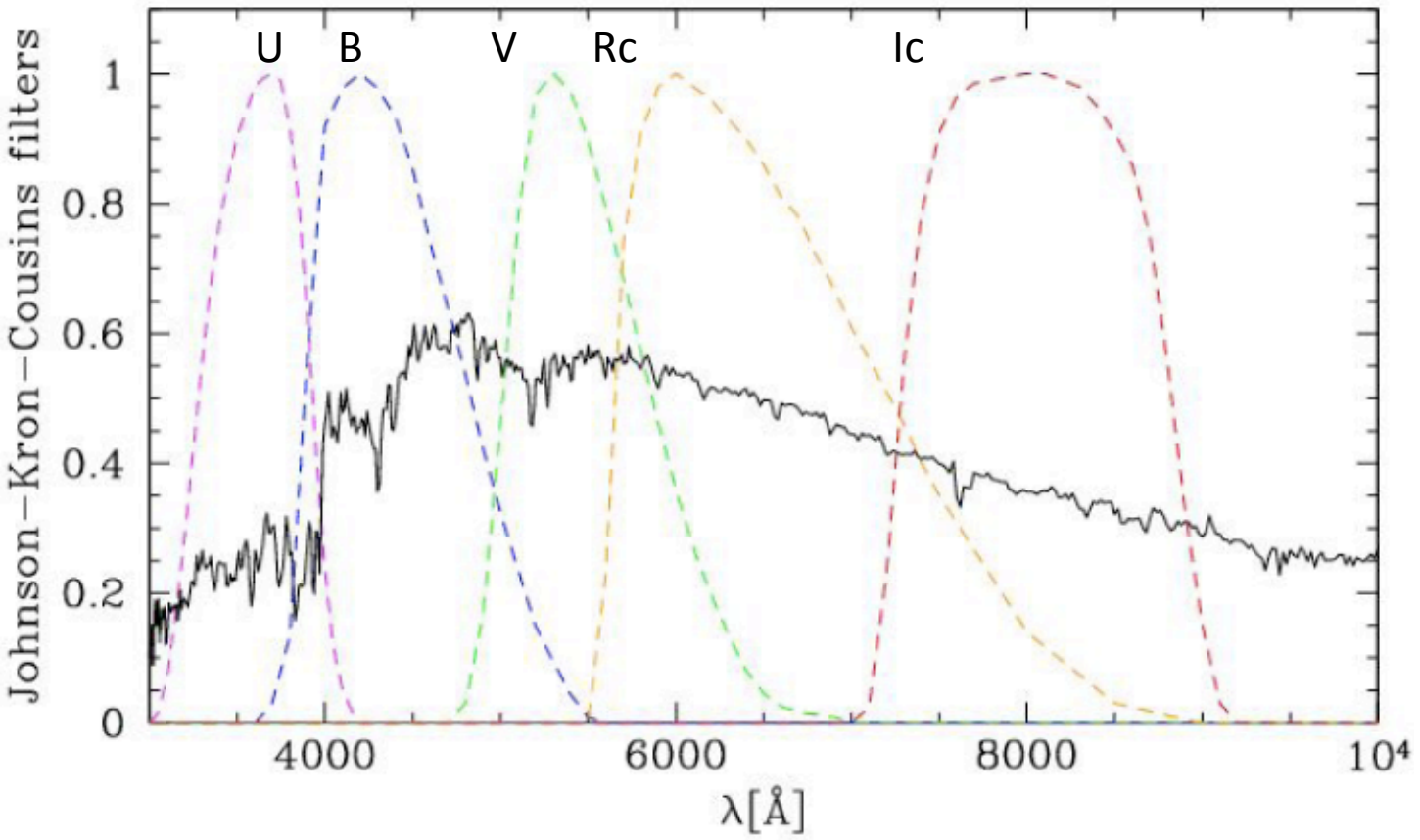
$$m_x^{AB} = -2.5\ log_{10}\left[\frac{f_\nu}{(3.6308\times10^{-23}\ \mathrm{Wm^{-2}Hz^{-1}})}\right] = -2.5\ log_{10}\left[f_\nu(\mathrm{Jy})\right] + 8.9$$

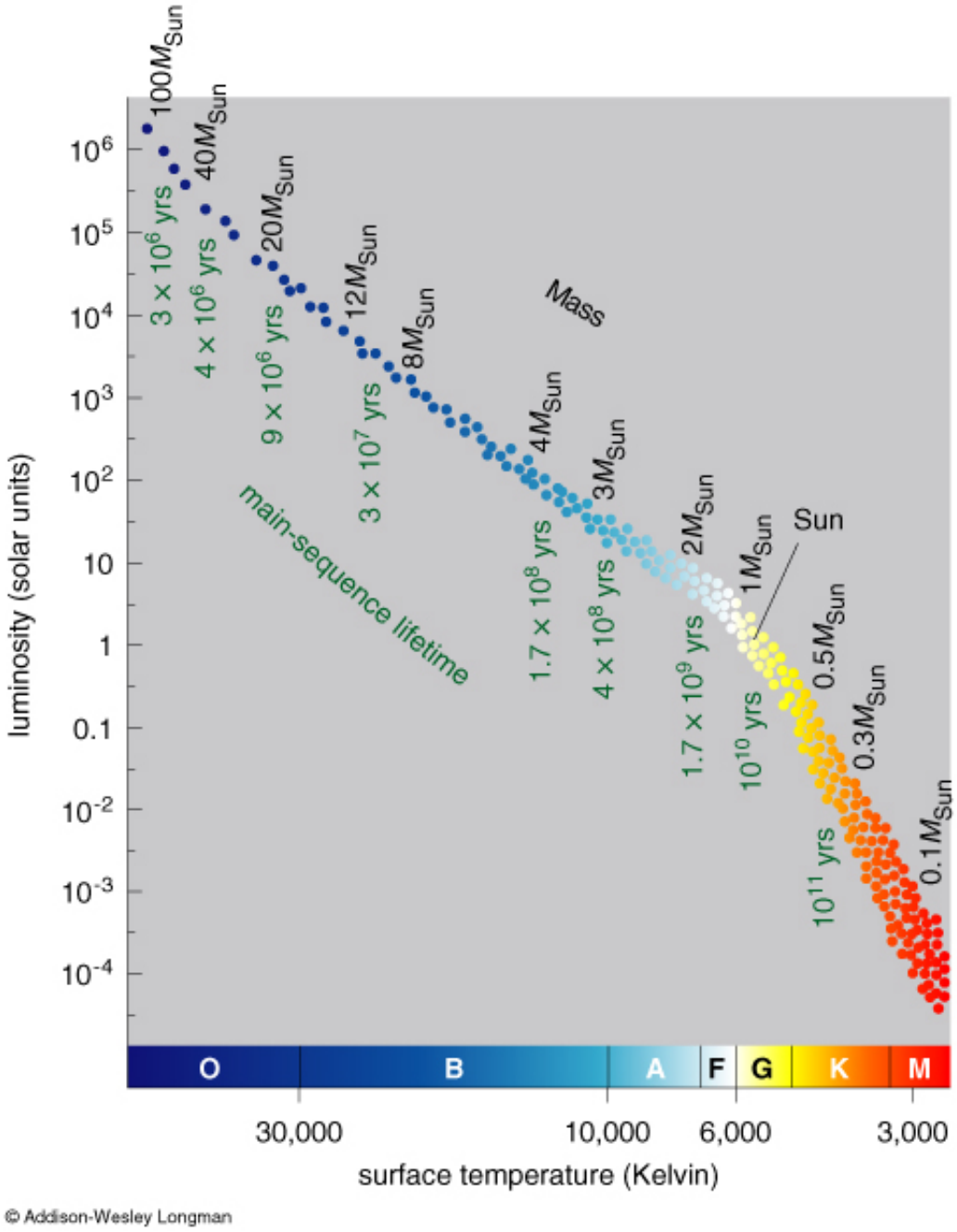
Conversion de magnitudes AB en Vega (Frei & Gunn 1995):

V=	V(AB) + 0.044	(+/- 0.004)
B=	B(AB) + 0.163	(+/- 0.004)
R=	R(AB) - 0.055	(+/- INDEF)
I=	I(AB) - 0.309	(+/- INDEF)
Rc=	Rc(AB) - 0.117	(+/- 0.006)
Ic=	Ic(AB) - 0.342	(+/- 0.008)

Filtres et bandes passantes

Les courbes de transmission des filtres de Johnson UBV et de ceux de Kron-Cousins R_cI_c sont ici superposés au spectre d'une étoile G5V (similaire au soleil, mais un peu plus froide), cf Bessel (PASP 1990).

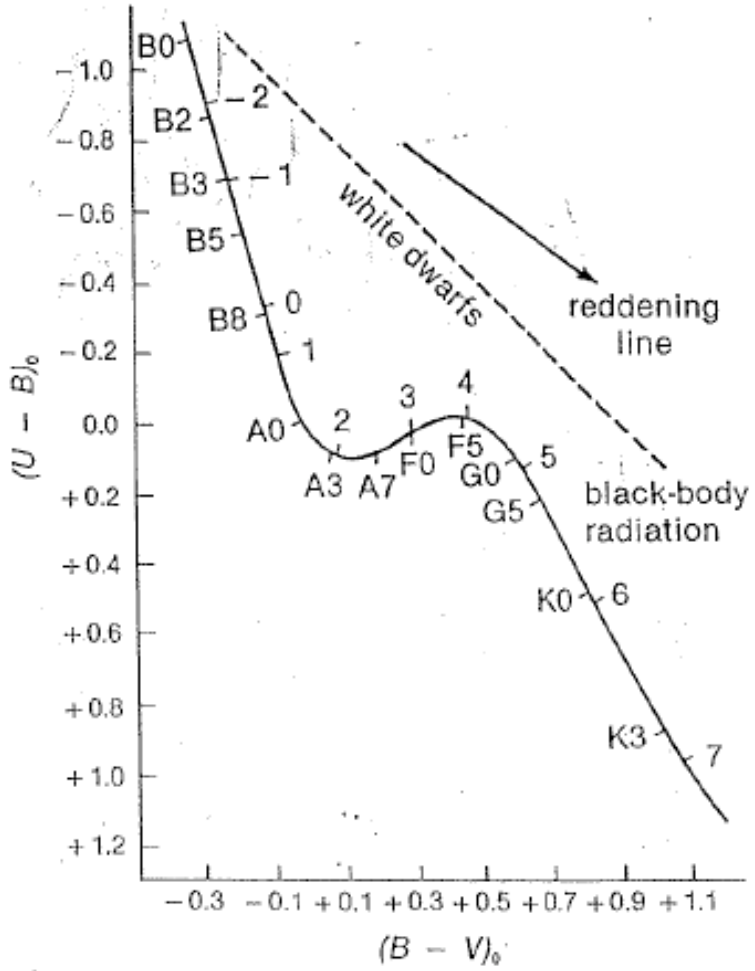




© Addison-Wesley Longman

Indices de couleur

Les magnitudes en bandes larges des galaxies permettent de définir des couleurs, qui sont ensuite utilisées pour définir des propriétés physiques de leurs populations stellaires comme leur âge, leur métallicité ou l'extinction par la poussière.



Cette figure montre la couleur U-B en fonction de B-V pour les différents types d'étoiles OBAFGKM.

U-B = m_U-m_B

B-V = m_B-m_V

Pour chacune de ces deux couleurs, une forte valeur indique la couleur rouge, une valeur faible la couleur bleue (si la magnitude bleue, B, est basse c'est que le flux de l'étoile dans cette bande est fort et donc B-V faible indique le bleu).

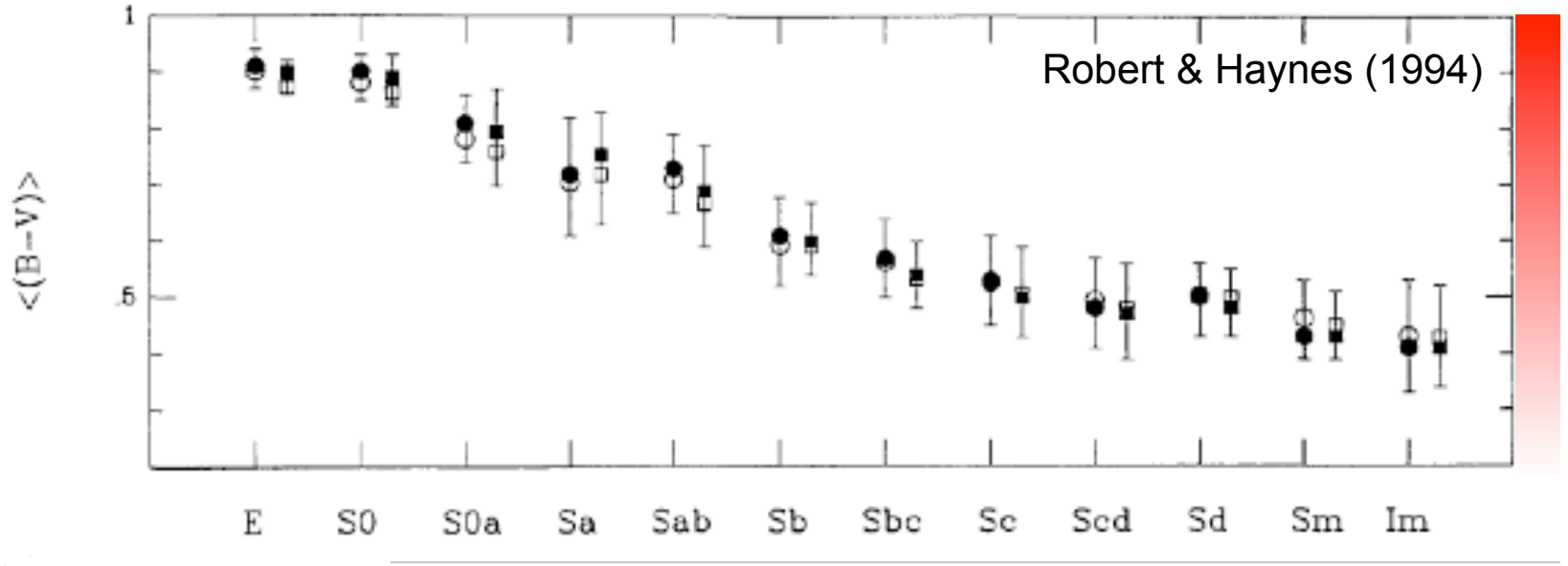
De O à M, les étoiles sont de plus en plus froides et donc de plus en plus rouges.

