

Les populations stellaires

Pascale Jablonka

GEPI, Observatoire de Paris, section de Meudon

Abstract.

In this lecture, I present some of the basic concepts required for the analysis of stellar populations of galaxies. Through a few examples, I illustrate how properties of stellar populations may be used to constrain scenarios for the star formation and evolution of galaxies.

1 Introduction

Le vocable “populations stellaires” recèle autant de mystères – la formule est assez générale pour contenir tous les imaginaires – que de possibilités d’exercice. On peut néanmoins décrire ces dernières dans une définition exposant leur motif : essayer de dégager parmi les caractéristiques des étoiles individuelles observées, les propriétés qui permettent de décrire, globalement mais précisément, les systèmes étudiés. Il s’agit d’une forme de sociologie galactique. La description choisie doit permettre de comparer les galaxies les unes aux autres, en particulier pour différentes morphologies, et/ou à différentes époques. Elle doit aider à comprendre les mécanismes de formation des galaxies et leur évolution.

Pour bien aborder cette étude, il convient de savoir à qui comme à quoi on a affaire. L’apparence d’une galaxie dépend du domaine de longueur d’onde dans lequel elle est observée. La Figure 1 illustre ce point avec une galaxie spirale proche, de type tardif (Scd), vue dans deux bandes de l’ultraviolet, centrées sur 1500Å (UV lointain) et 2500Å (UV proche), dans la bande H α (bande étroite centrée sur la raie d’émission H α) et dans la bande R (Marcum et al. 2001). A chaque bande correspond une population stellaire différente : l’UV est un excellent traceur de la formation d’étoiles courante : les échelles de temps sondées par les observations dans le domaine 1200-3200Å vont de 10 à 100 milliards d’années. Le domaine visible (3200-9000Å) est lui influencé par l’histoire de la formation stellaire sur des échelles de temps plus longues (plus de quelques milliards d’années). L’émission H α nécessite la présence d’étoiles O et B

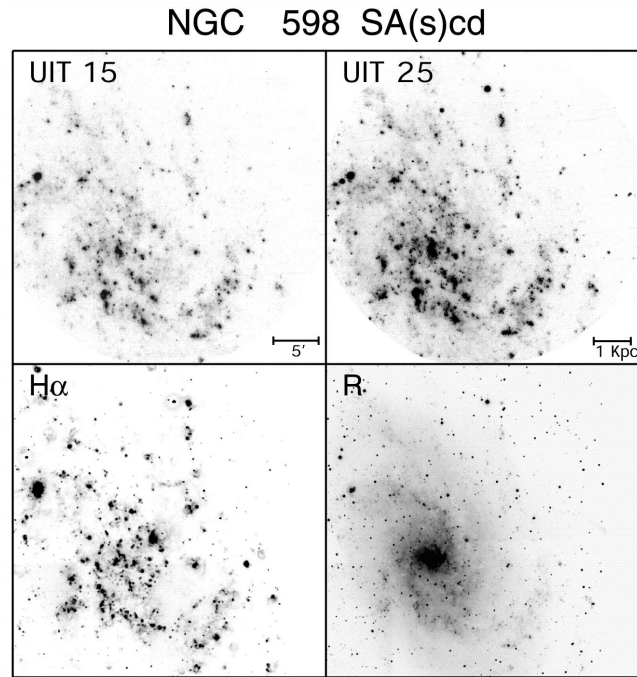


Figure 1 – Apparence d’une galaxie spirale dans quatre bandes photométriques différentes.

pour ioniser le gaz alentour. Ces étoiles ont une durée de vie qui n’excède pas 10 millions d’années.

Il est intéressant de comparer les cartes en H α et en UV. La lumière UV diffuse a tendance à “remplir” les bras spiraux, entre les concentrations intenses d’émission H α . Seule l’image en R, traçant les étoiles les plus anciennes de la galaxie, donne un aspect continu à l’ensemble. On discerne plus clairement un centre compact, le bulbe de la galaxie.

Il est important de garder en mémoire ces variations dues seulement au domaine de longueur d’onde, en particulier lorsque l’on étudie les galaxies distantes : une galaxie à un redshift de 1, observée dans une bande optique, par exemple V ($\sim 5000\text{\AA}$), livre en réalité sa population stellaire irradiant dans le domaine proche UV (2500\AA).

Par conséquent, quelques rudiments de connaissance de l’évolution stellaire sont nécessaires pour appréhender correctement l’évolution galactique.

2 Les étoiles : de l'unité aux milliards

L'évolution d'une étoile, son temps de vie, sa température et sa luminosité à chaque étape sont conditionnés au premier ordre par sa masse initiale. On distingue clairement ces différentes phases dans le diagramme Hertzsprung-Russell, que ce soit dans sa version "théorique", température-luminosité (partie gauche de la Figure 2) ou dans sa version "observée", le diagramme couleur-magnitude (partie droite de la Figure 2).

