

Stage de M1 physique sur :

Étude des effets de l'environnement sur l'activité
de formation d'étoiles des galaxies.

Jérémy Chatron

Tuteur : José Donas

Remerciement :

Quelques personnes m'ont grandement aidé et soutenu tout au long de ce stage qui m'a permis d'une part d'approfondir mes connaissances en astronomie aussi de découvrir et de pratiquer tout un pan de l'aspect de la recherche qui est et sera très important pour le métier de chercheur : le traitement de base de donnée (via programmation en SQL) ainsi que de traiter (programmation MIDAS) et comprendre les mise en relation entre ces données.

Je tiens donc à remercier ici ces personnes tout d'abord l'éminent José Donas (alias Maître) qui fut mon guide et mentor sur le chemin subtile et très long de l'astronomie depuis plus de 3 ans, je le remercie pour tout le temps et la patience qu'il a dû dépenser pour m'expliquer une infinité de petites et grosses choses.

Je voudrai aussi remercier le brillant Sébastien Heinis qui n'a pu avoir que très peu de répit entre mais trop nombreux assauts dans son bureau, mais qui m'a malgré tout à chaque fois accueilli les bras ouverts pour m'enseigner les sombres arcanes de la programmation en SQL ainsi qu'un point de vue des plus éclairé sur bon nombre de sujets autant dans le cadre du stage qu'en dehors.



Table des matières :

Chapitre 1 : Introduction	1
Chapitre 2 : Construction de l'échantillon de cibles	2
• Sloan Digital Sky Survey (SDSS)	2
• Galaxy Evolution Explorer (GALEX)	3
• Construction de l'échantillon de cibles	4
• Voisinage méthode spectrométrique	9
• Voisinage méthode photométrique .	9
• Diagramme récapitulatif	13
Chapitre 3 : Caractérisation des échantillons	14
• Répartition de la population en z et magnitude	14
• Comparatif des méthodes NVS/NVP	16
• Mise en relation avec des Amas	16
Chapitre 4 : Étude de l'échantillon	19
• Étude de la couleur Nuv-r	19
• Étude du paramètre H α	21
• Étude du paramètre D4000	21
	Etude de la relation entre la couleur NUV-r et l'environnement? et idem pr Ha et D4000
Chapitre 5 : Conclusion	22
Références	23
Annexe A : Programmation SQL	24
Annexe B : Programmation MIDAS	29
Annexe C : Notions d'astronomie	39

I. Introduction

Comprendre la formation et l'évolution des galaxies (*Annexe C1*) est devenu un des sujets majeurs des recherches en cosmologie moderne. Les galaxies sont des composantes essentielles de notre Univers. Elles se seraient formées très tôt, par une accumulation gravitationnelle de matière ordinaire dans les zones denses de l'Univers primordial. Dans le scénario classique du Big-Bang, la nucléosynthèse s'arrête après la production des noyaux légers (Hydrogène, Hélium), car le refroidissement de l'Univers ne permet plus la fusion des noyaux. Dans les galaxies, les étoiles vont prendre le relais pour fabriquer les noyaux plus lourds, dont une fraction sera disséminée dans le milieu interstellaire, et pourra s'intégrer dans la composition des planètes et permettre l'émergence de la Vie.

On sait aujourd'hui que l'environnement des galaxies joue un rôle très important dans leur formation et leur évolution, et un grand nombre de travaux ont été publiés sur ce sujet. Par exemple, il est bien connu que dans les régions à **(faible densité)** de galaxies que sont les amas, la proportion de galaxies qui ont une faible activité de formation stellaire (elliptiques) est plus grande que dans la population des galaxies de champ qui est dominée par les galaxies spirales.

Le but de ce stage est d'étudier l'influence de l'environnement sur l'activité de formation des étoiles dans les galaxies. Dans cette étude nous utiliserons comme paramètre d'environnement la densité locale, c'est à dire le nombre de galaxies par unité de volume qui entourent chaque galaxie « test ». Le nombre de galaxies par **unité** de surface sur le ciel est une approche de la mesure de densité qui a par exemple été ~~utilisé~~ pour trouver des amas de galaxies. Mais deux galaxies éloignées l'une de l'autre, peuvent apparaître proches angulairement par effet de projection, il faut donc avoir accès à la troisième dimension, qui est la distance des galaxies. Cette distance peut être calculée avec la mesure du décalage spectral (redshift, *Annexe C2*) si on dispose du spectre de l'objet, ou estimée avec la méthode du redshift photométrique si on ne dispose que des observations en imagerie. La première méthode est plus précise mais plus difficile à obtenir. Dans ce stage nous avons décidé de croiser ces méthodes afin d'obtenir un meilleur ensemble de **obtenues**.

Une fois ces deux estimations du paramètres de densités ~~obtenus~~, il nous sera possible d'étudier l'influence de ce paramètre sur des propriétés physiques qui sont des indicateurs de la formation d'étoiles au cœur d'une galaxie (la couleur d'une galaxie, l'émission H α , et le « break » D4000). Pour cela nous avons construit un échantillon de galaxies à partir de deux grandes bases de données (SDSS et GALEX), et récupéré les informations qui nous seront nécessaires pour notre étude (Chapitre 2). Dans le Chapitre 3 nous analyserons les caractéristiques de notre échantillon, tel que les magnitudes, couleurs (pour la définition de ces termes voir *Annexe C3*), et dans le Chapitre 4 nous montrerons comment certains indicateurs de la formation d'étoiles varient en fonction de l'environnement.

II. Construction de l'échantillon

- SDSS (Sloan Digital Sky Survey)

Le Sloan Digital Sky Survey (ou SDSS) est un programme de large relevé des objets célestes utilisant un télescope situé à l'observatoire d'Apache Point. Ce programme démarré en 2000, porte le nom de la fondation Alfred P. Sloan, et a pour but de cartographier 25 % du ciel et d'enregistrer les informations relatives à plus de 300 millions d'objets célestes.

SDSS ~~u~~ sur une bande de 2.5 degrés sur le ciel de diamètre, et prend des images par bande dans le ciel (bande de 2.5 degrés de largeur) à travers cinq filtres différents (nommés u, g, r, i et z). Ces images sont analysées pour produire un catalogue des objets observés, dérivées. grand nombre de paramètres mesurés et des valeurs dérivées.

Ces données permettent également de sélectionner des cibles pour des mesures spectroscopiques (ce sont ces données que nous utiliseront pour construire nos échantillon de galaxies « cibles »).

Depuis données activité, le SDSS a rendu public données lots de données (DR1, DR2,...). Pour consulter ces données nous allons utiliser la programmation données (langage dédié à l'interrogation de base de données) puis nous traiterons les données ainsi obtenues avec des programmes MIDAS (logiciels de traitement développé pour l'astronomie par l'ESO).

Nous allons travailler sur la dernière mise à jour de la base de données du SDSS (DR7) qui totalise:

En Photométrie :

-1166 millions d'objets (uniques) vée données
-357 million unique objets données
-18 TB de données pures (hors images, catalogues, etc)

Photométrie réalisée dans 5 bandes :

Bandes:	u	g	r	i	z
Longueur d'onde :	3551Å	4686Å	6165Å	7481Å	8931Å
Magnitude Limite :	22.0	22.2	22.2	21.3	20.5

En Spectroscopie :

Classe	N(total)
Total	1,640,960
Galaxies	929,555
Quasars (z <2.3)	104,740
Quasars (z ≥2.3)	16,633
Autres M	84,047
Autre étoiles	380,214
Spectre du ciel	97,398
Inconnu	28,383

-9380 deg² en surface du ciel observée
-1,640,960 objets (voir tableau)

Spectrométrie réalisée pour une couverture en longueur d'onde 3800-9200Å avec une limite de magnitude pour les galaxies : Petrosian r <17.77



Illustration 1: Le télescope du Sloan
(Observatoire d'Apache Point, Nouveau-Mexique)

représente les régions du ciel observées

La figure 1 ~~représentant~~ les surfaces du ciel observé par le ~~mesurée~~ que point représente une galaxie qui a été ~~mesuré~~ en spectrométrie avec un $z < 0.7$ soit 928,391 galaxies au-delà de $z=0.7$ il n'y a que très peu de galaxies)

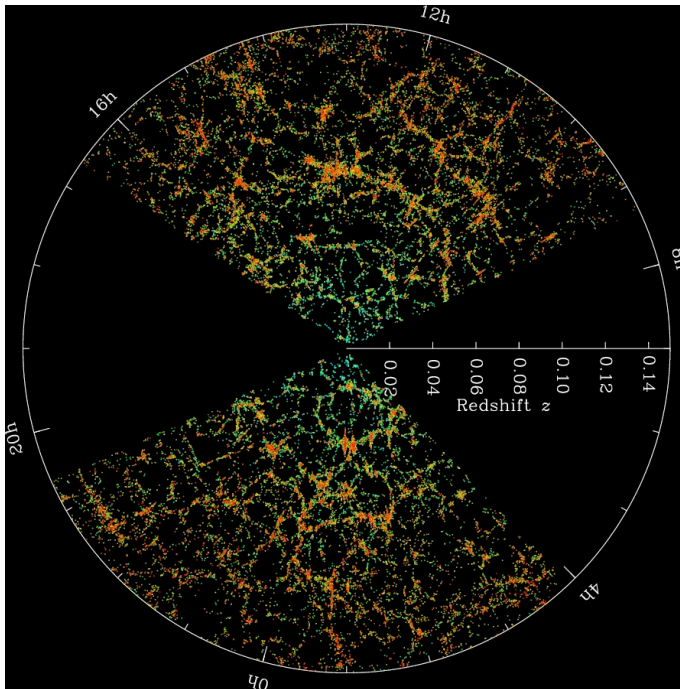


Figure 2: Structure de l'univers proche obtenue avec les données SDSS

manquantes

~~manquante~~ cela est du à la présence du disque ~~d'étoile~~ de notre propre galaxie qui par une luminosité trop importante nous empêche de regarder dans ces directions.