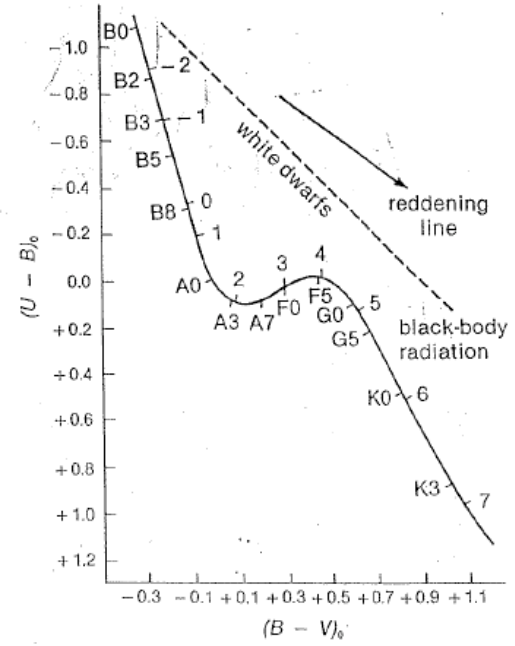
Notez la flèche sur le diagramme qui indique l'effet du rougissement par la poussière

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

Couleur B-V des différents types morphologiques





Les galaxies rougissent des irrégulières aux elliptiques en passant par les Spirales.

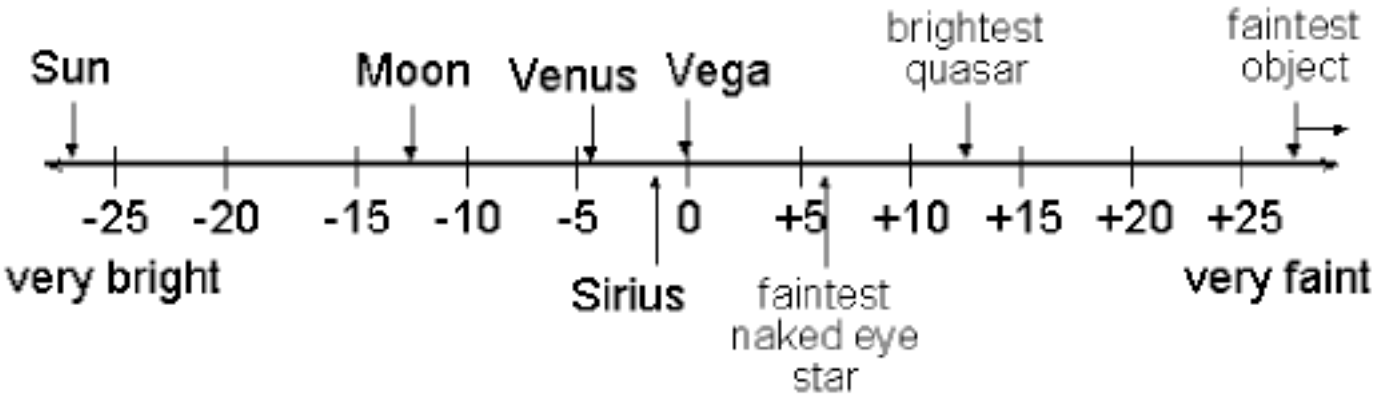
Couleur d'une Elliptique :

B-V ≈ 0.9 <-> les étoiles de type K1, masse < 0.75 $M_\odot$ dominent

Couleur d'une Sa: B-V ≈ 0.7 <-> étoiles G5,masse < 0.9 $M_\odot$

Couleur d'une Im: B-V ≈ 0.4 <-> étoiles type F,masse < 1.5 $M_\odot$

Magnitudes apparentes de quelques objets typiques



Magnitudes absolues

La magnitude apparente dépend de la distance, ce dont on a besoin de s'affranchir pour l'étude des propriétés intrinsèques des galaxies. Pour cela, on utilise la luminosité de la galaxie ou sa magnitude absolue. La magnitude absolue, M, est la magnitude apparente qu'aurait une galaxie (ou une étoile) si elle était située à 10 pc de nous, donc:

$$m - M = -2.5\ log_{10}\left(\frac{f(d)}{f(10pc)}\right) \text{ et } f(d) = \left(\frac{10}{d(pc)}\right)^2 f(10\ \mathrm{pc})$$

m-M est appelé le **module de distance**. $\Rightarrow\ m - M = 5\ log_{10} d - 5$

La distance du Soleil est de 1 unité astronomique (au)= 1/206265 pc, ce qui donne au soleil un module de distance de: -31.57 magnitudes.

La magnitude absolue du Soleil est donc: $M_B^{\odot}$=+5.48 , $M_V^{\odot}$=+4.83, $M_K^{\odot}$=+3.28
(le Soleil est une étoile de luminosité moyenne: les étoiles les plus lumineuses sont 10^6 fois plus lumineuses que le Soleil, tandis que les plus faibles sont 10^4 fois plus faibles).
On peut facilement déduire une luminosité monochromatique à partir d'une magnitude absolue dans le système AB par la formule suivante:

$$L_\nu[\mathrm{W.Hz^{-1}}] = 4.34 \times 10^{13} \times 10^{-0.4 M_x^{AB}}$$

10 pc = 10 x 3.26 années-lumière = 10 x 3.26 x 9.5 x 10^{12} km = 3.0856 x 10^{14} km

Définition des principaux filtres et valeurs solaires associées

Bande	**λ (nm)**	**FWHM**	**F_ν (Jy)**	**$M_\odot$**(Vega)	**$M_\odot$**(AB)
		(Δλ) nm	A0V,V=0	mag.abs.	mag.abs.
U	365	66	1780	5.61	6.32
B	445	94	4000	5.48	5.32
V	551	88	3600	4.83	4.83
R	658	138	3060	4.42	4.62
I	806	149	2420	4.08	4.58
J	1220	213	1570	3.64	4.55
H	1630	307	1020	3.32	4.71
K	2190	390	636	3.28	5.19
L	3450	472	281		
M	4750	460	154		

Attention ! La magnitude absolue peut-être définie dans l'un ou l'autre des deux systèmes (Vega ou AB). En général, quand rien n'est dit, il s'agit du système Vega.

Magnitude absolue du Soleil dans 80 filtres (en Vega & en AB)

#	filter	Vega	AB	Apparent	AB mag of Vega	#	filter	Vega	AB	Apparent	AB mag of Vega
1	Buser U	5.58	6.32	−26.00	0.74	41	LRIS Z	3.99	4.52	−27.59	0.53
2	Az. St. B	5.47	5.36	−26.11	−0.11	42	SPH Un	5.43	6.48	−26.16	1.05
3	Az. St. V	4.79	4.79	−26.79	0.00	43	SPH G	5.21	5.10	−26.37	−0.11
4	Bessell R	4.46	4.65	−27.12	0.19	44	SPH Rs	4.39	4.61	−27.19	0.22
5	Bessell I	4.10	4.55	−27.48	0.45	45	12k B	5.45	5.32	−26.13	−0.13
6	F300W	6.16	7.52	−25.42	1.36	46	12k R	4.38	4.60	−27.20	0.22
7	F450W	5.31	5.22	−26.27	−0.09	47	12k I	4.08	4.53	−27.50	0.45
8	F555W	4.83	4.83	−26.75	0.00	48	12k V	4.85	4.84	−26.73	−0.01
9	F606W	4.64	4.74	−26.95	0.10	49	uh8K i	4.05	4.53	−27.53	0.47
10	F702W	4.31	4.58	−27.27	0.27	50	ACS B435	5.49	5.38	−26.09	−0.11
11	F814W	4.14	4.57	−27.44	0.43	51	ACS V606	4.64	4.73	−26.94	0.09
12	CFHT U	5.57	6.38	−26.01	0.81	52	ACS SDSS i	4.14	4.54	−27.44	0.40
13	CFHT B	5.49	5.32	−26.09	−0.17	53	ACS I814	4.10	4.53	−27.49	0.44
14	CFHT V	4.81	4.81	−26.77	0.00	54	ACSSDSS z	3.99	4.52	−27.59	0.54
15	CFHT R	4.44	4.64	−27.14	0.20	55	Bessell U	5.56	6.34	−26.03	0.79
16	CFHT I	4.05	4.53	−27.53	0.48	56	Bessell B	5.45	5.33	−26.14	−0.11
17	KPNO U	5.59	6.31	−25.99	0.71	57	Bessell V	4.80	4.81	−26.78	0.01
18	KPNO B	5.48	5.40	−26.10	−0.08	58	Bessell J	3.66	4.57	−27.93	0.91
19	KPNO V	4.78	4.79	−26.80	0.00	59	Bessell H	3.33	4.71	−28.26	1.39
20	KPNO R	4.46	4.65	−27.12	0.19	60	Bessell K	3.28	5.19	−28.30	1.92
21	KPNO I	4.10	4.55	−27.48	0.45	61	KPNO J	3.65	4.57	−27.93	0.92
22	Koo & Kron U	5.58	6.29	−26.01	0.72	62	KPNO H	3.32	4.72	−28.26	1.39
23	Koo & Kron J	5.32	5.26	−26.26	−0.06	63	KPNO K	3.28	5.19	−28.30	1.91
24	Koo & Kron F	4.58	4.69	−27.00	0.11	64	2500	8.14	9.77	−23.44	1.63
25	Koo & Kron N	4.11	4.53	−27.48	0.43	65	2800	6.76	8.21	−24.82	1.45
26	SDSS u'	5.46	6.44	−26.13	0.98	66	APM Bj	5.27	5.18	−26.31	−0.09
27	SDSS g'	5.21	5.11	−26.37	−0.10	67	FOCA UV	10.63	12.35	−20.95	1.73
28	SDSS r'	4.50	4.65	−27.08	0.15	68	DEIMOS R	4.43	4.62	−27.15	0.19
29	SDSS i'	4.16	4.54	−27.42	0.38	69	Galex FUV	13.87	16.02	−17.72	2.16
30	SDSS z'	3.99	4.52	−27.59	0.53	70	Galex NUV	8.52	10.18	−23.06	1.67
31	ACS old z	3.98	4.52	−27.60	0.54	71	SDSS u	5.82	6.75	−25.76	0.93
32	FIS555	4.82	4.83	−26.76	0.00	72	SDSS g	5.44	5.33	−26.15	−0.10
33	FIS606	4.60	4.71	−26.98	0.10	73	SDSS r	4.52	4.67	−27.06	0.15
34	FIS702	4.31	4.58	−27.27	0.27	74	SDSS i	4.11	4.48	−27.47	0.37
35	FIS814	4.11	4.53	−27.48	0.43	75	SDSS z	3.89	4.42	−27.70	0.53
36	LRIS B	5.46	5.39	−26.12	−0.07	76	NIRI J	3.63	4.57	−27.95	0.94
37	LRIS V	4.82	4.82	−26.76	0.00	77	NIRI H	3.33	4.71	−28.26	1.39
38	LRIS R	4.45	4.63	−27.13	0.18	78	NIRI K	3.28	5.19	−28.30	1.91
39	LRIS Rs	4.33	4.59	−27.26	0.26	79	NIC3 J110	3.80	4.55	−27.78	0.75
40	LRIS I	4.03	4.53	−27.55	0.50	80	NIC3H160	3.36	4.69	−28.22	1.34

Magnitudes absolues et luminosités

La magnitude absolue (dans le système) et la luminosité sont reliées par:

$$M_{\rm B} - M_{\rm B}^{\odot} = -2.5 \times log_{10} \left[\frac{L_{\rm B}}{L_{\rm B}^{\odot}} \right]$$

Une galaxie de magnitude absolue -20 en bande B a donc une luminosité de:

$$L_{\rm B} = 10^{-0.4 \times (-20 - 5.48)} L_{\rm B}^{\odot} = 1.6 \times 10^{10} L_{\odot}^{\rm B}$$

La correction bolométrique est un terme utilisé pour décrire la différence entre la magnitude bolométrique d'une étoile et sa magnitude en bande V:

BC = m_{bol} - m_V , dans le cas du Soleil: BC = 4.74 - 4.83 = -0.09

Les classes de Abell pour les amas de galaxies

- Les amas de galaxies possèdent une grande variété de nombres de galaxies. Le nombre total de galaxies d'un amas n'est cependant pas connu car beaucoup de galaxies sont trop faibles pour être détectées au télescope et la fraction de galaxies indétectées augmente avec la distance. Pour éviter ce problème, Abell a définit une mesure de la richesse d'un amas aussi indépendante que possible de la distance. La richesse est définie comme le nombre de galaxies ayant des magnitudes apparentes entre m_3 et m_3+3, où m_3 est la magnitude de la 3ème galaxie la plus brillante de l'amas. Donc ce sont les galaxies dont la luminosité (les gal. sont à la même distance de nous), est de 1 à 16 fois plus faible que celle de la 3ème galaxie la plus lumineuse de l'amas.
- Par exemple, si $L_3=3\times10^{11}\ L_\odot$, la plus faible aura: $L_{min}=2\times10^{10}\ L_\odot$
- Selon cette définition, les amas sont divisés en 6 classes de richesse:

Classe	Population	Classe	Population
0	30 - 49 galaxies	3	130 - 199
1	50 - 79	4	200 - 299
2	80 - 129	5	>300

Magnitudes absolues et corrections associées

Nous avons défini la magnitude absolue comme étant la magnitude apparente qu'aurait un objet s'il était situé à 10 pc de nous et nous avons associé la différence *(m-M)* au module de distance 5 *log* d - 5, cependant la réalité est plus complexe et l'on doit ajouter les deux termes correctifs suivants :

-***extinction:*** à travers la Galaxie, les nuages de poussière (cirrus) absorbent et diffusent la lumière des étoiles et des galaxies, d'où un terme correctif : A (atténuation). On utilise généralement l'atténuation dans la bande V, comme référence, A_V, et l'on peut déduire de celle-ci l'atténuation à une autre λ (cf ci-après).

- ***le décalage vers le rouge:*** l'émission rayonnée par une galaxie distante à la longueur d'onde λ(émission) est reçue au niveau du détecteur avec un décalage:

$\lambda(\text{observée}) = \lambda(\text{émission}) \times (1+z)$ où z est le décalage spectral de la galaxie.