La luminosité L d'une étoile est mesurée en unité de luminosité solaire. La température effective de l'étoile est la température d'un corps noir de même rayon que celui de l'étoile (supposée sphérique) et de même luminosité : $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$. On passe de la luminosité à la magnitude et aux couleurs, par les relations suivantes : $M_{bol} = -2.5 \log L + M_{bol,\odot} = -2.5 \log L + 4.69$; $BC_X = M_X - M_{bol}$. La correction bolométrique, BC_X , est nécessaire pour passer de la magnitude dans une certaine longueur d'onde X à la magnitude bolométrique.

2.1 Diagramme Couleur-Magnitude

Les amas d'étoiles constituent des outils précieux pour l'étude des populations stellaires. Leurs étoiles sont placées à la même distance, et ont, au premier ordre, le même enrichissement chimique – celui du gaz dont elles sont issues – et le même âge. On peut les considérer comme des briques élémentaires de l'édifice galactique, chaque amas représentant une génération unique d'étoiles. On peut résoudre les étoiles individuelles des amas suffisamment proches et les placer dans le diagramme couleur-magnitude, comme c'est le cas dans la partie droite de la Figure 2, pour l'amas M3 de notre Galaxie. On distingue clairement cinq concentrations majeures d'étoiles (étapes d'évolution stellaire), choisies ici pour un bref rappel, parce qu'elles sont principalement et très largement discutées dans les études galactiques (ceci signifie que l'on peut distinguer d'autres phases de l'évolution stellaire – par exemple les "blue stragglers" – mais leur étude relève davantage de l'évolution stellaire en elle-même ou de l'étude des amas d'étoiles, plutôt que de celle des galaxies). **La séquence principale (MS)** est l'étape la plus longue dans la vie des étoiles parce que c'est une période d'économie. Davantage d'énergie nucléaire sera libérée ensuite, car lorsque l'étoile quitte la séquence principale, sa luminosité croît rapidement de sorte que l'étoile épuise son combustible plus vite. La position de l'étoile sur la séquence dépend de sa masse. Les étoiles brûlent alors leur hydrogène (H) en hélium (He). La position de la séquence principale dans le diagramme couleur-magnitude dépend de la métallicité de la population. Quand une fraction appréciable de l'hydrogène initial du cœur de l'étoile a été consommée, l'étoile quitte

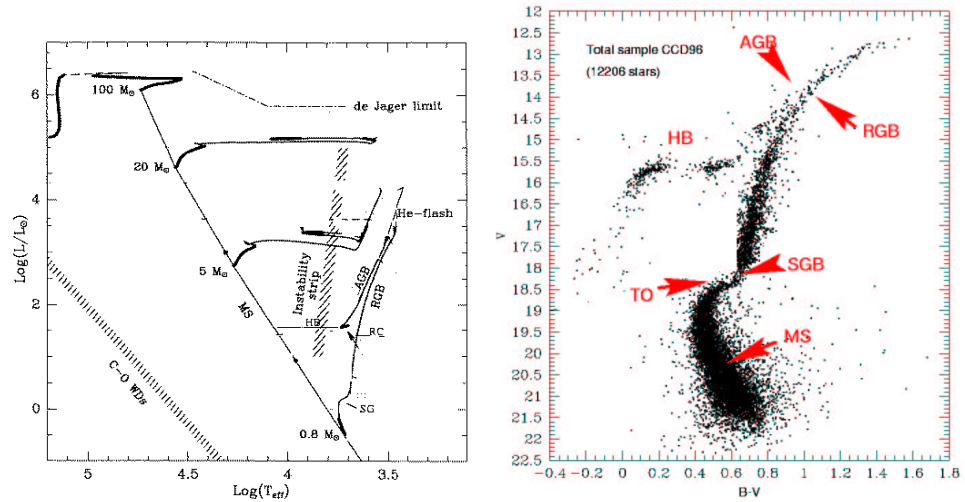


Figure 2 – Le diagramme Hertzsprung-Russell, à gauche, et le diagramme couleur-magnitude de l’amas globulaire M3, à droite.

la séquence principale, et entame une série de changements structurels. Après avoir quitté la séquence principale, les étoiles de masse inférieure à $8 M_{\odot}$ passent quelque temps sur **la branche des géantes rouges (RGB)**. La phase jointive entre la séquence principale et la branche des géantes rouges est appelée **la branche des sous-géantes (SGB)**. La branche des sous-géantes est occupée par des étoiles qui brûlent leur hydrogène en hélium au sein d’une couche plutôt que dans leur cœur, mais qui n’ont pas encore développé des enveloppes totalement convectives. Sur la branche des géantes rouges par contre, les enveloppes des étoiles sont totalement convectives. Une autre concentration d’étoiles importante est **la branche horizontale (HB)** sur laquelle les étoiles brûlent leur hélium dans leur cœur. Lorsqu’une étoile a atteint la branche horizontale, elle a perdu à peu près 20% de sa masse initiale. La position des étoiles sur la branche horizontale dépend – au premier ordre – de la métallicité, et les étoiles les plus métalliques se regroupent dans la partie rouge du diagramme, jusqu’à ultimement former ce qu’on appelle le Red Clump (textuellement, le “Groupe Rouge”). Une fois que l’étoile a épuisé l’hélium en son cœur, elle passe rapidement sur une séquence parallèle mais supérieure (plus bleue, plus lumineuse) à la branche des géantes rouges, **la branche asymptotique (AGB)**. Les étoiles brûlent alors leur hélium en couche et probablement du Carbone (C) dans leur cœur. Plus l’étoile évolue sur cette branche, plus elle devient instable et sujette à perte de masse. Le temps passé par les étoiles sur chacune de ces séquences dépend de la métallicité de la population : plus la métallicité est