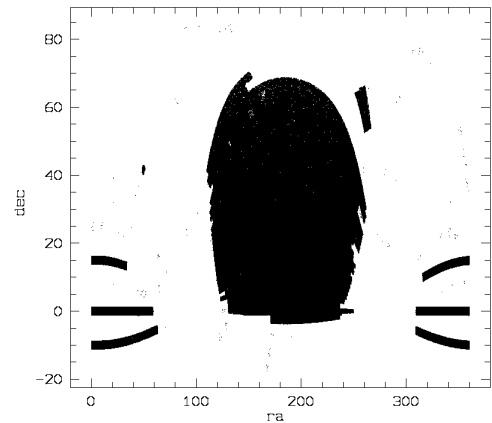


Figure 1: Ciel Observé par le SDSS

relevés

Pour illustrer les ~~relevé~~ de la position des galaxies dans notre univers « proche » obtenu avec le Sloan, on peut réaliser un ~~graphique~~ (Figure 2) en pseudo trois dimensions dans le sens où il représente les projections sur un ~~plan~~ d'une partie (car projeter la totalité ~~rendrai~~ la carte opaque) de la troisième dimension (de -1,25 à 1,25 degrés en déclinaison ici). C'est une galaxie contenant des ~~centaine~~ de million d'étoiles le cercle ~~millions~~ correspond à une distance de 2 ~~million~~ d'année lumière plus les points sont rouge plus la galaxie contient des étoiles

d'étoiles

On peut remarquer des régions

• GALEX (Galaxy Evolution Explorer)

satellite ?

Le ~~projet~~ GALEX lancé le 28 avril 2003 a pour but d'effectuer une série de grands relevés en imagerie et en spectroscopie dans l'ultraviolet, et en particulier l'imagerie du ciel entier dans deux bandes passantes (Nuv et Fuv ~~pour~~ ar et far ultraviolet).

Ces observations fourniront ~~sur~~ plusieurs millions de galaxies des informations sur leur émission dans l'ultraviolet qui est un bon traceur de l'activité ~~de~~ formation d'étoiles.

Les champs de vue ~~ce~~ GALEX sont des cercles de rayon 1.2 degrés.

GALEX observe dans le domaine de longueurs d'onde de 135 à 280 nanomètres. L'approche homogène de GALEX et sa force statistique produiront le premier panorama de notre Univers en construction, permettant de mieux comprendre quels sont les mécanismes principaux qui gouvernent l'activité de la formation stellaire à grande échelle dans l'Univers.

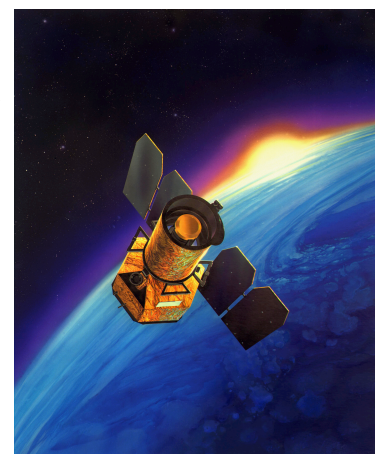


Illustration 2: Satellite GALEX

Tout comme le SDSS **base** et **données** nous offre la possibilité **sondages? ou programmes?** IAST et en interrogeant la ~~basse de donnée~~ en SQL voici les différents ~~« data release »~~ de GALEX :
 AIS : All sky Imaging Survey ; DIS : Deep Imaging Survey ; MIS : Medium Imaging Survey ; NGS : Nearby Galaxy Survey ; GI&GII : Guest investigator 1et 2 ; CAI CALibration Imaging

La il faut dire que c'est le nombre de champs pr les différents data release de chaque programme GALEX

Release	AIS	DIS	MIS	NGS	GII	CAI	SPECTRA	TOTAL
GR1	3074	14	112	52	-	-	7	3259
GR2/GR3	15721	165	1017	296	288	20	41	17548
GR4/GR5	28269	292	2161	458	788	38	174	32180

L'ultraviolet nous apporte une vision différente ~~de spectre habituel~~ voici i **traditionnelle** la galaxie Andromède (M31) la p **chaudes jeunes** (Illustration 4) est la vision ~~traditionnel~~ dans le visible de celle ci et la deuxième ~~elle~~ nous montre Andromède vu en ultra **leur** (Illustration 5), ceci nous montre la présence des étoiles ~~chaude jeune~~ (durant cette phase de ~~leurs~~ vie les étoiles émettent beaucoup dans l'ultra violet).



Illustration 3: Andromède (M31) vue en visible)



Illustration 4: Andromède (M31) vue en ultraviolet)

• Construction de l'échantillon de « cibles »

Pour construire notre échantillon, nous allons procéder de la façon suivante : nous allons sélectionner dans la base de données du SDSS des galaxies dans une bande étroite de décalage spectral, puis extraire de la base GALEX des données UV pour ~~les sources communes~~ **bonne qualité**. On retourne ensuite sur le SDSS pour récupérer les informations utiles pour ~~les coupures~~ **bonne qualité** coupures seront effectuées pour ne garder que des objets qui ont des mesures de ~~bonnes qualités~~.

La figure 3 montre la distribution en redshift (z) de la totalité des galaxies du catalogue spectroscopique du Sloan (soit 929,555 objets). Pour construire un échantillon homogène, nous allons sélectionner les galaxies dans une bande de redshift relativement étroite. Nous choisissons le domaine $0.1 < z < 0.15$, car il est à la fois dans une zone de redshift où on trouve un grand nombre

d'objets dans le catalogue du Sloan, et que nous disposons dans ce domaine de z , d'un catalogue d'amas de galaxies que l'on pourra utiliser pour valider notre estimation du paramètre de densité locale.

est effectuée

Une première sélection ~~et effectué~~ au moyen de la requête SQL (Query1 : [Q1]) donnée dans l'Annexe A :

On part de la table du Sloan SpecObj qui contient les objets spectro, on ne garde que les galaxies dont le z mesuré en spectroscopie avec une confiance $> 90\%$ est dans la tranche $0.1 < z < 0.15$. On coupe en magnitude r ($15 < r < 17.6$) qui sont les limites raisonnables pour les objets spectro du Sloan. On ne garde pas les objets avec des « warnings » sur z (redshift spectro non mesuré, redshift spectro raté, sans rouge, sans spectre, etc), puis on supprime les objets signalés dans les masques ~~zone saturé~~, etc. On obtient alors 137934 cibles dans notre échantillon.

Exemple ci dessous (figures 5 et 6) d'objet à éviter :

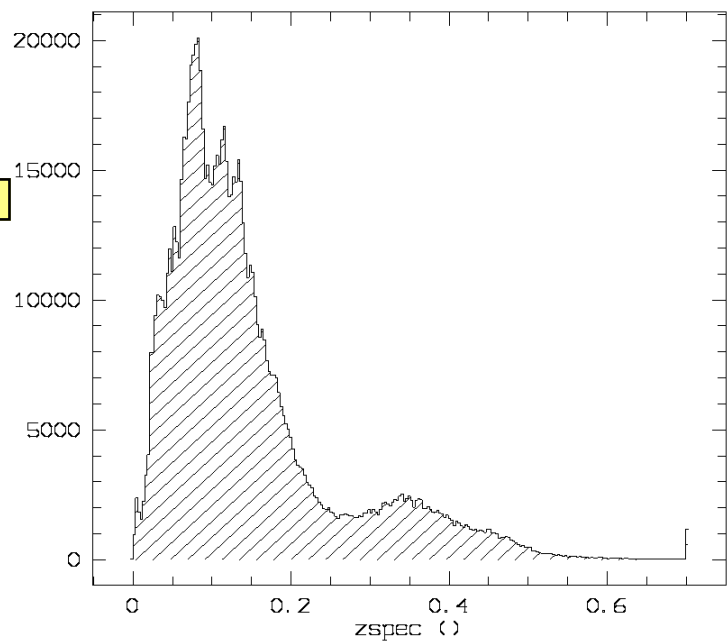
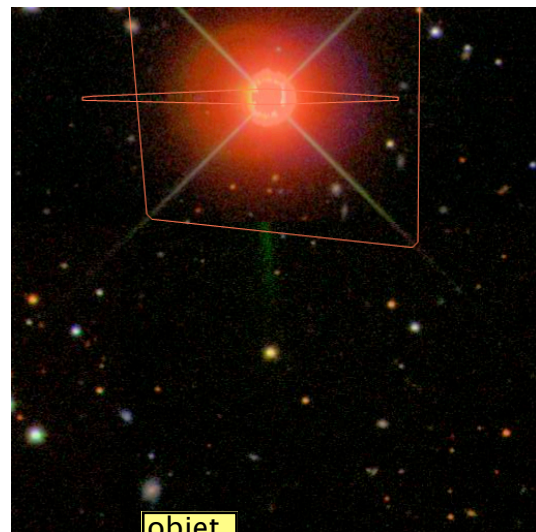


Figure 3: Histogramme de la répartition en z_{spec} des galaxies du SDSS

"zone saturée"



Illustration 6: Un exemple de galaxie dont la mesure sera grandement faussée



objet

Illustration 5: Un exemple de masque appliqué autour d'un ~~objets~~ très brillant (au centre on voit une tache qui est une galaxie)

Ceci constitue l'échantillon nommé **EG** (pour Échantillon Galaxies). Il contient uniquement pour chaque galaxie, son identifiant du SDSS (sdssID), et ses coordonnées sur le ciel (ra , dec) Annexe C4. Je vais ensuite croiser cet échantillon avec les catalogues de GALEX, pour en extraire des données dans l'ultraviolet. J'utilise une table (xSDSSDR7) dans la base de données GALEX, qui contient l'identifiant SDSS mis en relation avec les correspondances pour GALEX que l'on appellera galID. Cette correspondance « match », a été faite par une méthode de comparaison de coordonnées sur le ciel, et la table de match contient donc la distance de match obtenu (on ne gardera que le plus proche) lors des comparaisons objets SDSS GALEX. Elle contient aussi combien de sources GALEX correspondent à combien de sources SDSS et réciproquement

(*matchcount* et *reversematchcount*, que l'on prendra égal à 1 dans les deux cas pour ne garder que les sources avec un seul et unique match). Finalement, on élimine les sources au bord de champ de capture de GALEX (ce sont des choses en NUV (*nexptime*)) et on garde les objets dans un rayon $fov_radius < 0,55$ deg.), et on coupe la magnitude *nuv* sur l'intervalle 0-24 pour éviter les objets aberrants ou trop faibles (et donc avec des incertitudes trop grandes) [Q2].