Il faut donc appliquer une correction à la mesure pour calculer l'émission à λ(émission) pour connaître la magnitude absolue d'un objet dans la bande V, par exemple. Cette correction requiert de connaître la distribution spectrale en énergie de la galaxie. On appelle cette correction la correction K.

$$m - M = 5\ log_{10} d - 5 + A + K$$

Propriétés photométriques des galaxies

1 Magnitudes et indices de couleur

2 Facteurs limitant l'observation des galaxies

3 L'extinction dans les galaxies

4 Correction du décalage vers le rouge ou correction K

Limitations

Idéalement, on souhaiterait mesurer la distribution spectrale en énergie (SED) complète des galaxies.

En pratique cela reste difficile à réaliser depuis le sol mais aussi l'espace.

En conséquence, l'étude des galaxies requière de combiner les observations de plusieurs instruments au sol comme dans l'espace. Il reste des régions non couvertes et la calibration relative des instruments doit être prise en compte avec beaucoup d'attention, e.g. des observations réalisées avec des télescopes de diamètres différents ont des largeurs à mi-hauteur (FWHM, full width half maximum) de la tâche de diffraction PSF (Point Spread Function) différentes et leurs mesures ne peuvent être combinées sans effectuer une correction d'ouverture (la photométrie est mesurée sur une surface déterminée puis corrigée afin d'obtenir la magnitude totale de la galaxie dans la bande choisie).

Nous allons dans un premier temps citer l'origine des principales limitations observationnelles, puis nous définirons le système décrivant les SEDs partiels des galaxies, i.e. magnitudes et couleurs.

Cela nous amènera à traiter de deux corrections importantes dues à l'extinction par la poussière et au décalage vers le rouge (correction K).

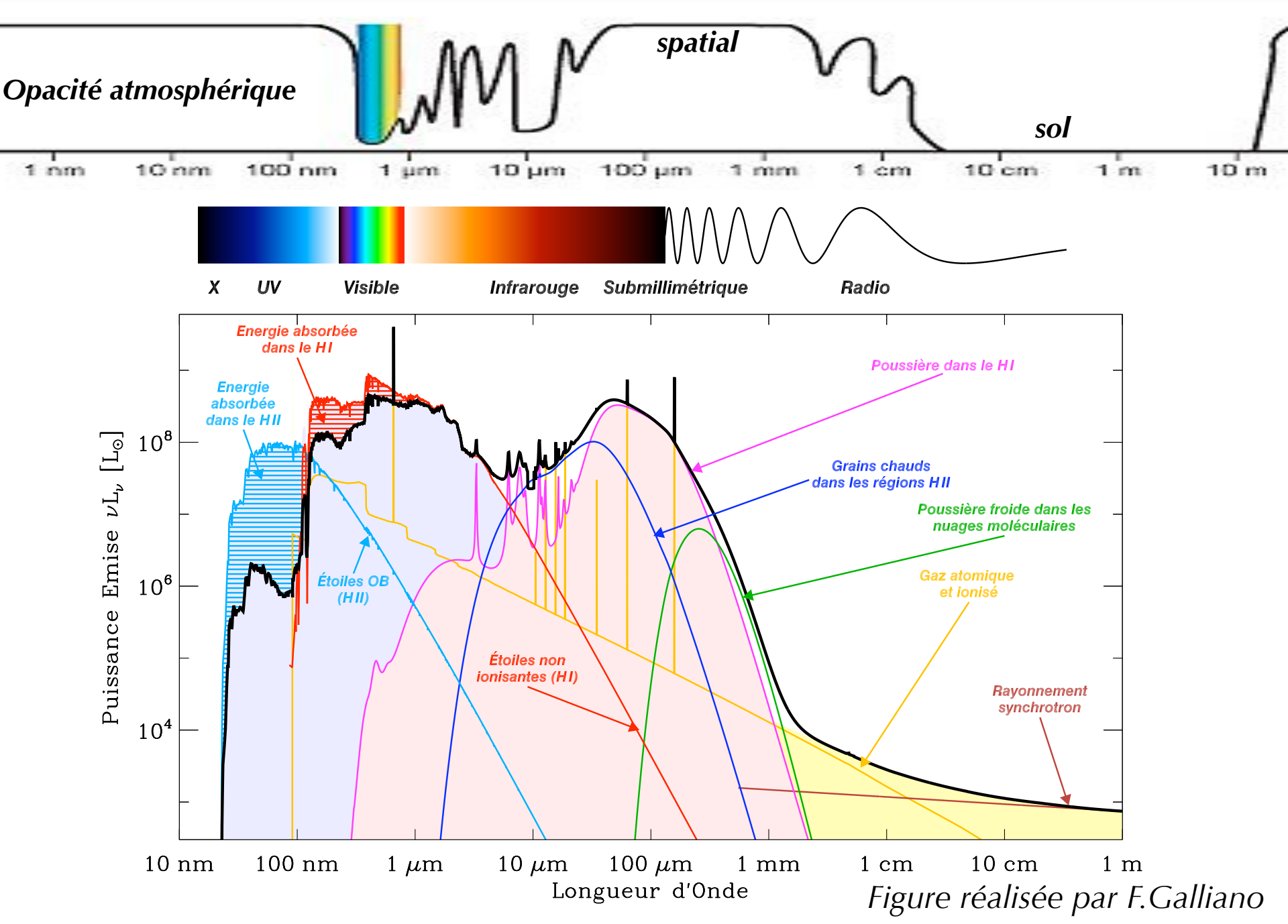
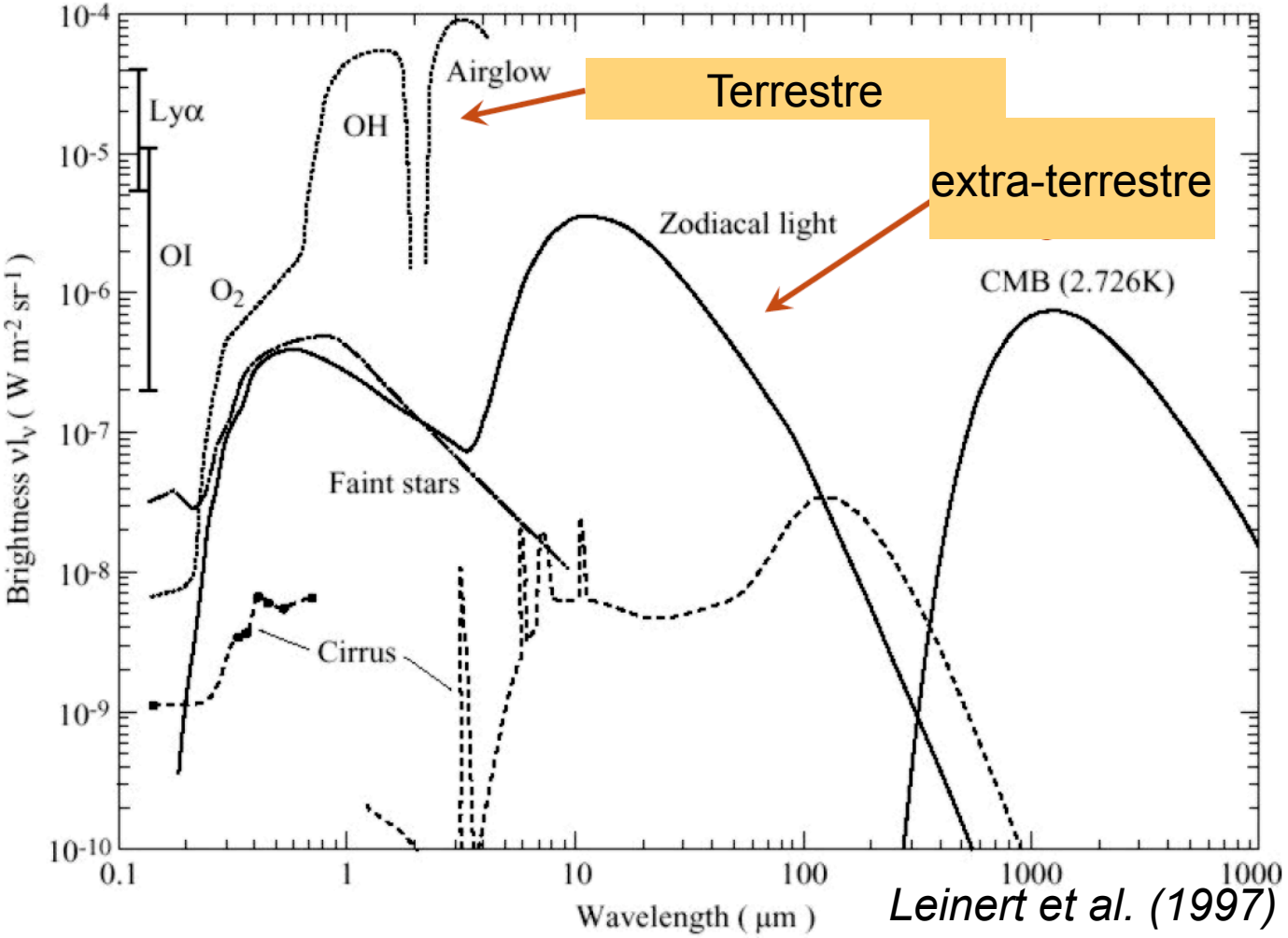


Figure réalisée par F.Galliano

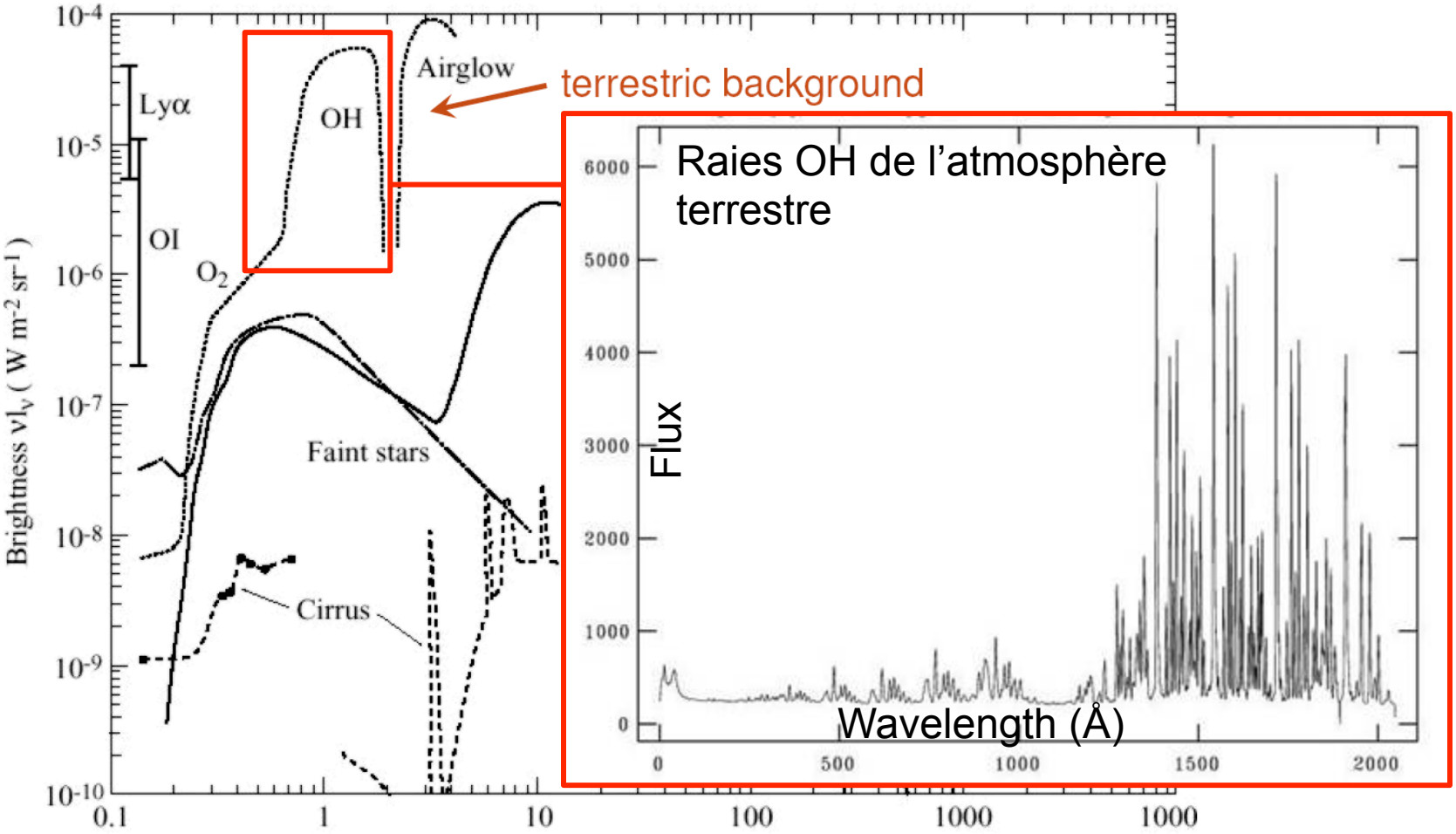
Facteurs limitant l'observation des galaxies: (II) les fonds diffus

Dans l'IR proche, les observations sont limitées par les raies en émission OH de l'atmosphère et l'émission thermique de l'atmosphère terrestre. La radio est limitée par la pollution humaine (radio,tv,…). Le moyen IR (3-30μm) est affecté par la réflexion de la lumière solaire par la poussière interplanétaire (lumière zodiacale) et dans l'IR lointain (30-500μm), c'est l'émission des cirrus galactiques (nuages de poussière interstellaire) qui dominent le fond + absorption par l'atmosphère



Leinert et al. (1997)

Facteurs limitant l'observation des galaxies: les raies OH de l'atmosphère terrestre limitent la spectroscopie en IR proche et donc la czapacité de mesurer les redshifts des galaxies distantes