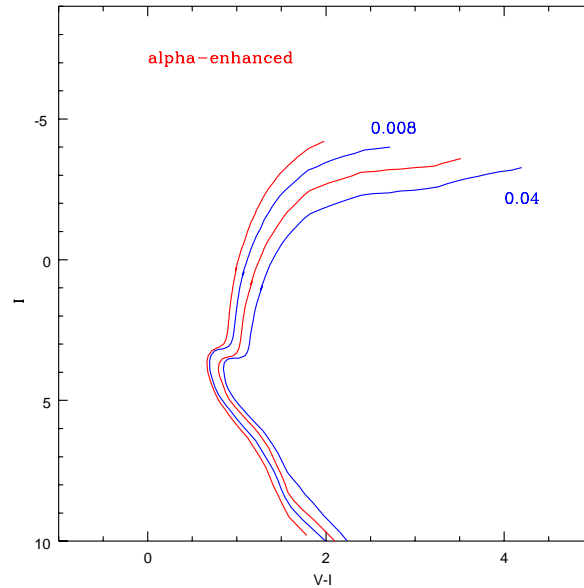


Figure 3 – Influence de la variation des éléments α sur la position des isochrones. Les séquences en trait clair correspondent aux mêmes métallicités que les séquences voisines en trait foncé, mais avec enrichissement en éléments α . L'exemple est donné dans les bandes V et I.

forte, plus le temps passé est long. Un autre facteur important dans l'analyse des diagrammes couleur-magnitude est l'abondance des éléments α . Les isochrones des populations enrichies en éléments α – on entend par là $[\alpha/\text{Fe}] > 0$ – ont le décrochement de la séquence principale (noté TO pour “turn-off”) à plus faible luminosité. La Figure 3 illustre l'effet d'un enrichissement en éléments α sur la position des isochrones dans le diagramme couleur-magnitude : pour deux métallicités choisies, 0.04 et 0.008, on a représenté en foncé sur la Figure 3 les isochrones correspondant à un taux normal d'éléments α ; les branches des géantes avec surabondance d'éléments α , en trait plus clair, sont très nettement décalées vers la gauche du diagramme (Salasnich et al. 2000). La modélisation des rapports d'abondances non solaires est encore préliminaire. Il faut garder à l'esprit que rien n'oblige les éléments α à être tous surabondants d'un même facteur ; les différences observées vont aisément jusqu'à 0.2 dex (McWilliam & Rich 1994).

2.2 Spectroscopie intégrée

Il n'est pas toujours possible de résoudre les étoiles individuelles et de les placer dans un diagramme couleur-magnitude ou d'en obtenir les spectres. Quoique les techniques d'analyse évoluent rapidement, suivant en cela les capacités des instruments et des télescopes, la spectroscopie intégrée reste nécessaire pour encore un certain temps.

On définit des fenêtres (régions de longueur d'onde) sur toute l'étendue du spectre, qui permettent de mesurer toujours aux mêmes endroits, le niveau du continu et la profondeur des signatures spectrales. Soient λ_1 et λ_2 les limites de la bande passante choisie. Soit $S(\lambda)$ le spectre de la galaxie. Soit $C(\lambda)$ le pseudo-continu, c'est-à-dire, une interpolation linéaire sur la bande passante, obtenue à partir des valeurs moyennes du continu de chaque côté de cette bande. On définit alors deux grands types de quantités : les largeurs équivalentes, $\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} 1 - S(\lambda)/C(\lambda) d\lambda$, et les indices, $-2.5 \log[\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (S(\lambda)/C(\lambda) d\lambda / (\lambda_2 - \lambda_1))]$. De même que pour la photométrie, ces quantités sont calibrées, au moins en fonction de l'âge et de la métallicité des populations stellaires, parfois aussi en fonction de différents rapports d'abondances.