On passe ainsi de 137934 objets, à 35991 objets (les autres n'ayant pas les informations désirées ou n'ayant pas été matchés ou ne correspondant pas à nos critères d'épuration élevés), cet échantillon s'appelle maintenant **EGI** (Échantillon Galaxies Info). Sur cette base, je construis 3 sous échantillons avec des coupures en *Nuv* différentes, motivés par le graphique de la figure 4, qui montre les effets du temps d'exposition sur les limites en magnitude Nuv et les erreurs de mesure (*Nuv_magerr*) :

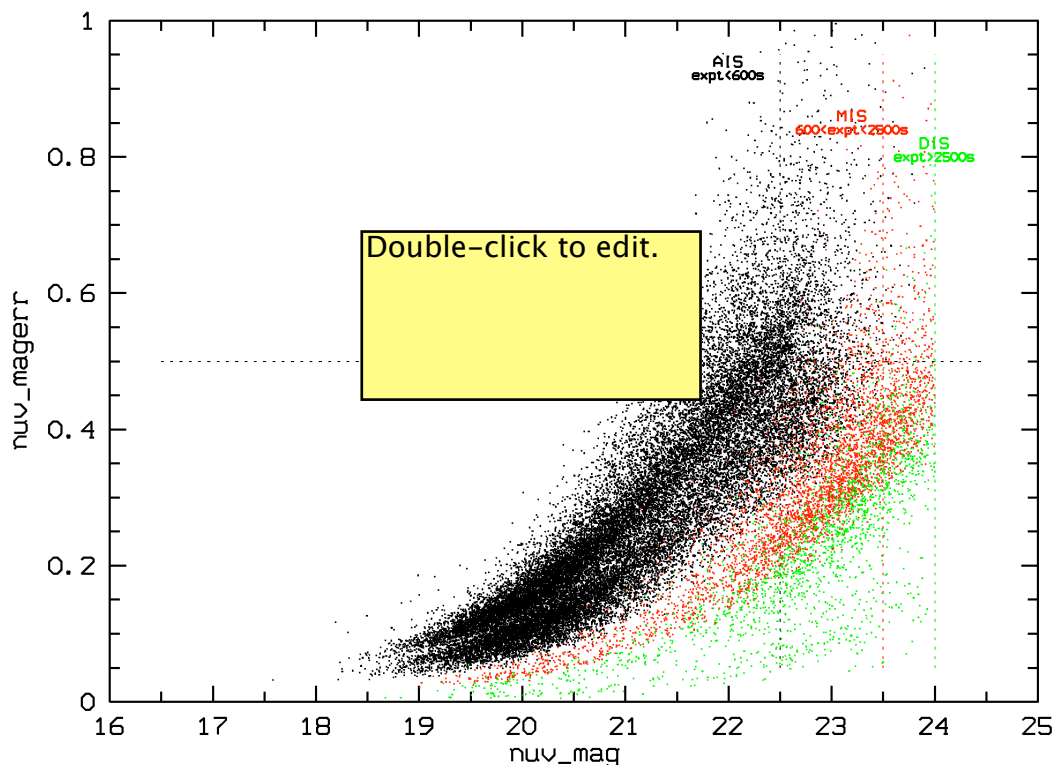


Figure 4: Répartition des trois échantillons AIS MIS et DIS en magnitude uv et erreur

La coupure en *nuv_magerr* < 0.5 est commune à tout les temps d'exposition

EGIais *nexptime* < 600 on va couper en *nuv* < 22.5 [Q3.1]

EGImis 600 < *nexptime* < 2500 on va couper en *nuv* 23.5 [Q3.2]

EGIdis *nexptime* > 2500 on va couper en *nuv* < 24 [Q3.3]

On obtient donc les échantillons suivants : EGIais 25324 / EGImis 3176 / EGIdis 1925

On reviens ensuite sur la base du Sloan pour récupérer ces intéressants (on perd au passage quelques rares objets qui ne n'ont pas les informations qui nous intéressent): [Q4.1-2-3]

specobjID, *zspec*, *zspecErr*, *dered_u*, *dered_g*, *dered_r*, *dered_z*, *err_u*, *err_g*, *err_r*, *err_i*, *err_z*, et on calcul une colonne pour la magnitude absolue *abs_r*, et *abs_nuv* puis la largeur équivalente de la raie Halpha (*Halpha_ew*) ainsi que son erreur, et pour finir le *d4000*.

On appellera alors ces tables **EGI2ais** (car on a deux sources d'information *sdss* et *galax*)

On a donc des tables avec les données suivantes sur nos « cibles » :

galID, *sdssID*, *ra*, *dec*, *DistanceMatch*, *nuv_mag*, *nuv_magerr*, *fuv_mag*, *fuv_magerr*, *e_bv*, *fov_radius*, *nexptime*, *fexptime*, *specobjID*, *zspec*, *zspecErr*, *dered_u*, *dered_g*, *dered_r*, *dered_i*, *dered_z*, *err_u*, *err_g*, *err_r*, *err_i*, *err_z*, *abs_r*, *abs_nuv*, *Halpha_ew*, *halpha_ewErr*, *d4000*

galaxies

ces

GetNearbyObjectEq? cibles », pourquoi cible? Car nous allons cibler chacune de ~~ce~~ ~~galaxie~~ pour trouver le nombre de voisin qui les côtoient. Pour cela nous allons utiliser une fonction du Sloan « ~~GetNearObjectBy~~ », c'est une fonction à laquelle on fourni des coordonnées (ra, dec) et un angle de recherche (en arcmin). La fonction retourne tous les objets dans le rayon de recherche ainsi que leur distance angulaire à la cible (voir annexe A pour l'utilisation de cette fonction, les demandes SQL Q5/Q8 pour VPEGIais ou VSEGIais).

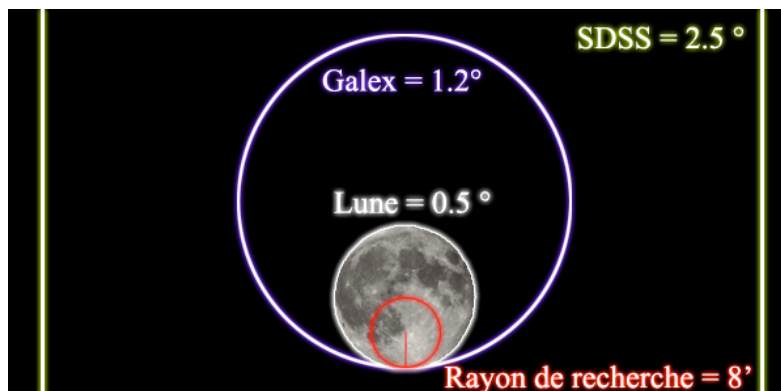


Illustration 7: Échelles des différents angles par rapport à la Lune

Nous prendrons un angle de recherche de 8 arcmin sur le ciel. Pour se faire une idée de la dimension sur le ciel, l'illustration 7 compare cet angle au diamètre de la Lune, au champ de vue de GALEX et à la largeur de ~~correspond~~ du SDSS.

Cet angle de recherche ~~donne~~ dans l'espace à un z de 0.1 : 0.91 Mpc (Méga parsec voir annexe C5), et à un z de 0.15 : 1.33 Mpc. La boîte d'échantillonnage ($0.1 < z < 0.15$) ~~correspond à des distances de~~ 393.00 Mpc pour $z=0.1$ et 569.99 Mpc pour $z=0.15$ (voir illustration ~~GetNearbyObjectEq~~).

Les figures 8 et 9 donne un exemple d'application de la fonction ~~GetNearObjectBy~~ sur un objet (ici la galaxie au centre de l'image) :

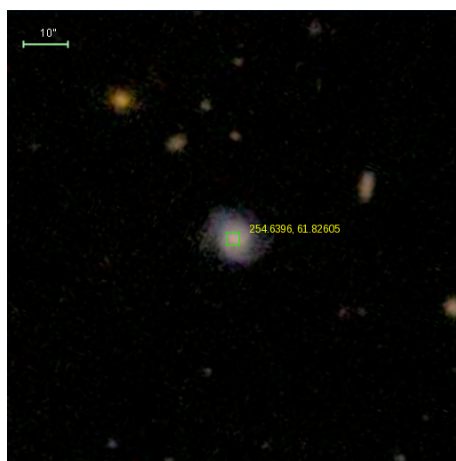


Illustration 8: Exemple de galaxie cible, pour la fonction de recherche de voisins sur le ciel

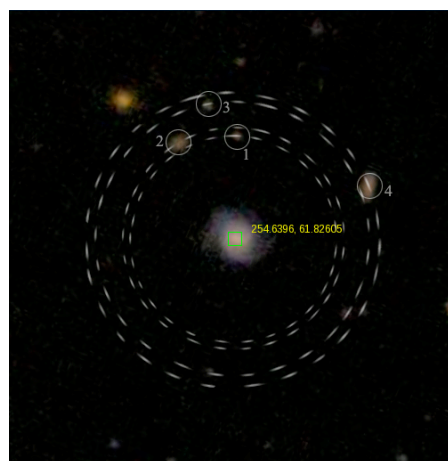


Illustration 9: Illustration de la méthode de la fonction GetNearObjectBy

quelques

Ainsi les ob~~telles~~ être retournés par la fonction dans l'ordre atteint (1,2,3...) avec ~~quelque~~ informations ~~tel~~ que le type (étoile, galaxie, ...), distance de l'objet cible (ditanceMatch), et l'identifiant du voisin.