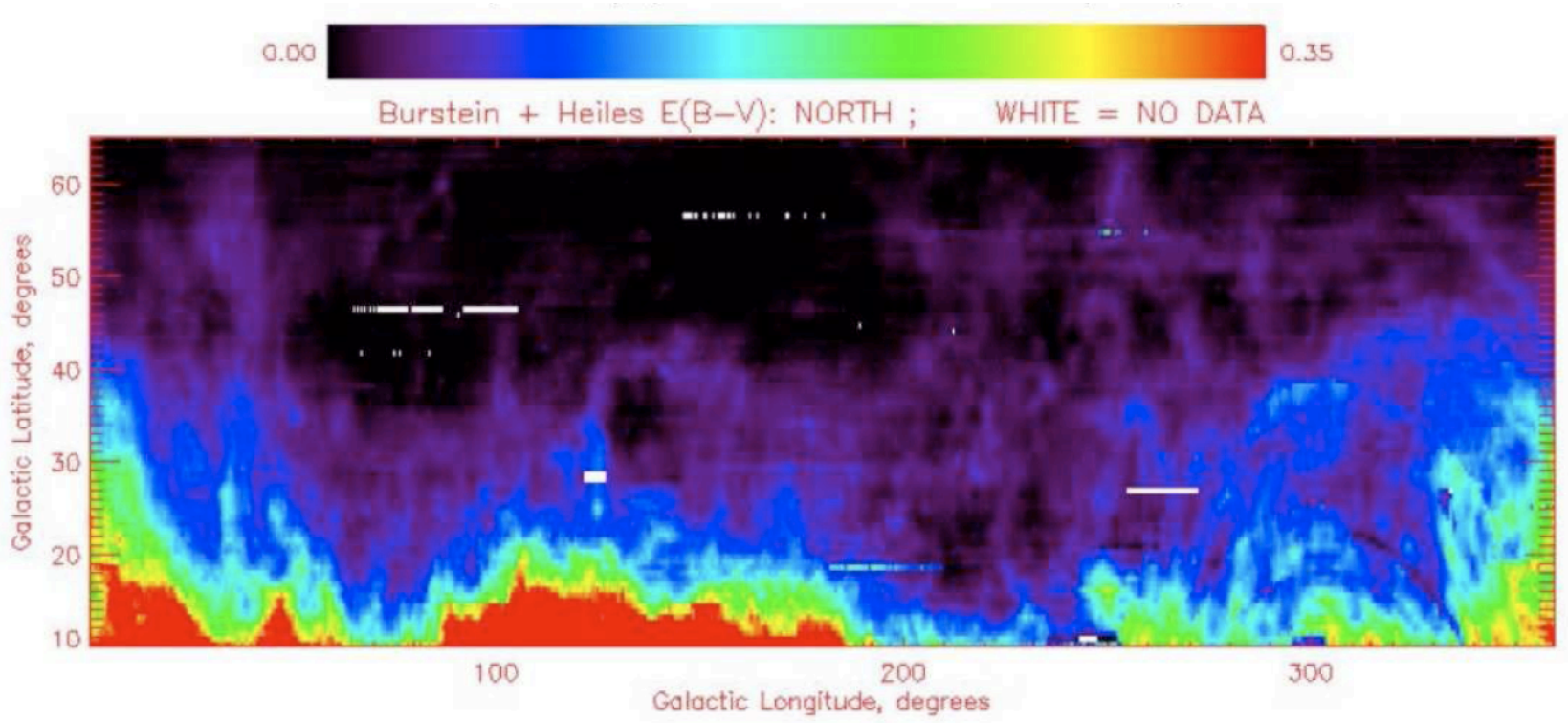


Leinert et al. (1997)

Facteurs limitant l'observation des galaxies: (III) l'extinction galactique

Absorption par le gaz et la poussière interstellaires dans la Voie Lactée.

E(B-V) = (B-V)-$(B-V)_0$ est une mesure du rougissement (couleur : bleu - visible) et de l'absorption. La carte d'absorption de la Voie Lactée ci-dessous a été dérivée à partie de l'émission à 21 cm de l'H neutre (carte de densité de colonne en HI; Burstein & Heiles). Plus récemment, Schlegel et al. ont obtenu une carte similaire grâce à l'émission en IR lointain de la galaxie (satellite COBE).



Propriétés photométriques des galaxies

1 Magnitudes et indices de couleur

2 Facteurs limitant l'observation des galaxies

3 L'extinction dans les galaxies

4 Correction du décalage vers le rouge ou correction K

L'extinction par l'atmosphère terrestre

Le flux d'un objet astronomique mesuré sur terre doit être corrigé de 2 effets:

- Absorption dans l'atmosphère terrestre: on tente toujours d'observer les objets quand ils passent au zénith d'un télescope, mais cela n'est pas toujours possible en fonction de la période de l'année, de la latitude du télescope et de la durée pendant laquelle on souhaite intégrer le signal, qui peut durer plusieurs heures dans le cas de la spectroscopie de galaxies faibles et distantes.

Si $m_{\lambda,obs}$ est la magnitude d'un objet mesuré à une distance Θ du zénith et ε_λ est l'absorption due à l'atmosphère au zénith, alors la magnitude corrigée de l'absorption atmosphérique est:

$$m_{\lambda,corr} = m_{\lambda,obs} - \varepsilon_\lambda / cos(\Theta)$$

Les valeurs typiques de ε_λ décroissent de 0.3 autour de 4000Å à 0.1 autour de 8000Å (les valeurs exactes sont estimées en observant des étoiles "standard" au moment de l'observation)

N.B.: une galaxie d'ascension droite, α=0h passera à son zénith annuel à l'équinoxe de printemps, le 21 Mars à minuit. Le 21 septembre (éq. d'automne), ce seront les objets à α=12h. Le décalage est de 2h par mois, i.e. α=2h le 21 Avril.

Bien entendu, les objets de déclinaison positive seront observables de l'hémisphère Nord et inversement, et le zénith d'un objet n'est pas à la verticale du télescope mais dépend de la différence entre la latitude du télescope et la déclinaison de l'objet, en conséquence, l'angle Θ est rarement nul.

L'extinction par la poussière interstellaire

- L'existence de zones sombres dans la Voie Lactée fut mentionnée pour la première fois en 1785 par Sir William Herschel qui les interpréta comme des "trous dans les cieux" (*holes in the heavens*).
- Un siècle plus tard, en août 1889, Edward Barnard commença à prendre des clichés de ces zones sombres et rapporta l'observation de vastes régions en forme de nuages avec des structures bien particulières.
- En 1906, il écrivit: "No one would suspect for a moment that this lane is anything but an actual vacancy among the stars".
- Mais l'éditeur de son article sur ces "dark regions" dont Barnard disait: "I think some of them will before long excite as much study and attention as the nebulae", écrivit qu'il considérait que ces régions ne pouvaient pas être vides d'étoiles, sinon nous serions situés au centre de longs tubes de vides puisqu'on ne voit pas non plus d'étoiles en arrière-plan.

L'extinction par la poussière interstellaire

- Extinction par les grains de poussière interstellaire: l'extinction est proportionnelle à la densité de colonne d'hydrogène dans le milieu interstellaire (ISM), car il existe un rapport relativement constant de la quantité de poussière sur gaz dans la Voie Lactée. Les nuages de poussière interstellaire responsables de la majorité de l'extinction, cirrus galactiques, sont facilement identifiables par leur émission en infrarouge thermique dans le moyen et lointain infrarouge. L'extinction est maximale dans la direction du plan galactique et minimale perpendiculairement. A cela, il faut ajouter l'existence de régions presque vides de cirrus, vers lesquelles les télescopes se dirigent pour éviter les effets d'extinction, dont le plus connu est le Lockman Hole, le trou de Lockman, du nom de son découvreur.

  L'extinction interstellaire rougit un objet, ce qui est décrit par "l'excès de couleur":

$$E_{B\text{-}V} = (B\text{-}V)_{obs}\text{-}(B\text{-}V)_0 = (m_{B,obs}\text{-}m_{V,obs})\text{-}(m_{B,0}\text{-}m_{V,0})$$

  La couleur $(B\text{-}V)_0$ serait celle observée au télescope si l'objet n'avait pas subi d'extinction interstellaire, tandis qu'on observe un excès: $(B\text{-}V)_{obs} = (B\text{-}V)_0 + E_{B\text{-}V}$

  L'extinction peut être donnée dans le filtre *V*, "atténuation dans la bande $V = A_V$":

$$m_{V,obs} = m_{V,0} + A_V \text{ , donc: } E(B\text{-}V) = E_{B\text{-}V} = A_B\text{-}A_V$$

L'extinction par la poussière interstellaire

- La théorie de Mie: une particule sphérique de rayon, a, possède une section efficace d'extinction, C_{ext}, décomposée de la manière suivante:

$$C_{ext}(\lambda,a) = Q_{ext}(\lambda,a) \times \pi a^2$$

où πa^2 est la section efficace géométrique du grain et Q_{ext}, l'efficacité d'extinction.

On décompose $Q_{ext}(\lambda,a)$ en une composante de diffusion et une d'absorption:

$$Q_{ext}(\lambda,a)=Q_{dif}(\lambda,a)+Q_{abs}(\lambda,a)$$

Le calcul de Q_{ext} ,$Q_{dif}(\lambda,a)$ et $Q_{abs}(\lambda,a)$ a été effectué pour la 1ère fois en parallèle par Mie (1908) et Debye (1909), dans le cas des particules sphériques, homogènes et isotropes. Ce formalisme est maintenant connu sous le nom de "théorie de Mie" et a été étendu à des cas plus généraux de grains non sphériques. Des fonctions diélectriques ont été calculées par Draine & Lee (1984).

Les efficacités ci-dessus dépendent séparément de λ et de a.

On distingue 2 régimes selon la valeur du "paramètre de taille", $x = 2\pi a/\lambda$

La limite de Rayleigh (x<<1), approximation des petites particules: $Q_{dif} \sim \lambda^{-4}$, $Q_{abs} \sim \lambda^{-1}$

L'extinction grise (x>>1), particules ≈ écrans opaques : $Q_{dif} \sim 1$, $Q_{abs} \sim 1$

Extinction (= absorption + diffusion) & profondeur optique

Les grains de poussières diffusent (albedo) et absorbent les photons. La combinaison de ces 2 effets est appelée l'extinction, i.e. une diminution du flux observé.

La diffusion peut résulter de la combinaison de 3 processus différents:

réflexion, collision inélastique (effet Compton) ou diffraction.

Soit un faisceau lumineux, de longueur d'onde λ et de flux $f(\lambda,s)$, traversant un milieu matériel le long d'un chemin optique d'abscisse curviligne s.

Absorption après avoir traversé ds: $f(\lambda,s) \rightarrow f(\lambda,s)+df(\lambda,s)$ où $df(\lambda,s)$ est négatif

Le coefficient d'absorption linéaire α est définit par: $-df(\lambda,s)/f(\lambda,s)=\alpha(\lambda)ds$

De même, le coefficient de diffusion linéaire, σ : $-df(\lambda,s)/f(\lambda,s)=\sigma(\lambda)ds$

Absorption et diffusion combinées définissent le coefficient d'extinction linéaire, κ:

$$-df(\lambda,s)/f(\lambda,s)=[\alpha(\lambda)+\sigma(\lambda)]ds=\kappa(\lambda)ds \quad (1)$$

L'intégrale du coefficient $\kappa(\lambda,s)$ le long du chemin optique est appelée *profondeur optique* ou *épaisseur optique* notée, $\tau(\lambda,s)$: $\tau(\lambda,s) = \int_0^s \kappa(\lambda,t)\, dt$ tégrant l'équation (1):

$$\int \frac{df_\lambda}{f_\lambda} = ln\ f_\lambda = -\tau_\lambda \qquad f_{\lambda,obs} = f_{\lambda,0}\ e^{-\tau_\lambda}$$

Extinction (= absorption + diffusion) & profondeur optique

La profondeur optique, τ_λ, relie donc les flux émis et observé: $f_{\lambda,obs} = f_{\lambda,0} \exp(-\tau_\lambda)$

Pour $\lambda > 300$ nm une bonne approximation est $\tau \sim 1/\lambda$, donc le bleu est plus absorbé que le rouge, et l'on parle de rougissement interstellaire.

D'autre part, l'atténuation A_λ permet elle aussi de relier les flux émis et observé:

$$A_\lambda = -2.5 \log(f_{\lambda,obs}/f_{\lambda 0}) = m_{\lambda,obs} - m_{\lambda,0}$$

$$\text{donc: } f_{\lambda,obs} = f_{\lambda 0} \times 10^{-0.4A(\lambda)} = f_{\lambda 0} \times 0.4^{A(\lambda)}, \text{ car } 10^{-0.4} = 0.4$$

où $m_{\lambda,obs}$ est la magnitude observée et $m_{\lambda,0}$ la magnitude intrinsèque.

Alors: $A_\lambda = 2.5/\ln(10)\, \tau_\lambda = 1.086\, \tau_\lambda$

Pour en revenir au terme correctif de la magnitude absolue, on a donc:

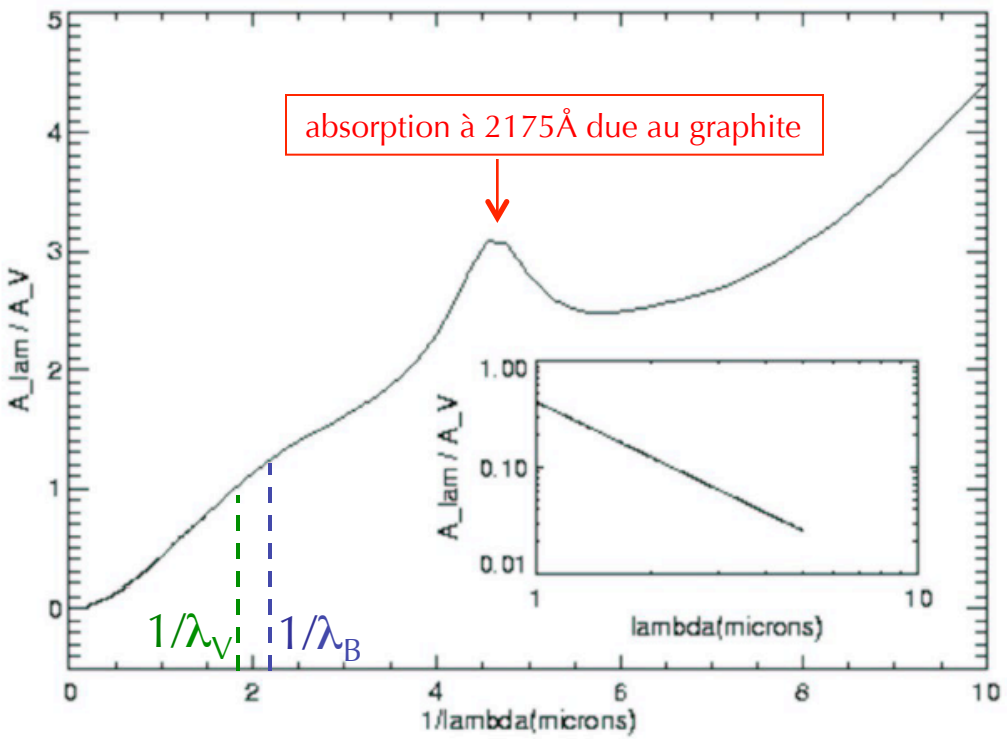
$$m_V - M_V = 5 \log d - 5 + A_V \quad \text{où "d" est mesuré en pc}$$

$$m_B - M_B = 5 \log d - 5 + A_B \text{ où } A_B = (1 + 1/R_V) A_V$$

$$m_x - M_x = 5 \log d - 5 + A_x \text{ où } A_x = f(\lambda) A_V, \text{ où } f(\lambda) \text{ est la loi d'extinction.}$$

La loi qui relie l'atténuation dans la bande V, A_V, avec celle à n'importe quelle longueur d'onde λ, A_λ, est représentée par la figure de la page suivante.