Contrairement aux étoiles individuelles observées à très haute résolution, on ne peut isoler dans les spectres des galaxies, pour lesquelles la résolution est moyenne ou basse, des raies associées à un élément chimique unique, ou seulement sensible à l'âge de la population stellaire. Il faut donc jouer avec un ensemble d'indices, chacun ayant, relativement aux paramètres abondance et âge, des sensibilités différentes. Selon les équipes de chercheurs, il existe différentes façons de choisir les bandes de mesures et de poser les continus. Cependant, dans cette diversité, on peut distinguer deux grandes philosophies : certaines techniques de mesure d'indice prennent d'office le parti que si l'on ne peut clairement distinguer un élément d'un autre, il faut mesurer les absorptions globales (Bica & Alloin 1986, 1987, Bonatto et al. 1995). On trace alors le continu global du spectre, et l'on mesure la somme des absorptions sous ce continu. Ce sont des techniques qui privilégient surtout une grande extension du domaine de longueur d'onde sur lequel le spectre de la galaxie est étudié, de l'UV au proche infra-rouge. D'autres équipes jugent que des continus placés au plus près des raies parviennent aussi bien que possible à distinguer un élément chimique d'un autre, et minimisent alors pour chaque indice la pollution d'un élément par d'autres. Ces travaux exigent une meilleure résolution et sont souvent menés sur des domaines de longueur d'onde plus étroits (Worthey et al., 1994). Je ne donne ici que deux références qui illustrent ce que je viens d'exposer ; il en existe bien d'autres, et il vous appartient, à leur lecture, de reconnaître la philosophie de mesure qu'elles suivent.

2.3 Populations composites

Les populations galactiques sont des populations composites, c'est-à-dire une somme de générations d'étoiles successives. A chaque génération d'étoiles correspondent un âge et une métallicité. On peut définir, comme pour toute distribution, un âge moyen et une métallicité moyenne de la galaxie, mais ces quantités moyennes ne suffisent pas à décrire la galaxie. J'illustre par un exemple ci-dessous les erreurs auxquelles mènent les études qui associent une galaxie à un amas d'étoiles ou à une génération unique d'étoiles.

Table 1 – Les différents modèles de population galactique

Model	Age (10^9 ans)	[Fe/H]	Proportion
ZMIX	12.000	0.500	0.05
	“	0.300	0.15
	“	0.000	0.30
	“	-0.300	0.20
	“	-0.500	0.15
	“	-1.000	0.10
	“	-1.500	0.05
ZSIN-1	12.000	-0.06	1.
ZSIN-2	12.000	-0.24	1.
ZASIN	4.000	-0.06	1.

Table 2 – Les indices de Lick correspondant aux modèles

Nom	CN 2	G 4300	Fe 4668	H β	Mg $_2$	Fe 5335	H γ_F
ZMIX	0.0213	4.2722	3.5672	1.9102	0.2025	2.2992	-0.3307
ZSIN-1	0.0575	5.3715	4.9147	1.6547	0.2461	2.7019	-1.4645
ZSIN-2	0.0338	5.0506	3.8211	1.7628	0.2154	2.3834	-1.0464
ZASIN	0.0222	4.1062	4.1831	2.3066	0.2006	2.3845	0.2967

Le modèle ZMIX est la population composite de départ. Très simple, elle est constituée d'étoiles de même âge, 12 milliards d'années, mais de métallicités variées. La somme des contributions de ces populations est normalisée à 1. Le modèle ZSIN-1 est une génération unique d'étoiles, de même âge que la précédente, et dont la métallicité est la métallicité moyenne de la distribution ZMIX, calculée en log, $\langle \log(\text{Fe}/\text{H}) \rangle$. Le modèle ZSIN-2 est à nouveau une population simple, de 12 milliards d'années, mais pour laquelle cette fois, la métallicité est calculée en échelle

linéaire ($\log\langle\text{Fe}/\text{H}\rangle$). Enfin, le modèle ZASIN est une population simple, de métallicité égale à la moyenne de la distribution de ZMIX, mais cette fois, nous avons cherché l'âge qui permet au mieux de reproduire les indices du modèle ZMIX. La Table 2 rassemble les indices de Lick (Worthey et al. 1994) auxquels conduisent les différents modèles.

La conclusion de cet exercice est claire : il n'est pas possible de reproduire les propriétés spectrales d'une galaxie par une génération d'étoiles unique, même si l'on connaît l'âge moyen et la métallicité moyenne des générations d'étoiles.

3 Les galaxies elliptiques

Le profil en luminosité des galaxies elliptiques est bien représenté par une loi en $R^{1/4}$ (de Vaucouleurs 1948). Dans cette formulation, on définit un rayon effectif et une brillance de surface effective. Le rayon effectif est le rayon contenant la moitié de la luminosité de la galaxie. La brillance de surface effective est la brillance au rayon effectif.