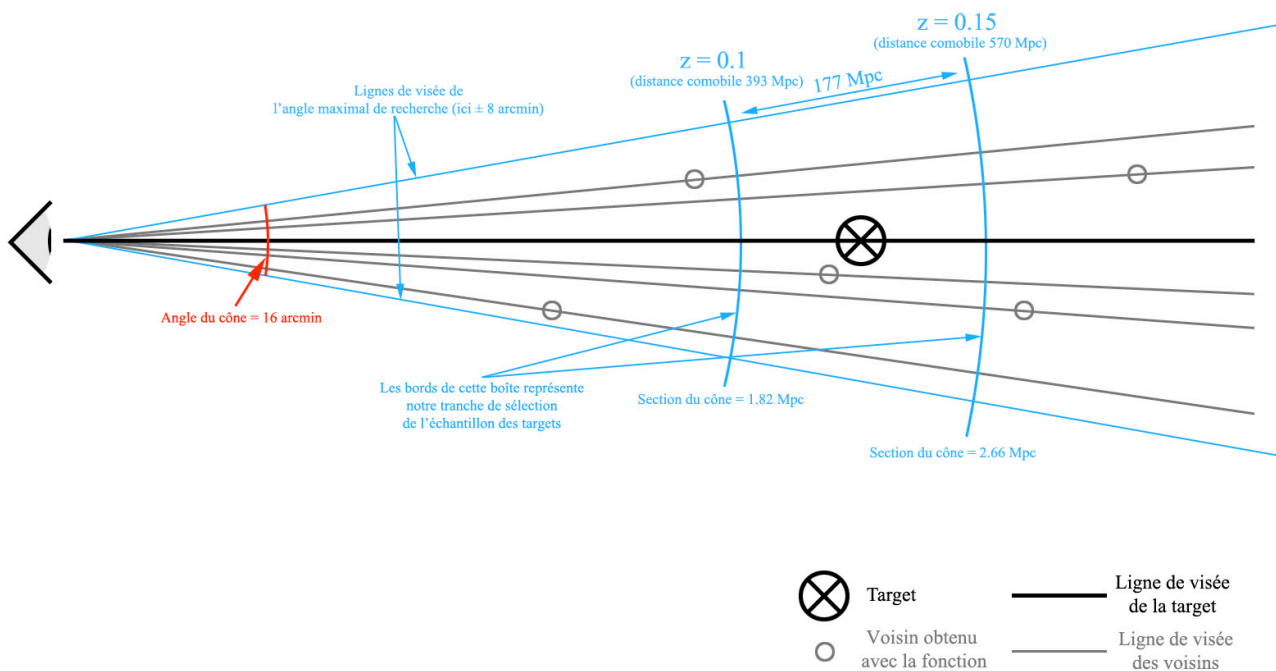


Illustration 10: Représentation transversale de nos paramètres de recherche sur notre échantillon de cibles et les dimensions dans l'espace que cela représente

L'illustration 10 représente la situation pour une cible située au milieu de notre boîte d'échantillonnage ($z=0.125$), la croix entourée au centre représente la cible de notre échantillon, les autres lignes de vue représentent les lignes de visées en direction des galaxies retournées par la fonction `GetNearBy`. Les galaxies voisines retournées par la fonction `GetNear` sont donc réparties en deux catégories, celles qui seront considérées dans le voisinage de notre cible et celle qui en sont très loin. Pour déterminer ceci, nos cibles étant comme sur le schéma dans une « boîte » qui s'étend en redshift de 0.1 à 0.15 (boîte d'échantillonnage). Pour une petite idée de l'aspect temporelle de ces distances, la lumière que l'on perçoit d'une galaxie à $z=0.1$, a été émise il y a 1,3 milliard d'années, et pour une galaxie à $z=0.15$, il y a 1,8 milliard d'années. Si par exemple un de ses voisins sur le ciel est à un redshift de 0.3 ce « voisin » est en fait à 1.04 Gpc, alors que notre cible si elle se trouve au centre de notre boîte est à un z de 0.125 soit à 482.97 Mpc. Donc en réalité la galaxie retournée par la fonction n'est pas voisine de notre cible. Pour trier les réellement proches, nous allons appliquer deux méthodes (plusieurs études préexistantes utilisent l'une de ces deux méthodes). Premièrement avec les z spectroscopiques qui sont nettement plus précis que les estimations photométriques (z_{phot}), mais peu d'objets ont de la spectroscopie.

Les figures 11 et 12, montrent à gauche un champ de vue contenant un amas de galaxies. Les encadrements en rouge indiquent les objets ayant de la spectroscopie, et à droite les objets avec de la photométrie sont entourés par un cercle bleu (la photométrie est présente pour la quasi totalité des objets du ciel observables).

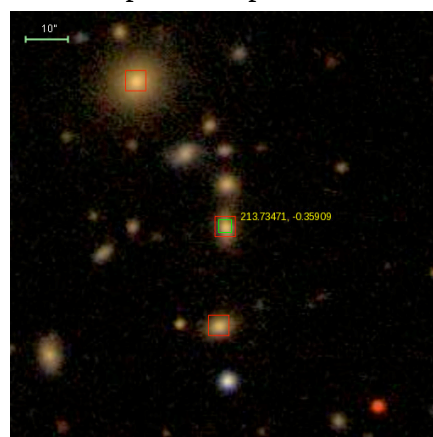


Illustration 11: Visualisation du nombre de galaxies qui disposent de l'information spectroscopique

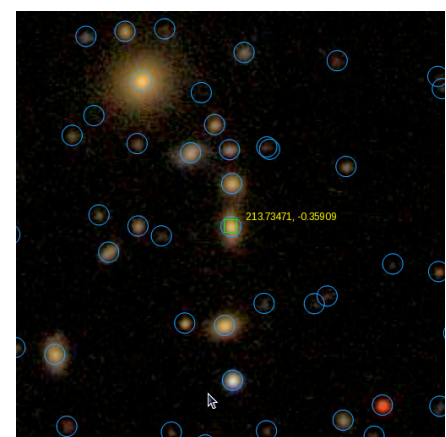


Illustration 12: Visualisation du nombre de galaxies qui disposent de l'information photométrique

- Étude voisinage en spectroscopique :

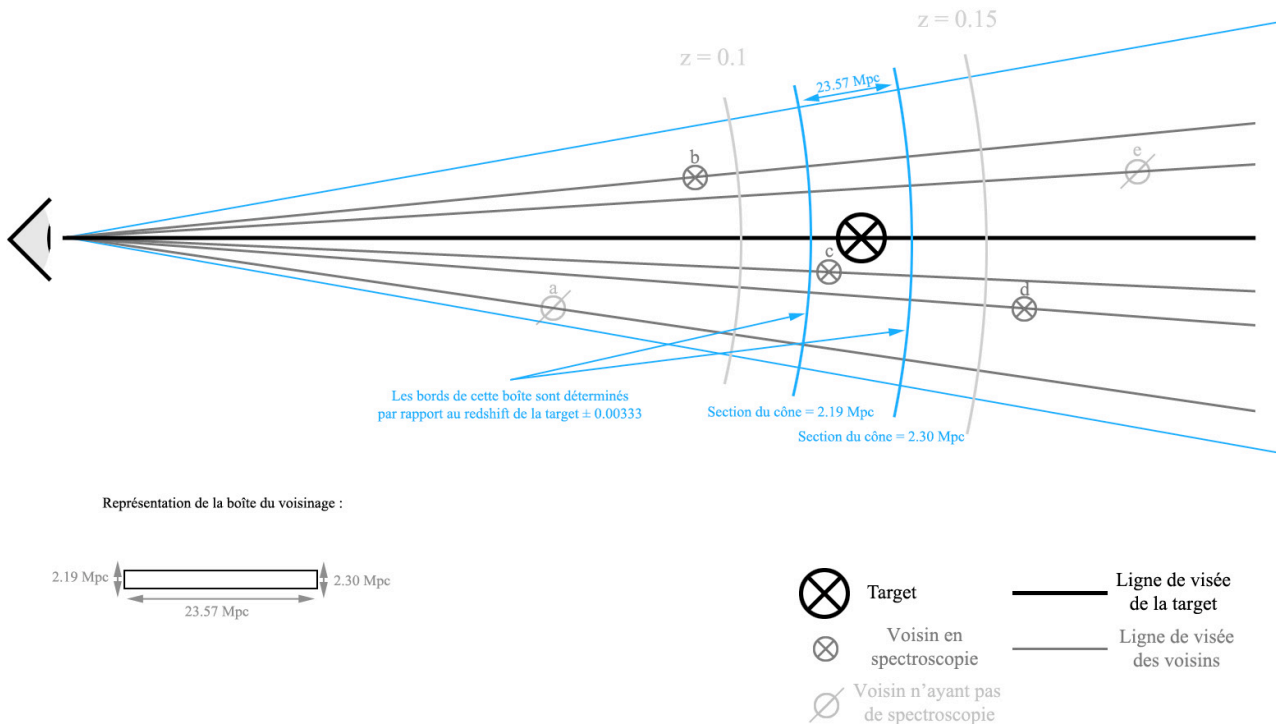


Illustration 13: Représentation de la méthode d'obtention des voisins en méthode spectrométrique

Pour ce type d'étude nous allons procéder comme ci dessus :

L'aspect précis de la détermination du redshift par la méthode spectrométrique nous permet de faire une boîte assez petite autour de la cible (en comparaison avec la méthode photométrique).

Pour trouver le voisinage spectro de notre cible, nous utilisons la fonction *GetNear* qui nous renvoie la liste des objets proches sur le ciel. A partir de cela, il faut trier les galaxies (des étoiles peuvent être retournées par la fonction), ensuite nous supprimeront les galaxies, soit très fausses (comme vu précédemment), soit qui ne rentrent pas dans la boîte de voisinage.

On retrouve pour chaque cible l'ensemble des voisins dans la boîte de voisinage spectro. Ceci constituera les tables **VISEGais-mis-dis** pour **Voisin Info** (information sur les voisins) **Spectroscopique** de l'Échantillon de **Galaxie ais-mis-dis [Q5.1-2-3]**.

On applique les mêmes critères de sélection en magnitudes (limite du Sloan pour les cibles spectro), flags, masques, et saturation, sur les voisins pour ne pas garder d'objets aberrants.

À partir de ces tables, on peut calculer le nombre de voisins pour chaque cible, que l'on pourra par la suite ajouter dans une colonne d'information supplémentaire appelée **NVS** (**N**ombre de **V**oisins **S**pectro) dans notre table générale d'information sur l'échantillon (**EGI2**) **[Q6.1-2-3]**. Néanmoins il faut se rendre compte que si une cible n'a aucun voisin, alors la fonction *GetNear* ne retournera rien, il faudra donc récupérer ces quelques galaxies et leur assigner un 0 en **NVS [Q7.1-2-3]**.