Courbe d'extinction = loi d'extinction Galactique



la loi d'extinction = la fonction f(λ) telle que : A_λ=f(λ)A_V
Elle est parfois aussi définie à partir de l'excès de couleur (cf Fitzpatrick 1999, PASP 111, 63):

$E(\lambda\text{-V})=f(\lambda)E(\text{B-V})$

La courbe d'extinction de la VL a été obtenue en comparant des étoiles de référence non éteintes à des étoiles de même type subissant une extinction, avec une référence à un spectre théorique.

Courbe d'extinction interstellaire moyennée sur toutes les directions (Savage & Mathis 79)

En réalité cette courbe varie en fonction de la direction de visée et l'on paramétrise cette variation par la pente de la courbe entre les bandes B et V, i.e. A_B-A_V.

La relation qui relie A_V et E_{B-V} est: $A_V = R_V E_{B-V}$ donc: $A_B/A_V = 1+1/R_V$

Dans le voisinage solaire : R_V=3.1 (Schultz & Wiemer 1975, Sneden et al. 1978)

ce qui donne : A_B/A_V=1.32 → la lumière bleue qui traverse= $0.4^{0.32}$=0.75 x lumière visible

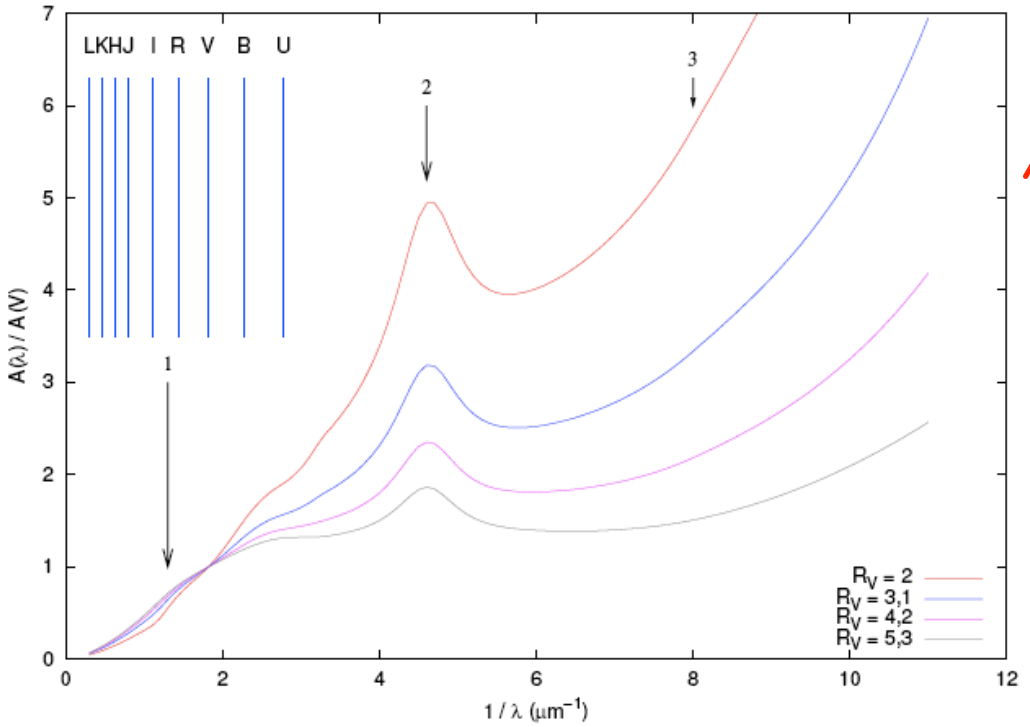
loi d'extinction Galactique: ordres de grandeur

Considérons le cas d'une étoile située au centre de la Voie Lactée:

Son atténuation dans la bande M (4.75 μm) est $A_M \approx 0.6$
La probabilité qu'un de ses photons de 4.75 μm nous atteigne est de:
P(4.75 μm)= $10^{-0.4 \times A_M} = 10^{-0.24}$ = 0.57 ≈ 3 chances / 5

Son atténuation dans la bande B (0.44 μm) est $A_B \approx 34.5$
La probabilité qu'un photon de 0.44 μm nous atteigne est de:
P(0.44 μm)= $10^{-0.4 \times A_B} = 10^{-13.8}$ = 1.6×10^{-14} !

Courbe d'extinction = loi d'extinction Galactique



$A_B = (1+1/R_V)A_V$, donc A_B↗ si R_V ↘ et la pente est plus forte.

R_V ↘ dans les lignes de visée les plus riches en grains de poussière de petites tailles (les VSG= Very Small Grains)

1: croissance linéaire de A_λ en $1/\lambda$
2: absorption à 2175Å due au graphite
3: forte augmentation dans l'UV lointain

Ces courbes d'extinction ont été calculées à partir de la formule de Cardelli et al. (1989, ApJ 345, 245). La valeur de R_V varie entre R_V=2 et 5.3. R_V caractérise la pente de la montée de la loi d'extinction: plus R_V est grand plus la pente est faible, plus il est petit plus l'extinction monte aux courtes longueurs d'ondes, qui correspondent à des tailles de grains de poussière plus petites. Comme la variation se situe dans le domaine des plus petites longueurs d'ondes, on en a déduit qu'il s'agissait d'une variation de la densité de grains de petites tailles, appelés les VSG (Very Small Grains).

Courbe d'extinction = loi d'extinction Galactique

Cardelli, Clayton & Mathis (1989) ont montré que le long de toute ligne de visée, la loi d'extinction galactique pouvait être reproduite par une formule analytique simple qui ne dépend que de R_V:

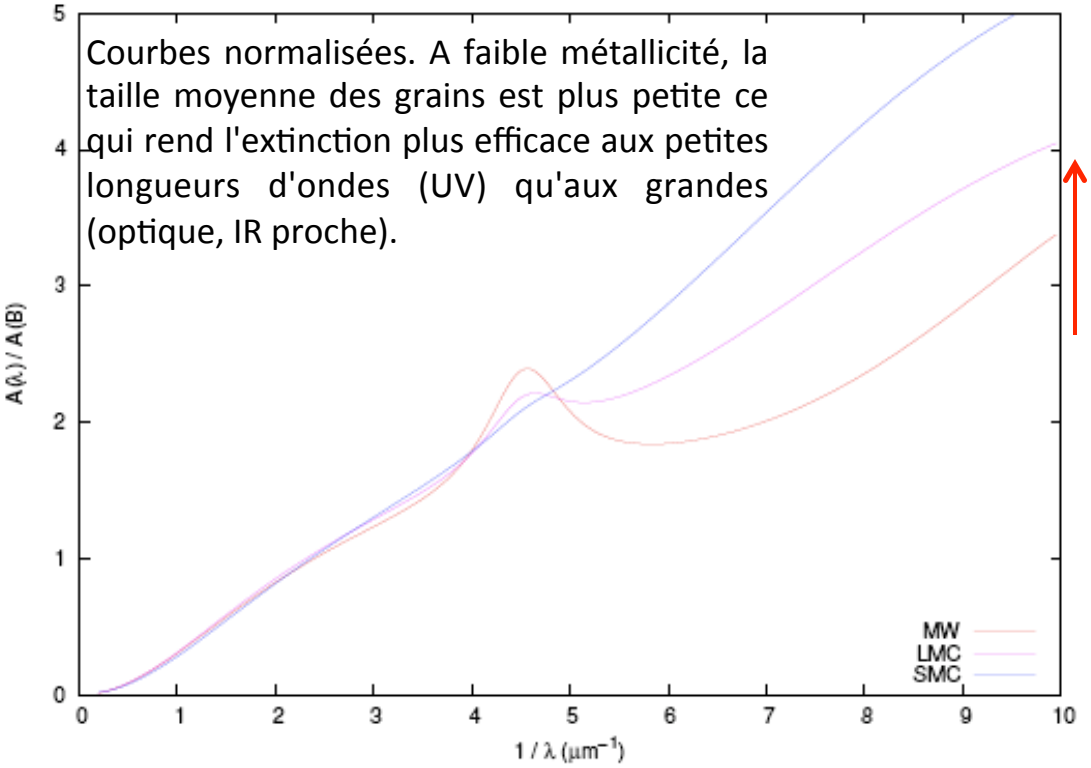
$$\frac{A_\lambda}{A_J} = a(\lambda) + \frac{b(\lambda)}{R_V}$$

où $a(\lambda)$ et $b(\lambda)$ sont des polynomes en λ^{-1}

Les auteurs ont préféré utiliser $\frac{A_\lambda}{A_J}$ plutôt que $\frac{A_\lambda}{A_V}$

car l'extinction est quasi-universelle dans les bandes plus rouges que la bande *R*, alors qu'elle varie dans les bandes qui vont du *V* vers le bleu. En conséquence, il est plus judicieux de normaliser les lois d'extinction sur une bande plus rouge que *V*, qui a traditionnellement été utilisée, ici la bande *J*.

Courbe d'extinction = les nuages de Magellan



Les courbes d'extinction à gauche été calculées à partir de la formule de Pei (1992, ApJ 395, 130).

métallicité ↘

En allant de la loi d'extinction de la Galaxie (MW) vers celle du Petit Nuage de Magellan (SMC) en passant par celle du Grand Nuage de Magellan (LMC), l'intensité du pic à 2175 Å décroît tandis que l'extinction dans l'ultraviolet lointain croît.

Dans le SMC, le pic à 2175Å est même absent et l'extinction varie presque linéairement en $1/\lambda$ sur tout le domaine de longueurs d'ondes.

Dans le LMC, le pic à 2175Å est le plus faible dans la région de la nébuleuse de la Tarentule (30 Doradus) qui est une zone de formation stellaire. Les grains de poussière y sont exposés à un *rayonnement UV intense qui détruirait les grains* responsables du pic à 2175 Å. Mais une autre cause intervient aussi: *la métallicité diminue de la VL au SMC en passant par le LMC*. Le conflit production/destruction reste d'actualité.

Courbe d'extinction d'Andromède

La loi d'extinction a aussi été mesurée dans la galaxie d'Andromède, M31, dans l'UV par Bianchi et al. (1996) en utilisant 3 méthodes différentes:

- comparaison de spectres de paires d'étoiles brillantes de type B appartenant à M31.
- comparaison de spectres d'étoiles rougies de M31 avec ceux d'étoiles faiblement rougies appartenant à la Galaxie et se trouvant proche de la ligne de visée de M31.
- comparaison de spectres d'étoiles de M31 avec des modèles d'atmosphère stellaire

La première méthode présente l'avantage d'annuler l'effet de l'extinction de la Galaxie, car on se trouve sur la même ligne de visée, mais elle est peu précise car les extinctions mesurées sont faibles.

La deuxième méthode fait intervenir la correction de l'extinction de la Galaxie qui n'est pas nécessairement bien connue dans toutes les lignes de visée.

La troisième méthode repose sur la qualité du spectre théorique qui implique de déterminer avec précision en même temps la température de l'étoile et l'extinction.

La loi d'extinction obtenue est semblable à celle de la Galaxie mais avec un pic à 2175Å moins marqué.

Courbe d'extinction des galaxies éloignées

Dans les galaxies éloignées, il n'est plus possible d'obtenir la loi d'extinction le long de la ligne de visée d'une étoile particulière à cause de la résolution limitée des observations. On fait alors appel à d'autres méthodes, comme le rapport des spectres de deux galaxies de même type mais avec des inclinaisons différentes (Kinney et al. 1994, ApJ 429, 172) ou en effectuant de la photométrie multi-couleurs de deux galaxies en interaction, l'une occultant en partie l'autre (Berlind et al. 1997, AJ 114, 107).

Berlind et al. (1997) montrèrent que la poussière était essentiellement présente dans les bras spiraux de la galaxie d'avant-plan et que la courbe d'extinction dans ces bras était assez plate et ressemblait à celle de la Galaxie mais avec R_V=5. Dans la zone inter-bras, ils trouvèrent que la loi d'extinction était encore plus plate et suggérèrent une distribution de poussière inhomogène.

Courbe d'extinction des starbursts

En utilisant la méthode de Kinney et al. (1994), Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann (1994, ApJ 429, 582) obtiennent une loi d'extinction "effective" (car moyennée sur un ensemble de galaxies) pour les galaxies à flambée de formation d'étoiles ("starbursts") à partir d'un échantillon de 39 galaxies avec un redshift $z \leq 0.053$. Cette loi d'extinction est plus "grise" que celle de la Voie Lactée, i.e. moins variable en fonction de la longueur d'onde (avec R_V=4.05) et le pic à 2175 Å est absent.