Il existe un plan fondamental pour les propriétés physiques des galaxies elliptiques dans l'espace à trois dimensions défini par la dispersion centrale des vitesses, la brillance de surface effective et le rayon effectif. Le rayon effectif des galaxies croît et la brillance de surface décroît lorsque la dispersion centrale des vitesses augmente. Les galaxies elliptiques faibles diffèrent des galaxies elliptiques lumineuses en ce qui concerne la rotation et l'isotropie de la dispersion des vitesses. Les galaxies elliptiques peu lumineuses sont en général isotropes et aplatiées sous l'effet de leur rotation, cependant que les elliptiques lumineuses tournent moins et sont aplatiées par l'anisotropie des dispersions des vitesses (Bender, Burstein, Faber 1992). Une autre caractéristique des galaxies elliptiques est leur relation couleur-magnitude, quelles que soient les bandes photométriques considérées : plus la galaxie est lumineuse plus ses couleurs sont rouges. Dans les amas de Coma et de Virgo pour lesquels une photométrie de précision a pu être obtenue, la dispersion de la relation couleur-magnitude (CM) des galaxies elliptiques est compatible avec les seules erreurs photométriques. Cette observation exclut une dispersion intrinsèque et suggère un grand degré d'uniformité dans les histoires de formation d'étoiles (Bower, Lucey et Ellis, 1992). Dickinson (1996) a montré que la relation CM est aisément reconnaissable jusqu'à $z \simeq 1.2$. Stanford, Eisenhardt, & Dickinson (1995,1998) ont présenté les relations CM optique-proche IR pour 19 amas de galaxies jusqu'à $z=0.9$. Ils ont montré que ni leurs pentes ni leurs dispersions ne changeaient significativement de celles obtenues pour les galaxies de Coma. Les pentes varient très peu d'un amas à l'autre, ce qui suggère un processus universel de formation des galaxies.

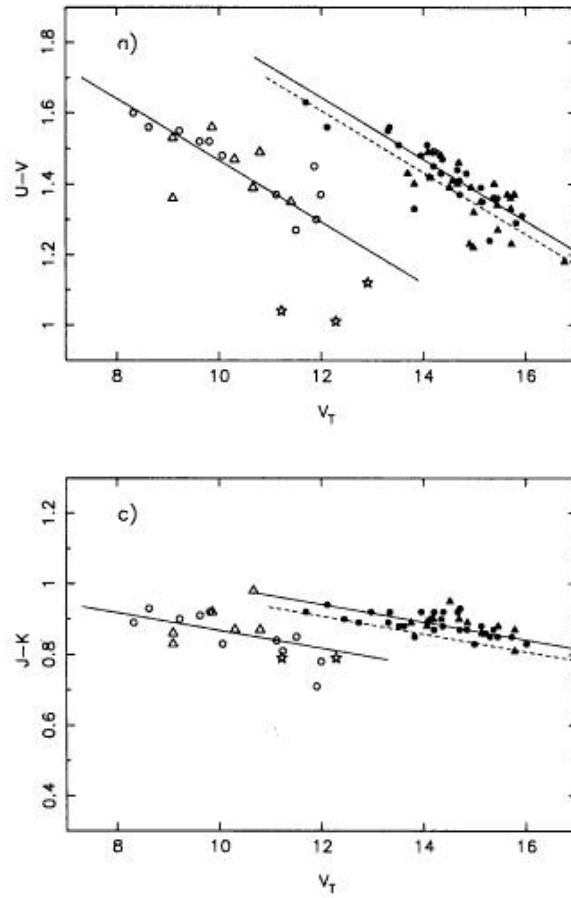


Figure 4 – La relation couleur-magnitude des galaxies E et SO dans Coma (symboles pleins) et Virgo (symboles vides).

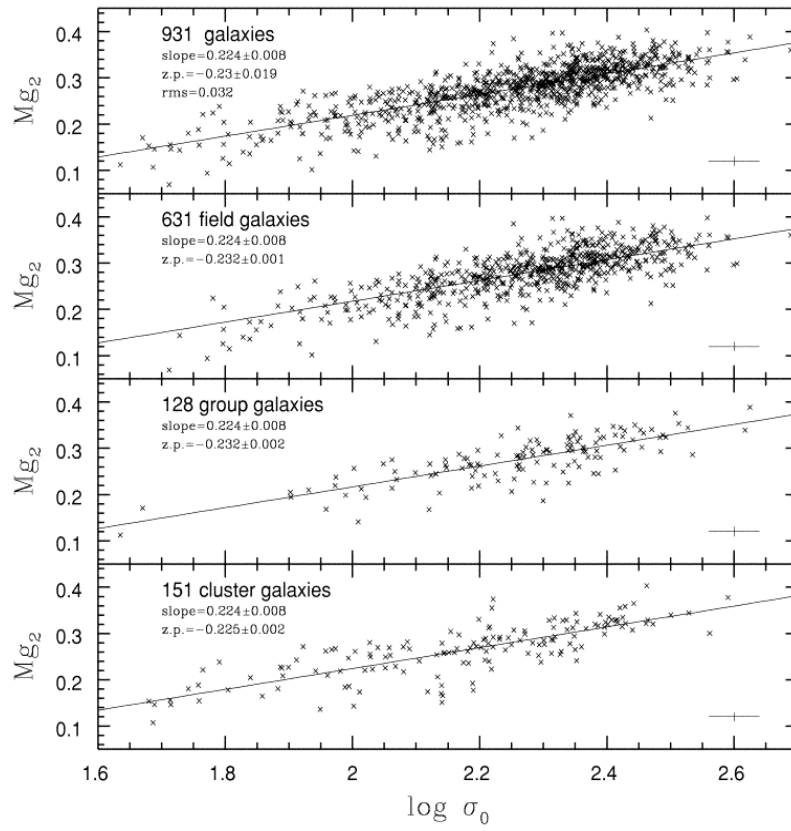


Figure 5 – La relation M_{G_2} vs. $\sigma(0)$ en fonction de l'environnement des galaxies