- Étude **redshift** voisinage photométrique :

La mesure du **redshift** photométrique nécessite l'utilisation d'un échantillon de référence (objets pour lesquels le redshift est connu à l'aide de la spectroscopie), qui couvre l'ensemble du domaine des paramètres utilisés pour la détermination des redshifts photométriques (= magnitudes, couleurs etc ...). Il existe plusieurs méthodes pour obtenir le redshift photométrique d'un échantillon. Les mesures de redshift disponibles pour le SDSS ont été effectuées par deux équipes, qui ont utilisé deux techniques, le « K-d tree » et le « réseaux neuronal », pour déterminer le **z_{phot}** suivant 3 méthodes:

redshift photométrique (parfois abrégé z_{phot})

à

La première méthode (zphot) utilise la technique du k-d tree, qui pour un objet donné, consiste à chercher les voisins dans l'espace des paramètres au sein de l'échantillon de référence, et à déterminer le redshift par interpolation linéaire en utilisant les propriétés des voisins trouvés par l'algorithme. Pour cette méthode, l'équipe concernée a ~~utiliser~~ les couleurs u-g, g-r, r-i, i-z comme paramètres.

Les deuxième et troisième méthodes (D1 et CC2, Oyaizu et al) sont basées sur la technique des réseaux de neurones, qui est un outil général de classification et d'interpolation utilisé pour diverses applications (études graphologiques, pilotage automatique d'avions, détection des fraudes aux cartes bancaires etc ...) Cette technique simule l'action des neurones dans le cerveau.

La méthode D1 utilise les magnitudes et les concentrations (rapport des flux petrosien à 50 et 90%, donnant une indication de la morphologie des galaxies) dans les 5 bandes comme paramètres.

La méthode CC2 utilise les couleurs u-g, g-r, r-i, i-z et les concentrations en g, r, et i.

Pour sélectionner la méthode qui donne les meilleurs résultats nous allons comparer les z de ces trois méthodes aux zspectro (beaucoup plus précis) sur nos cibles dans l'échantillon EG (137419 cibles). Ces données seront traitées en programmation MIDAS, c'est un langage de programmation dédié à l'astronomie (voir Annexe B pour les programmations effectuées en MIDAS).

Ecart type

Les erreurs :

Méthode photométrique	Valeur moyenne de l'erreur	Ecartype de l'erreur
zphot	0.192E-01	0.789E-02
zphotcc2	0.176E-01	0.586E-02
zphotd1	0.161E-01	0.517E-02

La méthode D1 présente la plus petite erreur en moyenne, et a le plus petit écartype.

Ecart type

La différence z spectrométrique / z photométrique :

Méthode photométrique (zspec - zphot#)	Valeur moyenne de la différence	Ecartype de la différence
zphot	0.657E-02	0.208E-01
zphotcc2	0.614E-02	0.259E-01
zphotd1	0.607E-02	0.186E-01

La déviation standard pour la méthode D1 est la plus petite 0.018 et la valeur moyenne de la différence est aussi la plus petite 0.006, c'est donc la plus juste (car la plus proche du zspectro).

La figure 5 représente les différences entre les zspectro et les zphoto:

zphotd1 : zspectro - zphotd1

zphot : zspectro - zphot

zphotcc2 : zspectro - zphotcc2

On remarque que la méthode D1 possède bien sont pic de différence le plus proche de 0, c'est donc la méthode la plus proche du zspectro.

~~On remarque que la méthode D1 possède bien sont pic de différence le plus proche de 0, c'est donc la méthode la plus proche du zspectro.~~

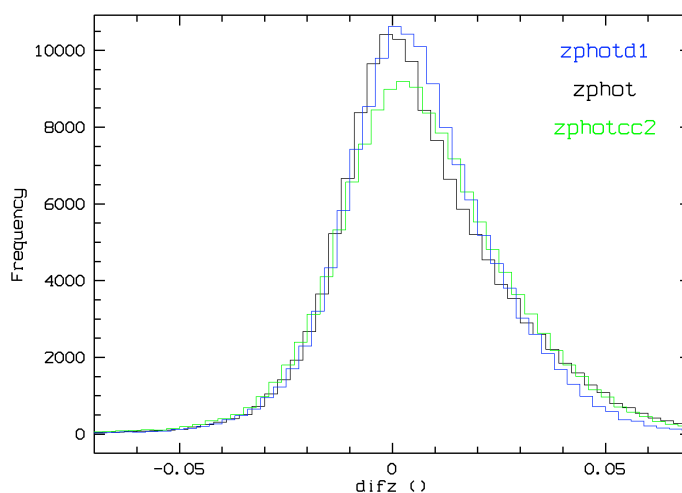


Figure 5: distribution des différences du z spectrométrique avec les trois méthodes de détermination du redshift photométrique

Nous choisirons donc la méthode D1 pour les redshift photométrique pour trier les voisins sur les lignes de vue.

L'illustration 14 représente cette méthode de tri :

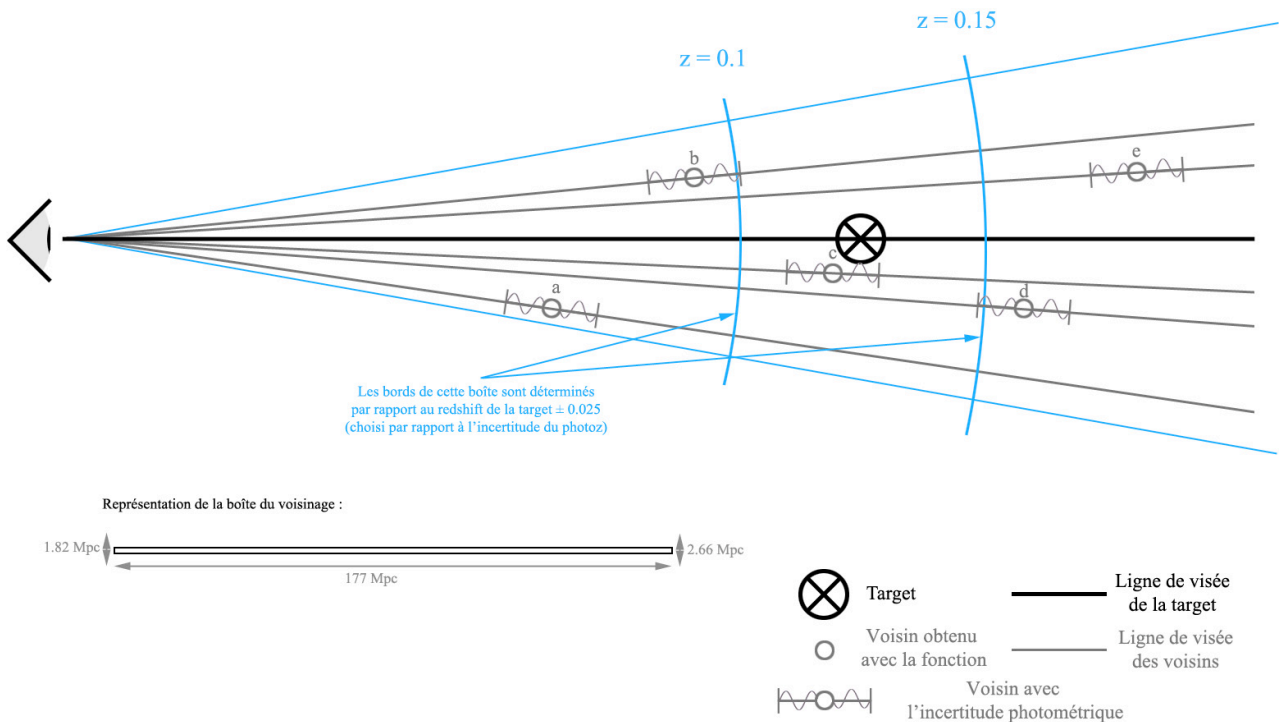


Illustration 14: Représentation de la méthode d'obtention des voisins en méthode photométrique

Pour le tri en méthode photométrique nous avons pris une boîte de voisinage d'épaisseur en $z \pm 0.025$ autour de la cible, car nous avons gardé une incertitude maximale pour le z photométrique de 0.04, et donc la boîte faisant 0.05 peut contenir les barres d'erreurs.

Trois critères sont appliqués pour sélectionner les vrais voisins, comme sur la figure ci-dessus nous ne garderons que les objets qui rentrent dans la boîte par leur barre d'incertitude à gauche ou à droite, ou qui ont leur centre dans la boîte.

Ainsi le cas *a* n'est pas considéré comme étant un voisin, comme le cas *e*, alors que les cas *b*, *c*, *d* correspondent à nos critères de sélection du voisinage.

Comme précédemment dans le cas de la spectro, on va retrouver pour chaque cible l'ensemble des voisins dans la boîte de voisinage photo, ceci constituera les tables **VIPEGais-mis-dis** pour Voisin Info (information sur les voisins) Photométrique de l'Échantillon de Galaxie **ais-mis-dis [Q8.1-2-3]**.

Pour les voisins photométriques nous appliquerons une coupure en magnitude correspondant à une certaine complétude, la complétude représente le rapport du nombre d'objets observés au nombre d'objets réellement présents. En effet la limitation des observations ne permet pas de voir les objets trop faibles.