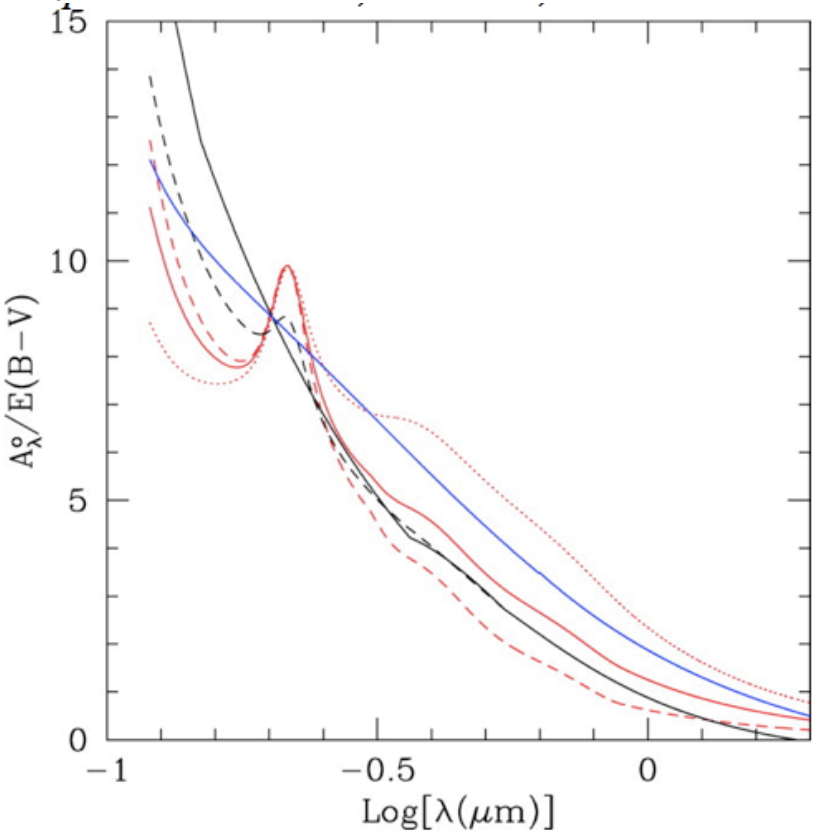
En rouge: Voie Lactée avec :

R_V= 3.1 (plein), 5 (tirets) et 2 (pointillets)

En noir: LMC (tirets) et SMC (plein)

En bleu: starbursts de Calzetti ($R_V \approx 4.05$)

(2002, PASP 113, 1449)



Attention: cette loi ne concerne que l'atténuation du continu stellaire et ne peut être utilisée de manière directe pour corriger les raies d'émission nébulaires (utilisées pour déterminer le taux de formation d'étoiles des galaxies) de l'absorption car celles-ci ne proviennent pas des mêmes régions

Courbe d'extinction de la galaxie lenticulaire NGC 2076

Sahu, Pandey & Kembhavi (1998, A&A 333, 803) étudièrent la galaxie NGC 2076, une galaxie lenticulaire avec en avant-plan, le long de son grand axe, une large bande de poussière. En utilisant la partie non recouverte par la bande de poussière, ils modélisèrent la galaxie en ajustant aux données un profil de brillance de surface. En faisant le rapport de la brillance observée sur la zone modélisée, ils obtinrent des cartes d'extinction dans chacune des bandes photométriques (B,V,R et I) utilisées. A partir de ces cartes d'extinction, ils calculèrent des valeurs moyennes d'extinction et une valeur de $R_V = 2.70 \pm 0.28$. Cependant, l'intervalle de longueurs d'ondes considéré est trop restreint pour pouvoir vraiment comparer la courbe obtenue avec les lois d'extinction de la Galaxie.

L'émission par la poussière interstellaire

A l'équilibre thermodynamique, un grain sphérique de rayon, a, à l'équilibre avec le champ de rayonnement, à la température T_{eq}, rayonne une intensité monochromatique

$$I_\lambda(a) = Q_{abs}(\lambda,a) \times B_\lambda(T_{eq})$$

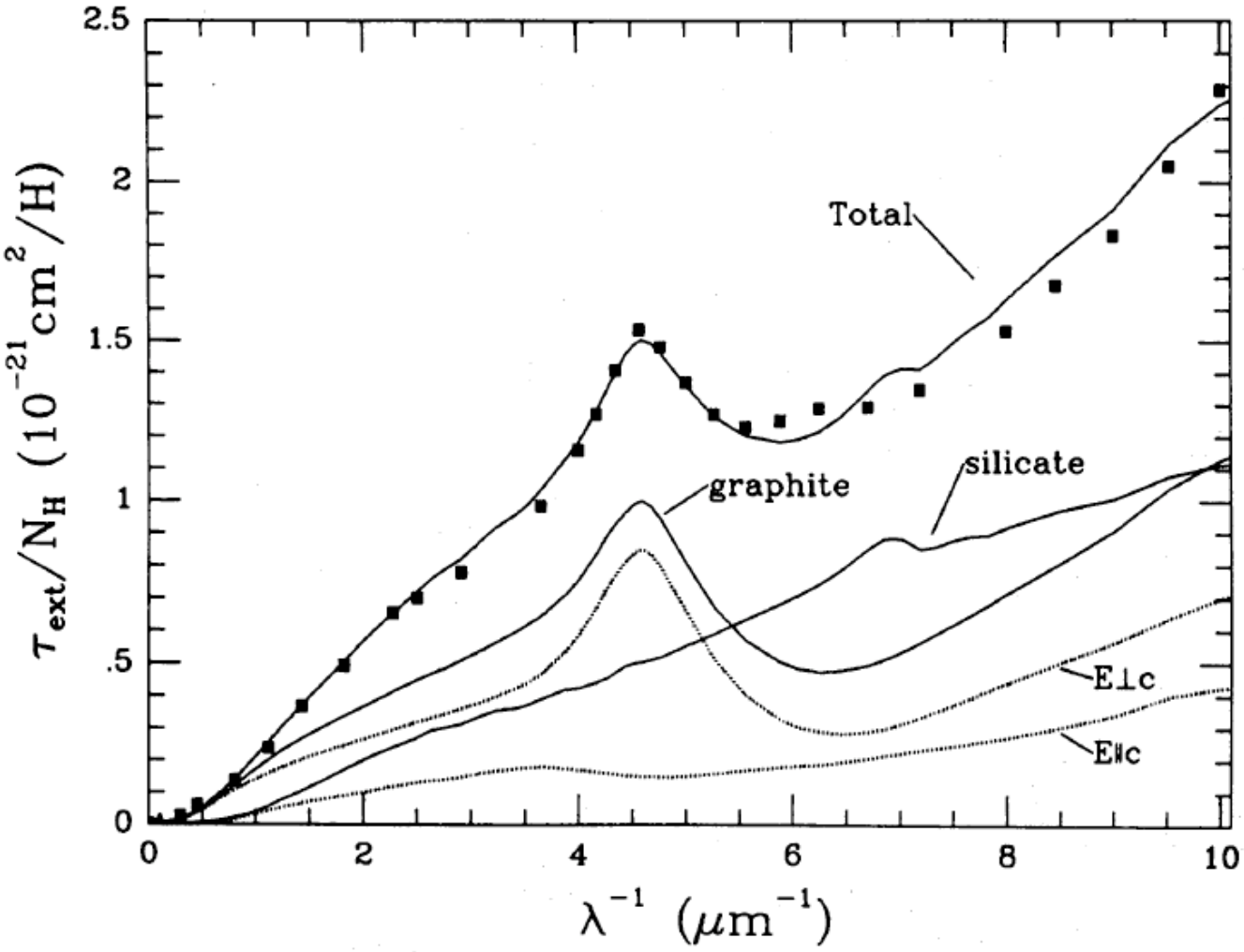
Le premier modèle de poussières utilisé, dit MRN, a été élaboré par Mathis, Rumpl & Nordsieck (1977, ApJ 217, 425). Ses auteurs réussirent à expliquer la courbe d'extinction moyenne de la Galaxie entre 0.11 et 1 μm à l'aide de grains sphériques de silicates et de graphites dont la distribution de tailles était une loi de puissance:

$$N_{silicates}(a) \sim a^{-3.5} \text{ , pour } 0.025\ \mu m \leq a \leq 0.25\ \mu m$$

$$N_{graphites}(a) \sim a^{-3.5} \text{ , pour } 0.005\ \mu m \leq a \leq 0.25\ \mu m$$

Ce modèle a ensuite été utilisé et généralisé aux grains non sphériques par Draine & Lee (1984), qui ont calculé des valeurs réalistes des coefficients Q_{abs} et Q_{dif}, et ont reproduit la courbe d'extinction galactique en supposant une distribution de tailles de type MRN (cf page suivante).

Origine de la loi d'extinction selon Draine & Lee (1984,ApJ 285,89)



Poussière et hydrogène atomique

L'excès de couleur E(B-V) est ≈ proportionnel à la densité de colonne d'hydrogène interstellaire, qu'il soit atomique (HI) ou sous la forme de molécules (H_2):

(Bohlin et al. 1978, Kent et al. 1991)

$$E(B-V) = \frac{N_H}{5.8 \times 10^{25}\ \mathrm{m}^{-2}}$$

E(B-V)/N_H est appelé le "rapport poussière sur gaz". Sa constance suggère qu'un nombre et une distribution en tailles des grains de poussière fixes sont associés à une masse d'hydrogène donnée.

La densité typique en H près du Soleil est de : $n_H = 10^6\ \mathrm{m}^{-3}$

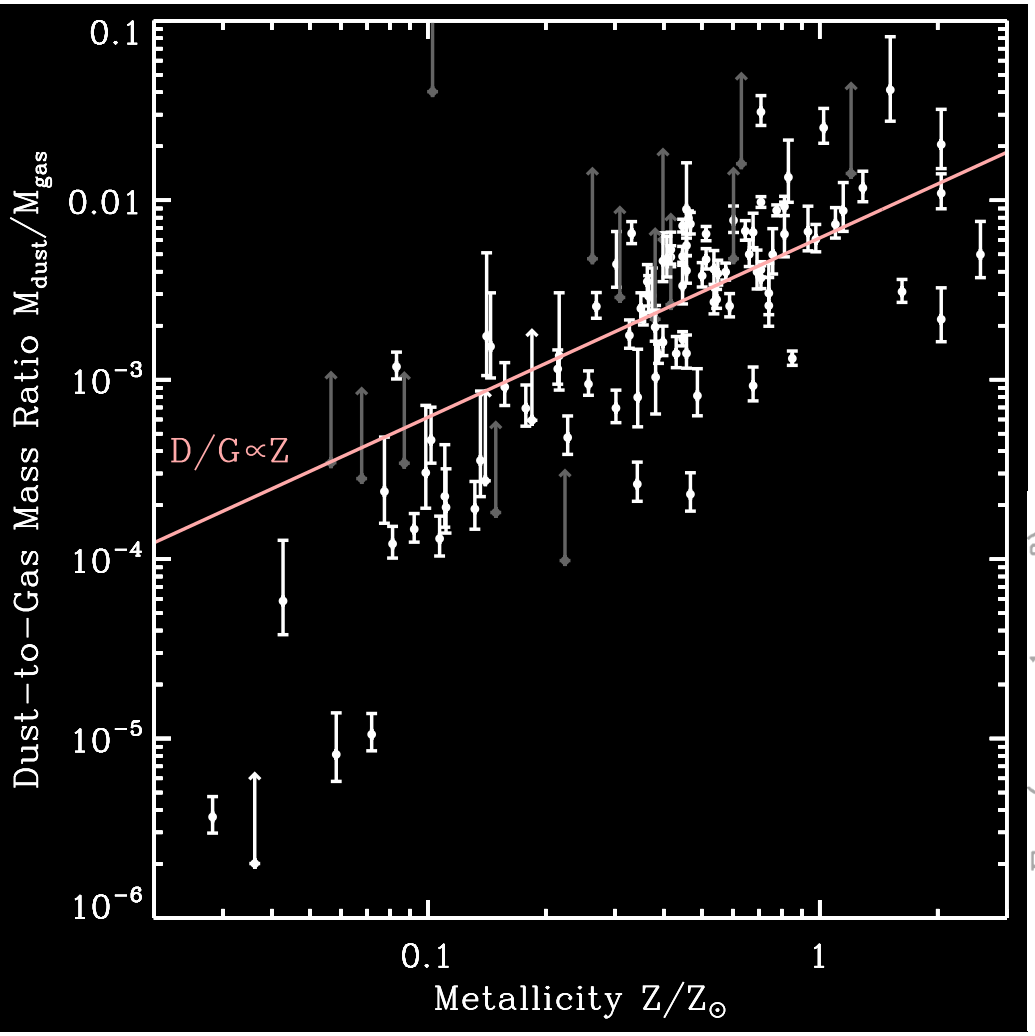
Donc le long d'une ligne de visée de longueur *d* , la densité de colonne de H est:

$N_H \approx 3.0856 \times 10^{25}\ d[\mathrm{kpc}]\ \mathrm{m}^{-2}$ (car 1 kpc= 3.0856×10^{19} m)

Sachant que $R_V = A_V/E(B-V) \approx 3.1$, on a donc:

$$E(B-V) \simeq 0.53 \left(\frac{d}{\mathrm{kpc}}\right) \text{ et } A_V \simeq 1.6 \left(\frac{d}{\mathrm{kpc}}\right)$$

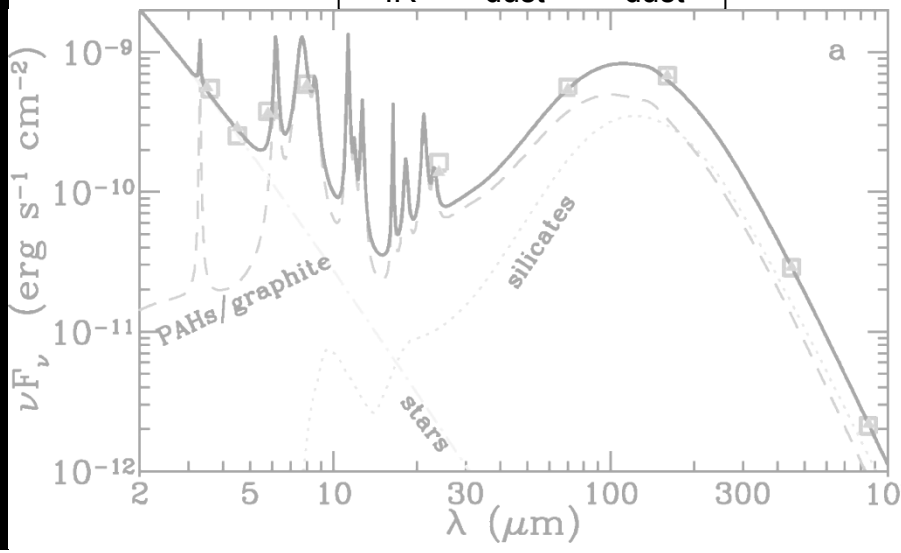
Observed Evolution of the Dust-to-Gas Mass Ratio



Observed trend:

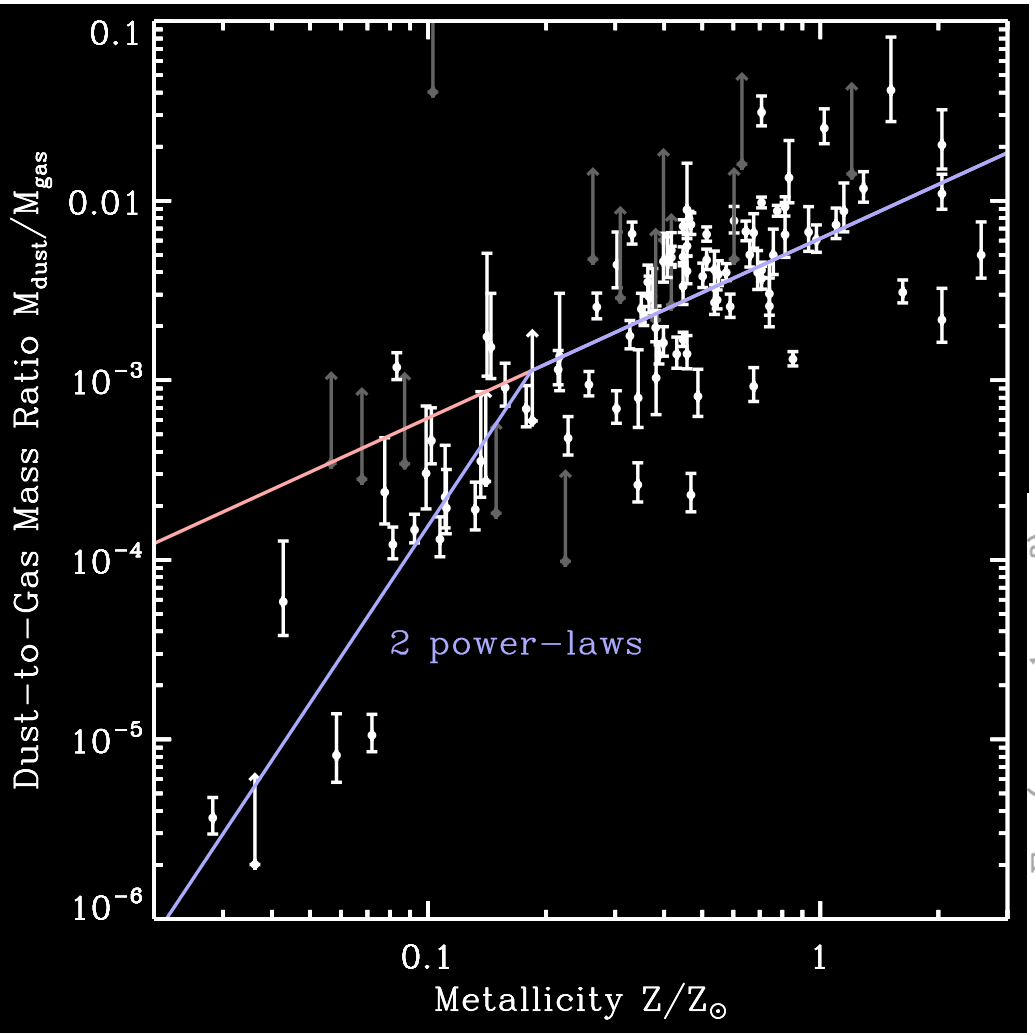
- Above ≈1/5 $Z_\odot$, D/G roughly linear with Z;
- Below ≈1/5 $Z_\odot$, D/G non-linear;

$L_{IR} \sim M_{dust} \times T_{dust}^{n}$



Rémy-Ruyer *et al.* (2013b)

Observed Evolution of the Dust-to-Gas Mass Ratio

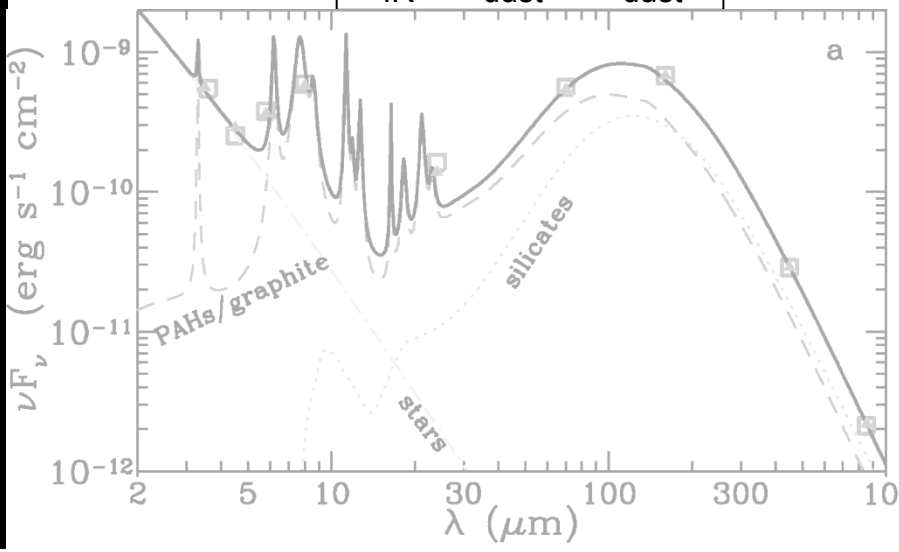


Rémy-Ruyer *et al.* (2013b)

Observed trend:

- Above ≈1/5 $Z_\odot$, D/G roughly linear with Z;
- Below ≈1/5 $Z_\odot$, D/G non-linear;
- A broken power-law fit with indices 1 (>1/5 $Z_\odot$), and 3.3 (<1/5 $Z_\odot$) works well.

$L_{IR} \sim M_{dust} \times T_{dust}^{n}$



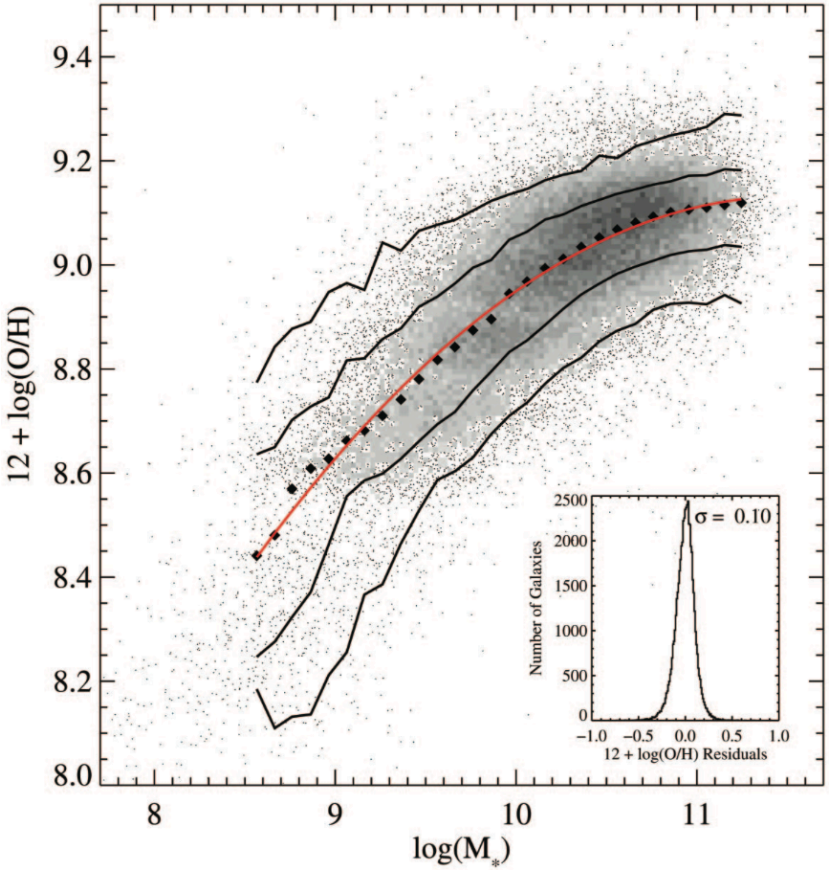
THE ORIGIN OF THE MASS-METALLICITY RELATION: INSIGHTS FROM 53,000 STAR-FORMING GALAXIES IN THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY

Christy A. Tremonti,[1,2] Timothy M. Heckman,[1] Guinevere Kauffmann,[3] Jarle Brinchmann,[3,4] Stéphane Charlot,[3,5] Simon D. M. White,[3] Mark Seibert,[1,6] Eric W. Peng,[1,7] David J. Schlegel,[8] Alan Uomoto,[1,9] Masataka Fukugita,[10] and Jon Brinkmann[11]

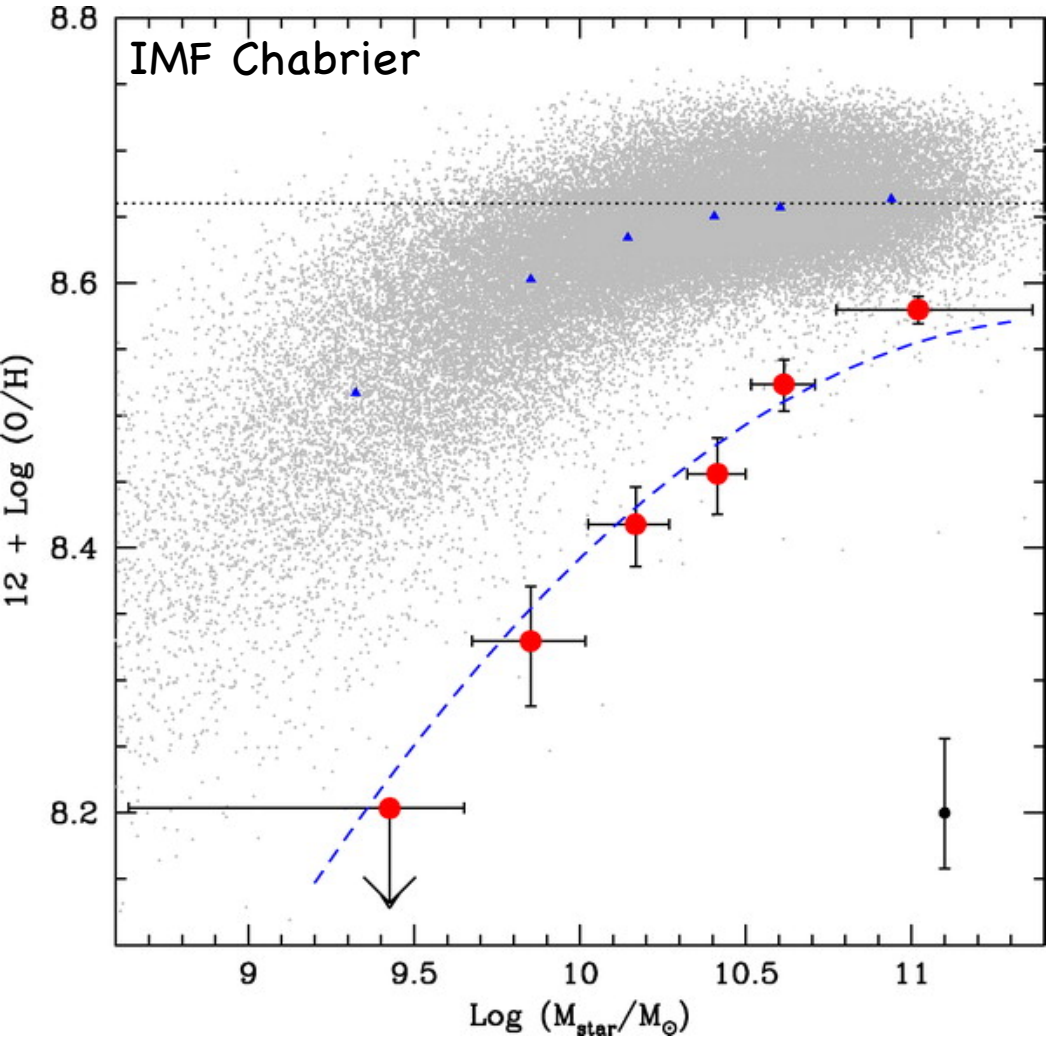
$$12 + \log(\mathrm{O/H}) = -1.492 + 1.847(\log M_*) - 0.08026(\log M_*)^2,$$