Si elle n'est analysée qu'à partir de données à bas redshifts, la relation CM peut être interprétée soit comme une séquence de métallicité (les galaxies les plus lumineuses étant les plus métalliques) soit comme une séquence d'âge (les galaxies naines étant les plus jeunes). En effet, les populations vieilles souffrent du problème de dégénérescence âge-métallicité : des variations $\Delta \log Age / \Delta \log Z = -3/2$ conduisent aux mêmes propriétés spectrales (Worthey 1994). Pour écarter l'une ou l'autre de ces deux hypothèses, les prédictions des modèles doivent être confrontées à des observations de galaxies placées à des distances cosmologiques.

Kodama, Arimoto, Barger & Aragón-Salamanca (1998) ont justement modélisé l'évolution de la relation CM des galaxies elliptiques en fonction du redshift. Ils ont considéré un effondrement "monolithique", mais une formation "hiérarchique" conduirait aux mêmes conclusions. En effet, ce n'est pas la manière dont les galaxies sont assemblées qui est discutée ici, c'est ce qui les distingue les unes des autres. La formation d'étoiles est stoppée par un vent galactique, déclenché lorsque l'énergie dégagée par l'explosion des supernovae dépasse l'énergie de liaison gravitationnelle de la galaxie. On obtient alors une séquence de métallicité de la manière suivante : on suppose que toutes les galaxies se forment au même moment, par exemple il y a 12 milliards d'années, mais l'époque d'apparition du vent galactique varie, selon la luminosité de la galaxie, de 0.52 à 0.10 milliards d'années (ce temps est très court et toujours inférieur à l'âge d'explosion des supernovae de type I). La séquence d'âge est construite d'une manière différente : cette fois, le temps écoulé entre la formation de la galaxie et l'apparition du vent galactique reste identique pour toutes les galaxies ; c'est l'époque de la formation de la galaxie qui devient une fonction de la luminosité. Dans les deux hypothèses, le modèle est calibré à $z=0$ sur la relation de Coma qui est reproduite. Leur échantillon de comparaison est constitué de 16 amas de redshifts compris entre 0.16 et 1.273. La pente d'une relation CM à un redshift donné est définie par les galaxies les plus brillantes de l'amas dans un intervalle de 3 magnitudes.

La pente de cette relation CM donne des informations sur les propriétés différentielles, en fonction de la luminosité des galaxies ou de leur taille. L'évolution de cette pente avec le redshift contient des informations critiques sur l'origine de la relation elle-même, c'est-à-dire sur le facteur dominant qui contrôle la différence systématique dans les propriétés photométriques en fonction de la luminosité (masse) de la galaxie.

Le modèle d'une séquence pure de métallicité laisse la pente de la relation CM essentiellement inchangée quel que soit le redshift, quoiqu'on note une légère accentuation de la pente. Cette accentuation est en fait due simplement au décalage correspondant au changement de

longueur d'onde avec le redshift. L'hypothèse d'une séquence pure pour l'âge est totalement rejetée. La pente de la relation CM varie cette fois extrêmement fortement avec le redshift, en désaccord total avec les observations.

L'évolution de la pente de la relation CM donne également des informations sur les âges relatifs des galaxies ayant des luminosités différentes. C'est-à-dire que, relaxant l'hypothèse d'une pure séquence de métallicité, on permet une légère variation de l'âge des galaxies, le long de la relation CM. Les observations n'accordent pas des différences d'âge plus grandes qu'environ 1 à 2 milliards années. Pour comparaison, la séquence d'âge pure demandait une variation de quelques 7 milliards d'années d'une extrémité à l'autre de la relation CM. Le point zéro de la relation C-M à grands redshifts donne des informations directes sur la période de formation des galaxies. L'analyse complète montre qu'il y a très peu d'évolution différentielle entre les galaxies elliptiques en fonction de leur luminosité et suggère fortement que la majeure partie des étoiles étaient formées à un redshift plus grand que 1.

Une autre relation largement discutée dans la littérature est la relation Mg_2 vs $\sigma(0)$, de l'indice de Lick du magnésium. C'est la plus largement utilisée, non pas que Mg_2 soit le meilleur indicateur de métallicité, puisqu'il est également sensible à l'âge, mais c'est une mesure faite sur une bande large, et donc plus facile à obtenir que des indices plus étroits qui demandent des données spectroscopiques de très bon rapport signal-sur-bruit. $\sigma(0)$ est la mesure de la dispersion des vitesses au centre des galaxies, c'est un indicateur qui est sensé représenter plus directement la masse de la galaxie que ne le fait la luminosité. On peut accepter cette simplification, si l'on n'a à disposition que des luminosités dans les bandes visibles.