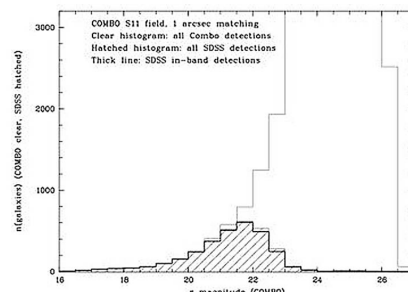


Figure 6: Représentation du nombre de galaxies présentes d'une part dans les relevés SDSS et de l'autre que l'on devrait s'attendre à trouver

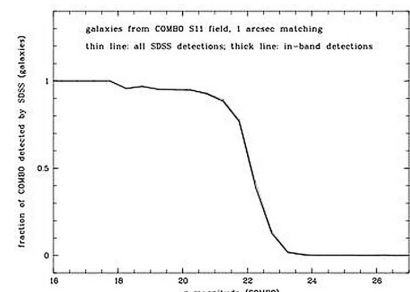


Figure 7: Courbe de complétude pour les galaxies du SDSS

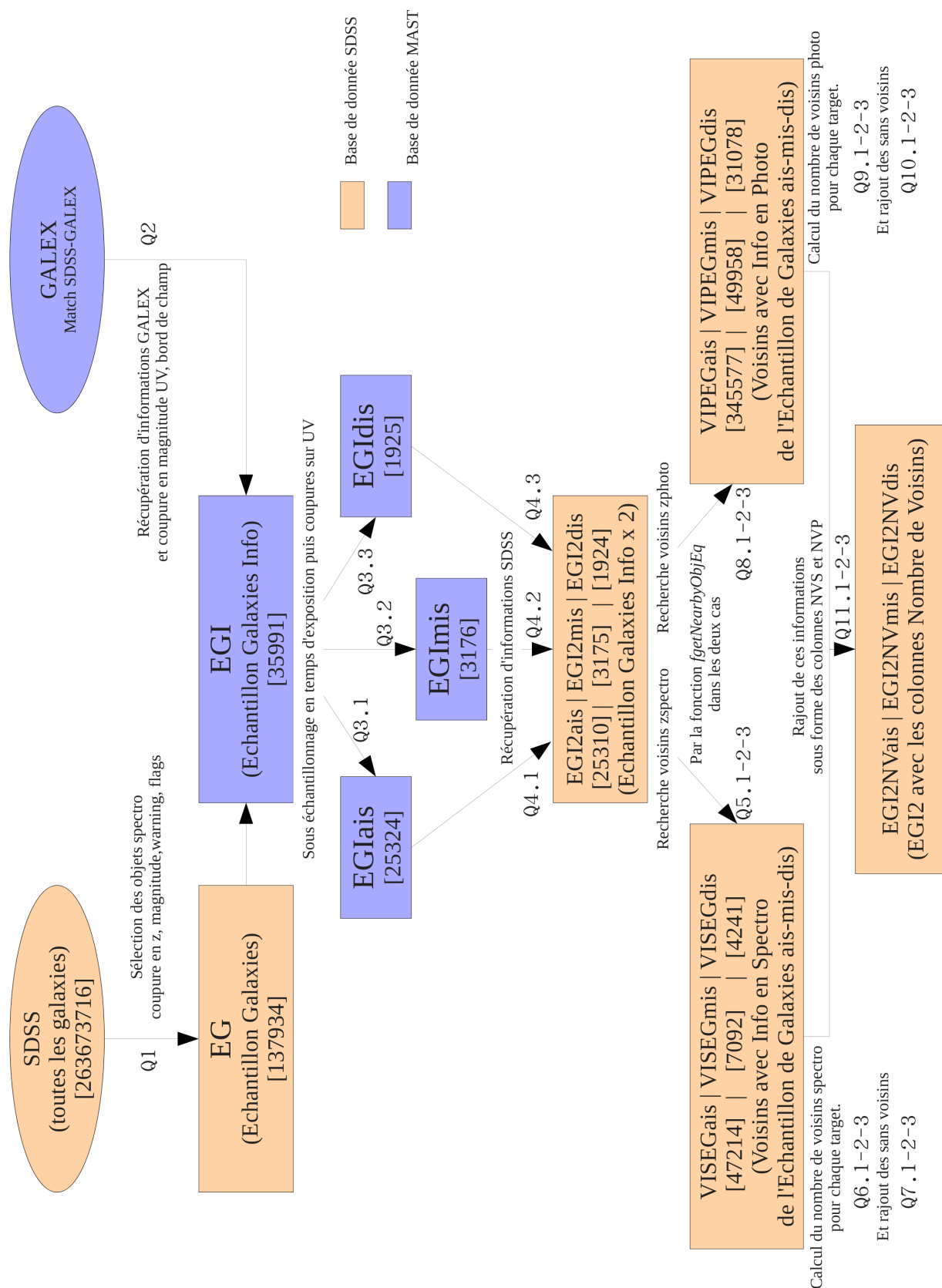
dans un relevé plus profond

rapport entre les deux courbes de la figure 6

Ainsi sur la figure 6 (à gauche), la zone hachurée présente les galaxies détectées, et l'autre distribution représente les galaxies réellement ~~présente~~ dans une observation très profonde (COMBO). On peut voir qu'à partir de la magnitude de 21, on commence à ne plus voir des objets. Ceci est plus clair sur le graphique de complétude figure 7 (à droite), on prendra donc 21.5 en coupure de magnitude correspondant à 80% de complétude.

On peut à partir de la table de voisins **VIPEGais-mis-dis**, calculer l'information **NVP** (**N**ombre de **V**oisins **P**hoto) [Q9.1-2-3]. De même que précédemment pour le cas spectro, il va falloir récupérer les galaxies qui n'ont ~~pas~~ **dès** le retour de la forme **déterminations** leur assignant un 0 en NVP [Q10.1-2-3]. On peut ~~des~~ alors rassembler les deux ~~détermination~~ du nombre de voisins, dans notre table d'information de l'échantillon (EGI2) en rajoutant les colonnes NVS et NVP. Nous appellerons les nouvelles tables **EGI2NVais-mis-dis** pour **EGI2** et **Nombre de Voisins**[Q11.1-2-3].

Diagramme rappelant et résumant toutes les étapes du procédé :



III. Caractérisation de l'échantillon

- Répartition de la population en z et magnitude

Nous avons vu précédemment différents échantillons de galaxies, les échantillons dit cibles qui constituent les galaxies sur lesquelles nous feront l'étude des caractéristiques physiques, et les échantillons de galaxies voisines qui seront utilisés pour visualiser la densité de voisinage.

La figure 8, montre la répartition en redshift de nos échantillons EGI2ais, EGI2mis, EGI2dis, et la somme des trois échantillons « EGI2tot ». On remarque que la population diminue légèrement quand le z augmente, cela est dû principalement au fait que plus on observe loin plus la limite des observations s'absolue; en effet un objet faible (en magnitude absolu) peut être détecté à un z proche et ne plus l'être à un plus grand z, car en s'éloignant il devient plus faible en magnitude apparent, et donc peut passer hors des limites de détection de l'instrumentation. On perd ainsi des objets avec la distance.

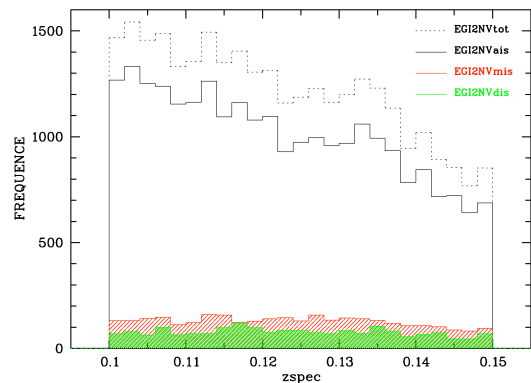


Figure 8: Histogramme des zspec de nos trois populations. L'expérimentation

En astronomie comme dans la plupart des sciences basé sur l'observation ou l'expérimental, on ne peut avoir un échantillon représentant parfaitement la réalité physique. Des lors il est primordial de connaître les défauts de son échantillon (les biais). Pour avoir une meilleure connaissance des caractéristiques de nos échantillons, nous avons exploré quelques aspects de notre échantillon où l'on voit bien que nos coupures et les limitations absolues des relevés initiaux du Sloan ont des répercussions en termes de biais.

Durant la suite nous allons parler de magnitudes absolu. Nous ne prendrons pas en compte ici la correction K, car la correction qu'elle apporte est négligeable (de l'ordre de 0.2 en magnitude), et de plus la variation de cette correction au long de notre échantillon est faible. La K correction est dû au fait qu'un objet situé à un certain z présente une certaine vitesse d'éloignement, et donc un décalage de son spectre (c'est d'ailleurs avec cet effet que l'on calcule le redshift), or lorsque l'on mesure un flux et donc des magnitudes dans des bandes (ici r), le flux mesuré dans cette gamme de longueur d'onde ne correspond pas au flux émis dans cette même bande par la galaxie émettrice. Appelée du décalage en spectre, pour rétablir le vrai flux on applique une correction appelé correction K. Ici nous travaillons à un z faible, donc cet effet n'est pas très important.

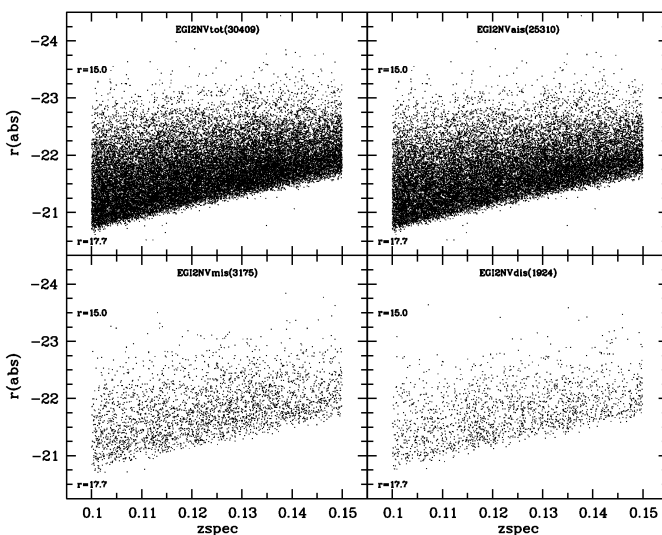


Figure 9: Caractéristiques en magnitude absolue r de nos échantillons

La figure 9 représente les magnitudes absolues dans la bande r (rouge) en fonction du redshift, pour les échantillons EGI2ais, mis, dis et total.

On remarque que la répartition des objets présente une sorte de coupure basse, correspondant à une magnitude apparente de 17.7. Cette coupure nette est dû à la limitation des observations du Sloan. De même la coupure dans la partie haute correspond à une magnitude apparente de 15. On peut remarquer certains objets présents en dessous de la limite basse, cela est dû au fait que la coupure du Sloan est faite sur une magnitude de **représentées** et ici les magnitudes ~~représenté~~ sont du type Modelmag (type couramment utilisé pour les étude en couleur).

On peut aussi caractériser nos échantillons en magnitude Nuv (figure 10). On obtient une visualisation des différentes coupures effectuées en Nuv sur les différents **observer** is.

On peut ~~observé~~ des comportements similaires pour les populations du voisinage via les tables VISEG (figure 11). On retrouve les mêmes coupures que sur les populations EGI2, ce qui est attendu car les mêmes critères de **représentent** ont été appliqués (les couleurs ~~représentés~~ la fréquence de population linéairement).

Pour les populations du voisinage photo (tables VIPEG), les répartitions sont un peu différentes (figure 12). On remarque que la répartition en z est plus étalée car les redshifts photométriques présentent une barre d'erreur (voir méthode voisinage photo).