z~0

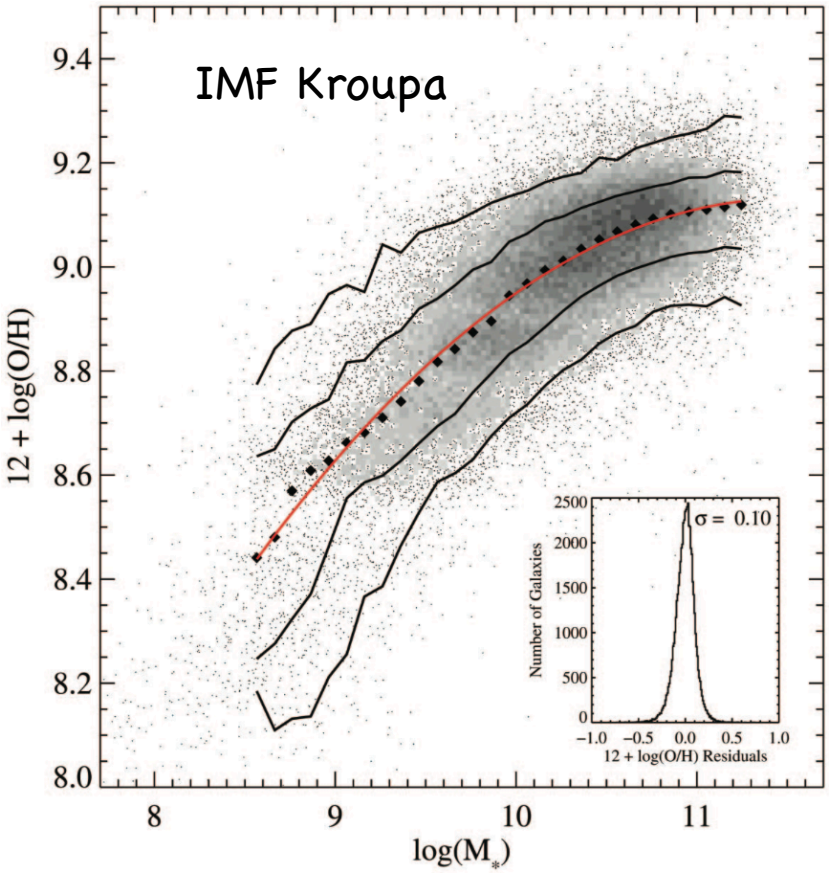
Tremonti +2004



Relation masse - métallicité



z>2
Erb +2006

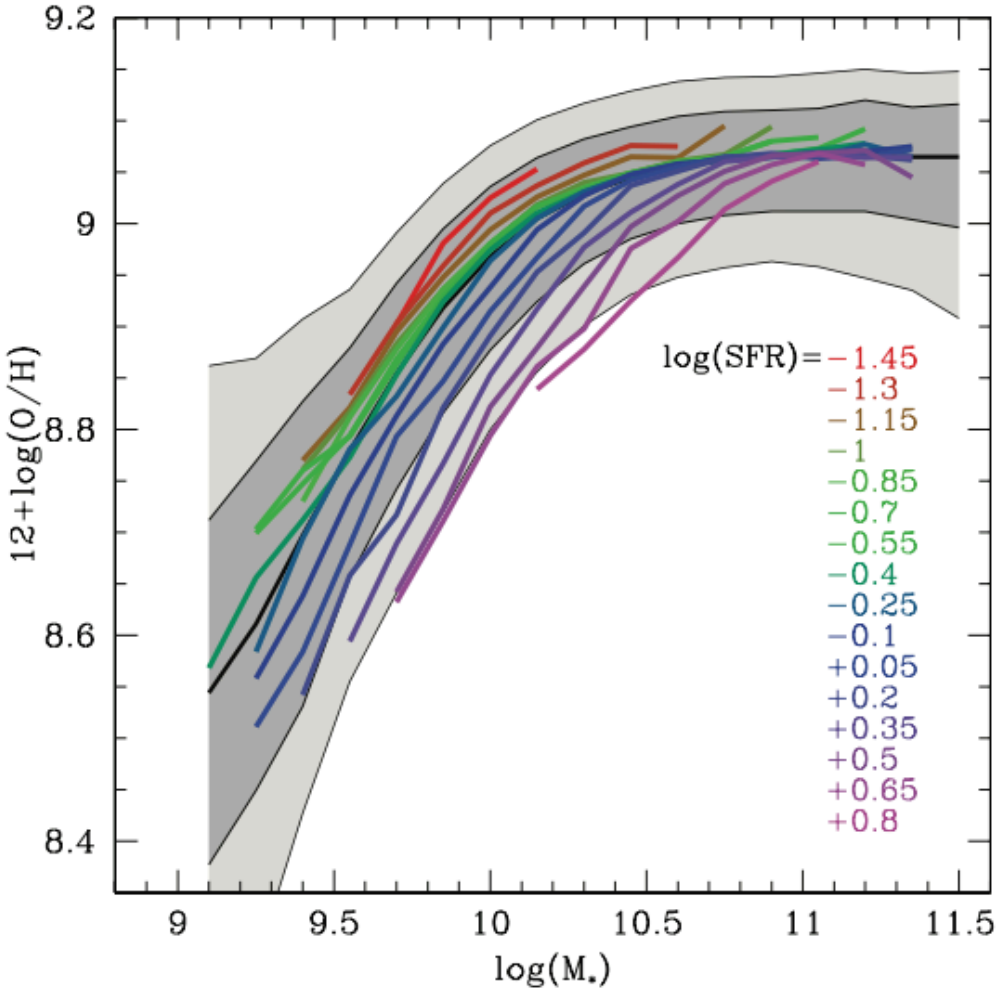


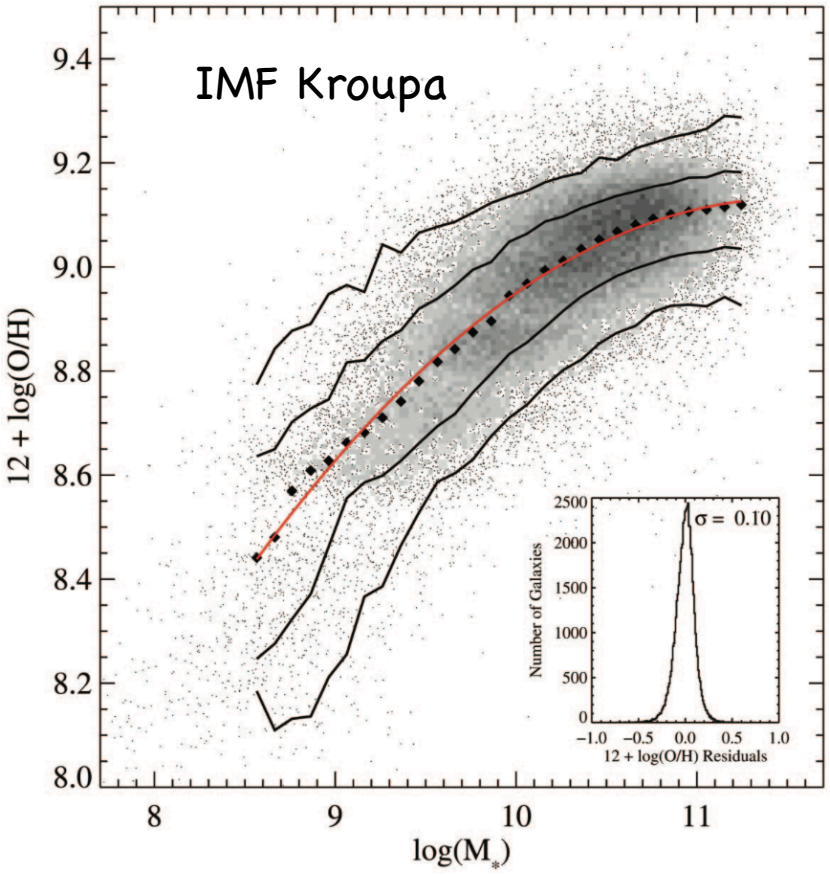
z~0
Tremonti +2004

Relation masse - métallicité

$$12 + \log(\mathrm{O/H}) = 8.90 + 0.37m - 0.14s - 0.19m^2 + 0.12ms - 0.054s^2,$$

where $m = \log(M_\star) - 10$ and $s = \log(\mathrm{SFR})$ in solar units.





z~0
Tremonti +2004

z~0 FMR = fundamental mass metallicity relation
Manucci +2010 → no evolution up to z~2.5 !

Extinction dans le milieu interstellaire Galactique

Band X	λ_{eff}/nm	$M_\odot$	(E_{X-V}/E_{B-V})	(A_X/A_V)
U	365	5.61	1.64	1.531
B	445	5.48	1.	1.324
V	551	4.83	0	1.
R	658	4.42	-0.78	.748
I	806	4.08	-1.60	.482
J	1220	3.64	-2.22	.282
H	1630	3.32	-2.55	.175
K	2190	3.28	-2.74	.112
L	3450	3.25	-2.91	.058
M	4750		-3.02	.023
N			-2.93	.052

1 Magnitudes et indices de couleur

2 Facteurs limitant l'observation des galaxies

3 L'extinction dans les galaxies

4 Correction du décalage vers le rouge ou correction K

Correction K

En raison de l'expansion de l'univers, le rayonnement d'une galaxie nous parvient avec un décalage vers le rouge. En conséquence, lorsque l'on observe une galaxie localisée à un redshift z à l'aide d'un filtre x centré sur la longueur d'onde λ_x, on mesure en réalité le flux de cette source à la longueur d'onde: $\lambda_x'=\lambda_x/(1+z)$.

1ère étape: remonter à la luminosité émise par la source à λ_x'

2ème étape: déterminer la luminosité émise par la source à λ_x à partir de la mesure à λ_x'

1ère étape:

$$(\nu L_\nu)^{obs} = (\nu L_\nu)^{em}$$

où L_ν est une luminosité monochromatique, en W.Hz^{-1}, obs= observé et em= émis.

$$\Rightarrow L_\nu^{em}(\nu_{em})=L_\nu^{obs}(\nu_{obs})/(1+z) \text{ où } \nu_{obs}=\nu_{em}/(1+z) \text{ et } \lambda_{obs}=(1+z)\lambda_{em}$$

$\Rightarrow$ La magnitude en bande I(8100 Å) d'une galaxie localisée à un redshift z=1 mesure donc en réalité la lumière bleue à ≈4000 Å, ~bande B, rayonnée par cette galaxie.

$$\Rightarrow m_I^{AB}=-2.5\log_{10}(f_\nu^{obs}(\nu_{obs})[Jy])+8.9 = -2.5\log_{10}[\, f_\nu^{em}(\nu_{obs}x(1+z))\ x\ (1+z)\ ]+8.9$$

2ème étape:

On voudrait connaître l'émission de la galaxie dans la bande I et non dans le bleu, il faut pour cela connaître le rapport $f_\nu^{em}(\nu_{obs})/f_\nu^{em}(\nu_{obs}x(1+z))=L_\nu^{em}(\nu_{obs})/L_\nu^{em}(\nu_{obs}x(1+z))$

La correction K

$$K(z) = -2.5 log_{10} \left[\frac{L(\nu_{\rm obs}(1+z))}{L(\nu_{\rm obs})} (1+z) \right]$$

$$K(z) = -2.5\ log_{10} \left[\frac{\int F(\lambda/(1+z)) T(\lambda) d\lambda}{\int F(\lambda) T(\lambda) d\lambda} (1+z) \right]$$

m_x-M_x=5 *log* d -5 + A_x + K(z) où K(z) est défini ci-dessus pour une luminosité monochromatique ou une densité flux intégrée sur une bande associée à un filtre.

On voit apparaître ici la luminosité émise par la galaxie à deux longueurs d'ondes, celle qui correspond aux photons émis en $\lambda/(1+z)$ et celle que l'on cherche à déterminer, en λ. Pour la déterminer, il est nécessaire de connaître la SED (distribution spectrale en énergie) de la galaxie.

Magnitude absolue et correction K

Une galaxie située à un redshift de z=1 est observée dans la bande "z" centrée à 913.3 nm avec une magnitude Vega apparente m_z=23.5 (attention: ne pas confondre la bande "z" et le redshift, z). La longueur d'onde émise associée est de 913.3/(1+z)~455 nm, i.e. proche de la bande B. On peut donc calculer la magnitude absolue de cette galaxie en bande B en utilisant la formule:

$$M_{\rm B} = 23.5 + 5 - 5 \times log_{10}\left(D_{\rm lum}(z)[pc]\right) - K$$

$$M_{\rm B} = 23.5 + 5 - 5 \times log_{10}\left(D_{\rm lum}(z)[pc]\right) + 2.5 \times log_{10}(1+z)$$

D'où: M_B= -20 , car : D_{lum}(z=1, H_0=70 km/s/Mpc)=6.7x10^9 pc

La magnitude absolue (dans le système de Vega) et la luminosité sont reliées par:

$$M_{\rm B} - M_{\rm B}^{\odot} = -2.5 \times log_{10}\left[\frac{L_{\rm B}}{L_{\rm B}^{\odot}}\right]$$

Une galaxie de magnitude absolue -20 en bande B a donc une luminosité de:

$$L_{\rm B} = 10^{-0.4\times(-20-5.48)} L_{\rm B}^{\odot} = 1.6 \times 10^{10} L_{\odot}^{\rm B}$$

correction K

1) *Type morphologique* (ou profil de brillance de surface, exponentiel pour les Sp, $r^{1/4}$ pour les E): une première technique consiste à associer un spectre à un type morphologique donné. Nous avons vu que la couleur B-V moyenne était relié au type des galaxies, mais la dispersion est large et les galaxies possèdent chacune un spectre spécifique lié à son histoire de formation d'étoiles, d'accrétion de gaz intergalactique ou de fusions de galaxies qui mélangent leurs populations stellaires.

2) *Bandes larges:* La technique morphologique reste limitée. On cherche donc, en général, à accumuler le plus possible de mesures en bandes larges:

observer en filtre:	-> émission de la galaxie à z=1 dans référentiel au repos
U(3600Å)	-> ≈ GALEX(1800Å)
R(6600Å)	-> ≈ U(3600Å)
J (1.2μm)	-> ≈ R(6600Å)
K (2.2μm)	-> ≈ J(1.2μm)
M (4.7μm)	-> ≈ K(2.2μm)
IRAC (8.5μm)	-> ≈ M(4.7μm)
IRS/ISOCAM (15μm)	-> ≈ IRAC(8.5μm) (ISOCAM= camera sur satellite ISO)
MIPS (24μm)	-> ≈ IRAS(12μm)
MIPS(160μm)	-> ≈ MIPS(70μm) (MIPS, IRAC= cameras sur satellite Spitzer)

correction K

3) *<u>Modèle spectral:</u>* modéliser la SED de la galaxie à partir d'un spectre théorique ajustant au mieux les observations. En général, ces observations consistent en quelques mesures en bandes larges (parmi les classiques UBVRIJHK) auxquelles viennent parfois s'ajouter des mesures spectroscopiques qui ont permis la détermination du redshift de la galaxie et qui ont aussi permis de mesurer:

- des raies en émission, issues du gaz interstellaire et caractérisant le rayonnement ionisant dû principalement aux étoiles jeunes et massives, ainsi que la métallicité du gaz interstellaire
- des raies en absorption, issues des enveloppes stellaires, caractérisant l'âges des populations stellaires plus anciennes ainsi que leur métallicité.

A partir de ces informations, on dérive une histoire *possible* de la formation d'étoiles de cette galaxie, ainsi qu'une métallicité qui permettent de produire le spectre théorique servant à extrapoler d'une bande observée dans une bande émise.

N.B.: combinaison spectre optique (4000-9000Å) avec filtres larges problématique (correction d'ouverture).

correction K

Mais là encore, la technique est limitée: il a fallu supposer une distribution en masse des étoiles au moment de leur formation (fonction de masse initiale, IMF) et éteindre le spectre théorique, à partir d'une loi d'extinction incertaine et calibrée sur les observations. IMF et extinction sont mal connues et contraintes.

De plus, la synthèse spectrale est dégénérée: plusieurs réalisations peuvent produire des observables similaires.

Une galaxie peut être rougie soit:

- en ajoutant une population vieille (donc rouge) d'étoiles

- en augmentant la métallicité des étoiles: une plus forte métallicité implique une plus grande opacité à l'intérieur de l'étoile, ce qui augmente la température intérieure et accélère les réactions donc le vieillissement des étoiles, diminue leur durée de vie et donc diminue la proportion d'étoiles bleues et jeunes et augmente la proportion d'étoiles vieilles et rouges.

- en augmentant l'extinction et donc le rougissement par la poussière.

correction K

Il est donc nécessaire d'accumuler un grand nombre d'observables pour pouvoir déterminer une solution unique, ce qui est rarement possible.

L'étude d'une galaxie individuelle rencontre de nombreuses limites dont on ne peut s'affranchir sur un cas individuel mais que l'on peut contourner sur une approche statistique en étudiant une population de galaxies plutôt qu'une galaxie individuelle.