Jusqu'à présent la plupart des relations obtenues pour les galaxies elliptiques sont discutées dans des amas. C'est en effet un lieu favorable, toutes les galaxies étant placées à la même distance, les analyses vont directement sur leurs objectifs de départ. Cependant, les effets d'environnement peuvent être non négligeables et certains travaux portent sur l'accroissement des dispersions des relations lorsqu'on passe des amas au champ. Bernardi et al. (1998), d'où la Figure 5 est extraite, ont montré que la dispersion de la relation restait en fait identique.

4 Les galaxies spirales

Du strict point de vue des populations stellaires, l'étude des galaxies spirales se restreint presque essentiellement pour le moment à l'étude des bulbes. Les disques sont fortement gazeux et même poussiéreux, mas-

quant ainsi les étoiles pour une grande part. Quelques études dans l'infrarouge ont commencé (Peletier & Balcells, 1996).

De frappantes similitudes, en dynamique comme en caractéristiques stellaires, font un lien entre les galaxies elliptiques et les bulbes, ce qui ne va pas sans poser quelques questions. Il existe peut-être un groupe continu de sphéroïdes, allant des galaxies elliptiques géantes aux bulbes des galaxies de types tardifs. Les bulbes tournent plus vite que les elliptiques, mais les elliptiques peu lumineuses tournent également (Kormendy & Illingworth, 1982). Les bulbes sont entourés de disques, mais les galaxies elliptiques pour lesquelles la rotation n'est pas négligeable arborent des disques (Davies et al., 1983). Dans le plan fondamental évoqué plus haut, les bulbes prolongent la séquence définie par les elliptiques. Enfin, leurs relations M_{g_2} vs σ sont similaires (Jablonka, Martin & Arimoto, 1996)

Il n'existe pas à ce jour de consensus sur la manière dont les galaxies spirales se forment. Trois scénarios de formation sont discutés, tous légitimes, aucun confirmé à ce jour, les deux premiers dans la liste qui suit constituant cependant les hypothèses les plus solides.

L'effondrement dissipatif : le bulbe se forme sur un temps court et très tôt dans l'histoire de la galaxie, le disque se met en place plus tard sans réelle influence sur la formation du bulbe.

L'évolution séculaire : Le gaz du disque est à l'origine de la formation du bulbe, par l'intermédiaire d'une barre centrale, structure naturelle issue de l'instabilité du disque. Cette barre permet l'accrétion de gaz dans la partie centrale de la galaxie, accentuant la formation d'étoiles. Les instabilités verticales font passer ces étoiles d'une structures plane à une structure sphéroïdale.

L'accrétion de petits satellites : dans un scénario de formation par coalescence des galaxies, des galaxies naines sont absorbées par des disques et chutent dans leurs parties centrales.

Les discussions vont bon train et vous les reconnaîtrez en lisant les journaux. Je préfère m'arrêter sur quelques certitudes advenues récemment et qui permettent de réfléchir quant à l'origine de la séquence de Hubble et donnent quelques pistes sur les paramètres de contrôle sous-jacents à considérer plus que d'autres.

De Jong (1996) a obtenu la photométrie de surface (c'est-à-dire non intégrée) de 86 galaxies spirales vues de face. En ajustant une loi exponentielle au profil de luminosité du disque, et une loi en $R^{1/4}$ pour suivre le profil des bulbes, il a pu distinguer les deux composantes des galaxies spirales et étudier la variation des paramètres, brillance de surface centrale et échelle de longueur pour les disques, brillance de surface effective et rayon effectif pour les bulbes, en fonction du type de Hubble des galaxies, ceci en différentes bandes photométriques (Figure 6).

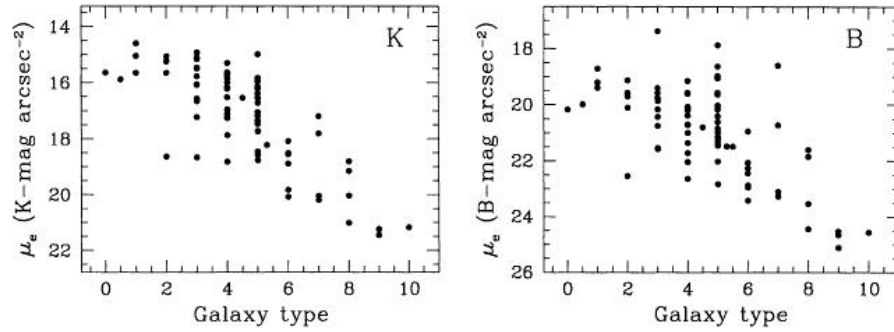


Fig. 10. The Galactic extinction corrected effective surface brightness of the bulge as a function of morphological RC3 type.