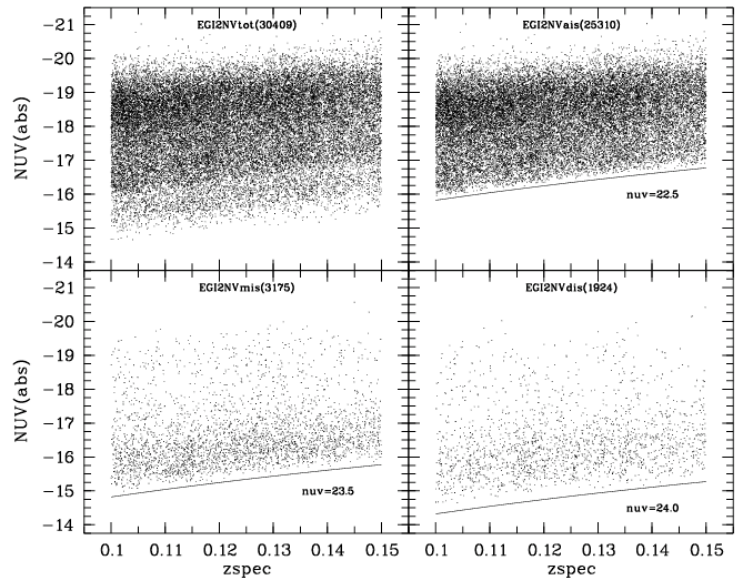


Figure 10: Caractéristique en magnitude absolue uv de nos échantillons

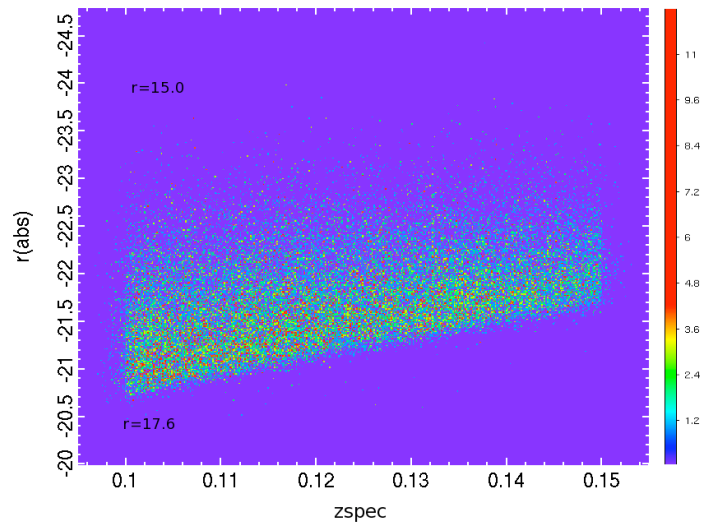


Figure 11: Caractéristique en magnitude absolue r de la totalité des voisins spectrométrique VISEGtot

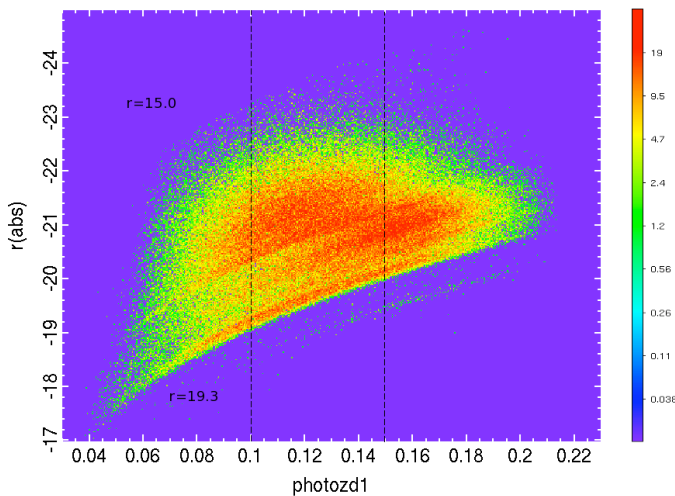


Figure 12: Caractéristique en magnitude absolu r de la totalité des voisins photométriques VIPEGtot

De plus les critères de sélection étant différents que ceux utilisés pour l'étude spectrométrique, ces coupures engendrent une limite inférieure différente d'environ 19.3 en magnitude apparente (les couleurs représente ici le logarithme des fréquences de population car il y a beaucoup plus de voisin en photométrie).

- Comparatif des méthodes NVS/NVP

techniques

Comme expliqué précédemment durant notre étude nous avons utilisées deux techniques qui sont habituellement utilisées indépendamment : La méthode de calcul de voisinage spectrométrique et la méthode photométrique. Voici un graphique représentant la comparaison des résultats obtenus pour les deux techniques. Nous avons représenté la somme des trois échantillon EGI représenté soit EGI2tot chaque point représente les coordonnées NVP, NVS et les cercles sont les moyennes sur chaque valeur de NVS (car plus discrétisée que NVP) les barres d'erreur sont obtenue via la déviation standard lors du calcul de la moyenne.

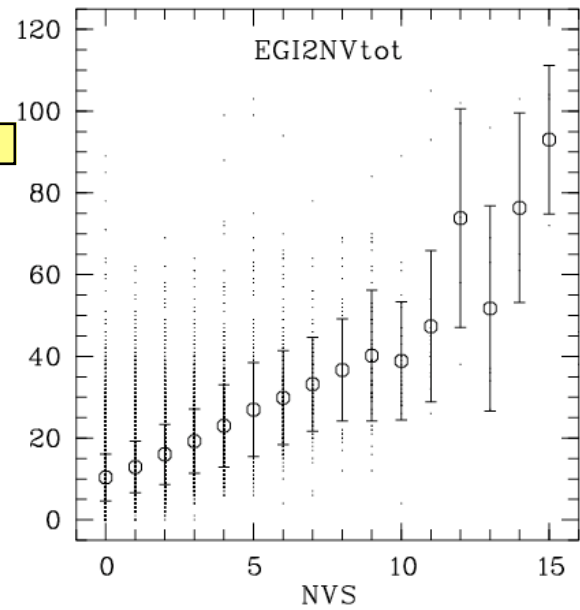


Figure 13: Mise en relation des résultats obtenus pour les méthodes photométrique et spectrométrique

Verification des methodes a l'aide d'amas de galaxies?

- Mise en relation avec des Amas

Pour voir si les deux méthodes utilisées (spectro et photo) sont en accord avec des résultats déjà publiés, nous avons pris un catalogue amas MaxBCG (*The Astrophysical Journal* 660:239-255 2007 May 1). Dans ce catalogue nous avons gardé les amas situés dans notre tranche de z ($0.1 < z <$

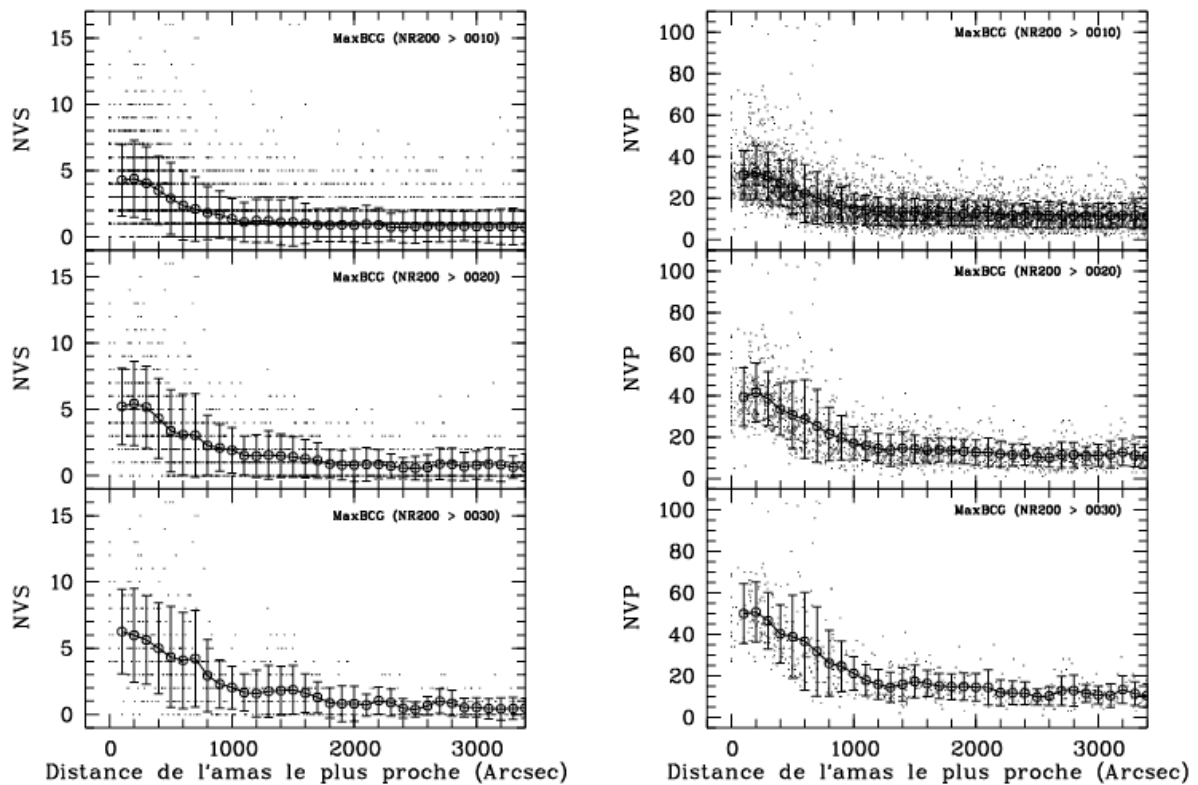


Figure 14: Evolution des paramètres NVS (à gauche) et NVP (à droite) en fonction de la distance aux amas du catalogue MaxBCG de trois tailles différentes (>10, >20, >30)

densités

Le catalogue d'amas MaxBCG ayant été obtenu à partir de la base de données du Sloan, avec des méthodes de calcul similaires aux nôtres, pour confirmer de manière indépendante cette validité on compare cette fois notre échantillon au catalogue d'amas d'Abell, obtenu indépendamment du Sloan, on retrouve bien un résultat similaire (figure 15).