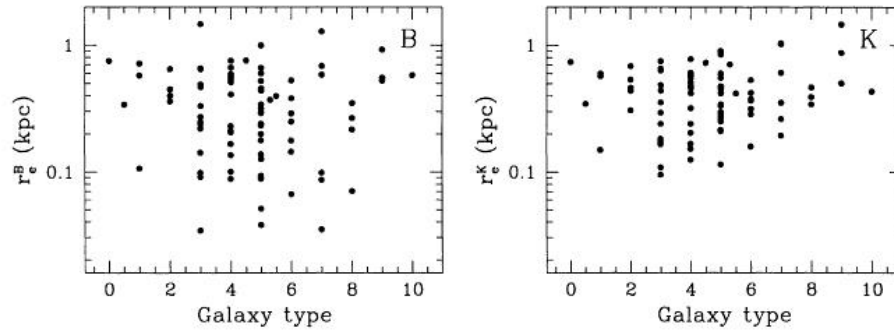


Figure 6 – La brillance de surface et les rayons effectifs des sphéroïdes le long de la séquence de Hubble

Le type dominant de galaxie spirale a une échelle de longueur, h , d'environ 1 kpc et une brillance de surface, μ_0 , de 21 B-mag arcsec⁻². L'échelle de longueur ne montre que peu de corrélation avec le type de Hubble. Il existe une limite supérieure dans le plan (μ_0, h), en ce sens qu'il n'existe pas de galaxie avec grand μ_0 et grand h . Cette limite supérieure suit une droite de luminosité constante. Notez que la relation Tully-Fisher implique également qu'il existe une vitesse de rotation maximale pour les disques.

Le type dominant de galaxie dans l'univers local a un bulbe de rayon effectif de 0.1-0.3 kpc et une brillance de surface de l'ordre de 21 B-mag arcsec⁻². La brillance effective des bulbes est fortement corrélée avec le type de la galaxie. En revanche, il n'y a pas de corrélation apparente entre le rayon effectif du bulbe et le type de la galaxie. Il n'y a pas de corrélation entre les échelles de longueur des disques et les rayons effectifs des bulbes, pas plus qu'entre les brillances centrales et effectives. Mais

les magnitudes totales des disques et des bulbes sont corrélées : plus les bulbes sont brillants, plus les disques le sont également.

C'est dans la bande K que les populations stellaires des disques et des bulbes sont les plus accessibles puisque l'on s'affranchit du gaz et de la poussière. On peut les comparer le plus justement possible. Il est à noter que, dans cette bande, la brillance de surface centrale des disques a un intervalle de variation de 3 à 4 magnitudes le long de la séquence de Hubble. La brillance effective du bulbe a environ 6 mag de variation.

A bien considérer les corrélations et les absences de corrélations, à en faire la synthèse, on peut certainement déjà avancer que la séquence de Hubble est principalement une séquence des bulbes ; histoire à suivre...

Références

- [1] Bender R., Burstein D., Faber S.M., 1992, 399, 462
- [2] Bernadi M., Renzini A., Da Costa L.N., Wegner G., Alonso V., Pellegrini P.S., Rite C., Willmer C.N.A., 1998, ApJ, 508, L43
- [3] Bica E., Alloin D., 1987, A&A, 186, 49
- [4] Bica E., Alloin D., 1986, A&A, 162, 21
- [5] Bonatto C., Bica E., Alloin D., 1995, A&AS, 112, 71
- [6] Bower R.G., Lucey J.R., Ellis R.S., 1992, MNRAS, 254, 601.
- [7] Davies R. L., Efstathiou G., Fall S. M., Illingworth G., Schechter P. L., 1983, ApJ, 266, 41
- [8] Dickinson M., in : Fresh Views of Elliptical Galaxies, eds : A. Buzzoni, A. Renzini, & A. Serrano (ASP Conf. Ser. Vol. 86), p. 225
- [9] de Jong R., 1996, A&A, 313, 45
- [10] Kodama T., Arimoto N., Barger A.J., Aragòn-Salamanca, 1998, A&A, 334, 99
- [11] Kormendy J., Illingworth G., 1982, ApJ, 256, 460
- [12] Marcum P.M., O'Connell R.W., et al., 2001, ApJS, 132, 129
- [13] McWilliam A., Rich R.M., 1994, ApJS, 91, 749
- [14] Peletier R. F., Balcells M., 1996, AJ, 111, 2238
- [15] Salasnich B., Girardi L., Weiss A., Chiosi C., 2000, A&A, 361, 1023
- [16] Stanford S.A., Eisenhardt P.R.M., Dickinson M. 1998, ApJ, 492, 461
- [17] Stanford S.A., Eisenhardt P.R.M., Dickinson M. 1995, ApJ, 450, 512
- [18] Worthey G., 1994, ApJS, 95, 107
- [19] Worthey G. Faber S.M., Gonzales J.J., Burstein D., 1994, ApJS, 94, 687