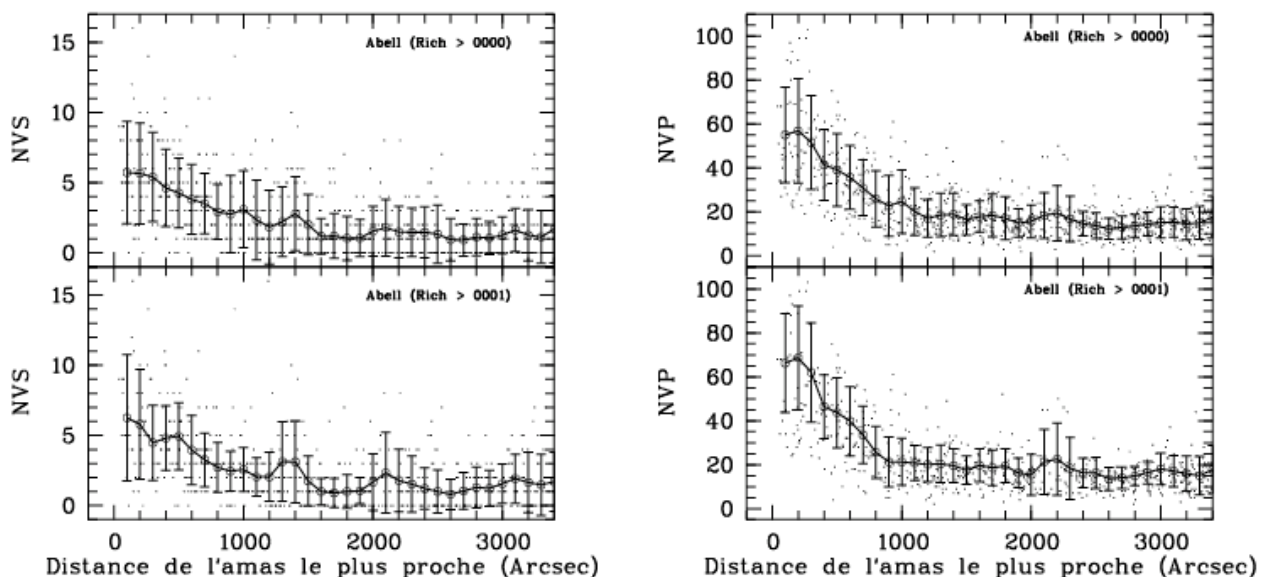


Figure 15: Comparaison avec des amas Abell indépendants des données SDSS

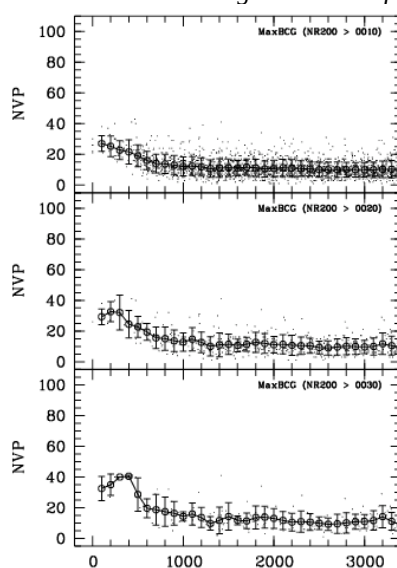


Figure 16: Exemple d'insuffisance de l'étude en pure spectrométrie

Pour appuyer le fait que la méthode de calcul du voisinage spectro ne se suffit pas à elle même, nous avons tracé le même genre de graphique pour uniquement les galaxies ayant un NVS = 0 (figure 16), c'est à dire qu'on ne devrait ainsi pas avoir de galaxies proches d'amas avec un NVS = 0 si celui ci était représentatif de la situation réelle. Or on constate un comportement similaire en NVP en se rapprochant d'un amas. Le troisième graphique est assez bruité car il n'y a que très peu d'objets pour des $N200 > 30$.

Les illustrations 15 et 16, montrent un de ces objets pour lesquels la méthode spectro ne suffit pas à refléter la réalité de sa disposition.

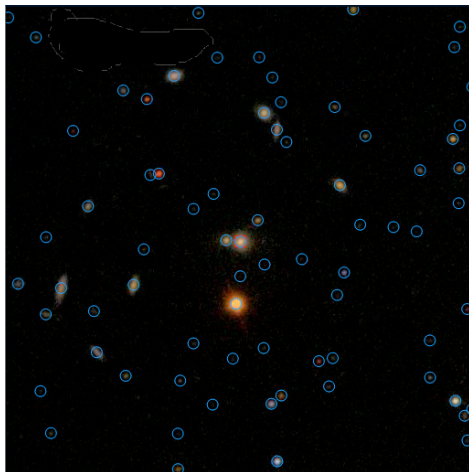


Illustration 15: Une de nos galaxies cible avec son voisinage qui présente de nombreux voisins $NVP = 64$!

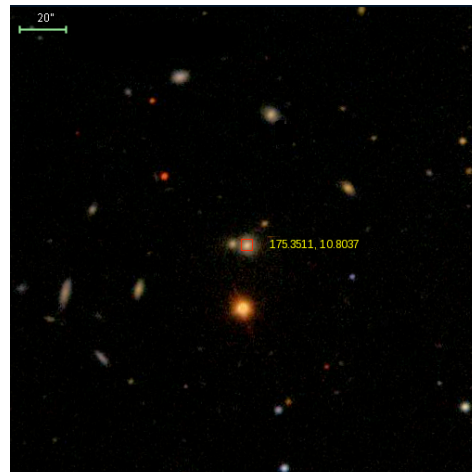


Illustration 16: Par méthode spectrométrique cette même galaxie obtient un $NVS = 0$, c'est un exemple flagrant de l'intérêt de coupler les deux méthodes

représentent

À gauche les cercles ~~représentent~~ les objets du champ ayant de la photométrie, et à droite carré rouge marque chaque objet disposant de spectrométrie (ici un seul ... notre cible). On ~~voit~~ bien que l'absence de spectrométrie fausse la détermination du voisinage avec une méthode purement spectrométrique (d'où l'intérêt de coupler cette étude à la photométrie).

En faisant une différence de magnitude on peut obtenir une représentation et galaxies leur par exemple sur les flux Nuv - r on peut visualiser les populations rouge ~~est~~ bleu de ~~galaxie~~, les ~~bleus~~ bleues correspondant à une majorité d'étoiles jeunes et donc des galaxies où le taux de formation d'étoiles est grand. Inversement les galaxies rouges représentant plutôt les galaxies composées principalement d'étoiles vieilles, la formation d'étoiles y est peu active. Ceci est à la fois une caractérisation de nos échantillons mais va aussi nous permettre de faire une étude par rapport à la couleur.

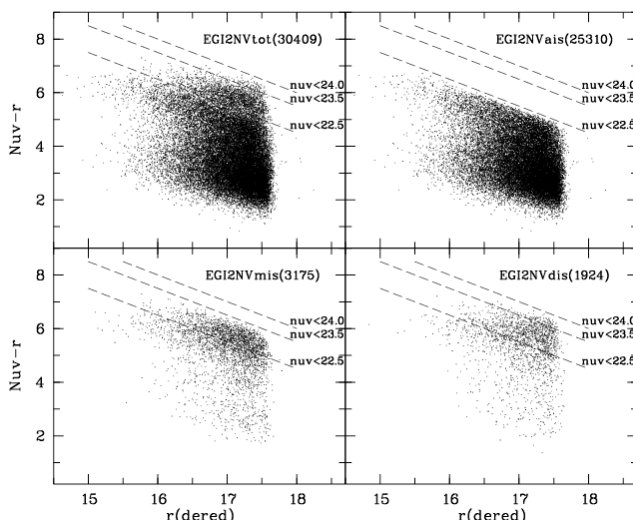


Figure 17: Couleur Nuv-r en fonction de la magnitude dérougée rendant bien compte des effets des différentes coupures effectuées

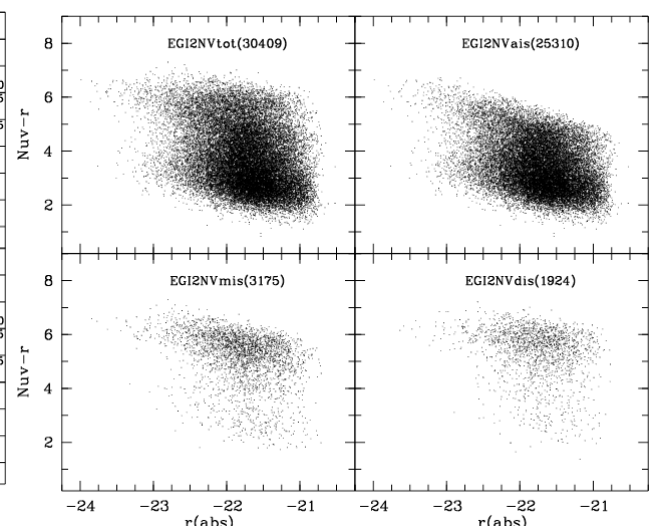


Figure 18: Couleur Nuv-r en fonction de la magnitude absolue r représentant donc bien les réelles répartitions de population rouge (au dessus de $nuv-r \sim 4$) et bleue (en dessous de $nuv-r \sim 4$)

Plus le Nuv-r est grand, plus la galaxie est rouge (car si $\text{nuv} - r$ est grand cela veut dire que nuv est très grand devant r . Or si une magnitude est grande cela signifie **bleue**. lumière émise est faible). Inversement si le $\text{nuv} - r$ est petit la galaxie sera de la population **présente**. Sur les figures 17 et 18 on peut distinguer les deux types de population, qui sont bien ~~présent~~ dans nos échantillons. A gauche nous avons représenté la couleur en fonction de la magnitude ~~déroug~~ (donc apparente), pour bien rendre compte des effets de coupure sur **absolue** les ~~populations~~ **déroug** à droite est représenté la couleur en fonction de la magnitude ~~absolue~~ en r , ce graphique est plus représentatif des caractéristiques intrinsèques de nos objets.

Avec ce paramètre de couleur nous pouvons commencer la partie étude de ce stage.

IV. Étude de l'échantillon

• Étude de la couleur Nuv-r

Nous allons regarder les changements **bleue** de répartition entre les deux types de populations rouge et ~~bleu~~ en fonction de la densité de voisinage de nos cibles.

Pour cela, je représente ici d'une part le Nuv-r en fonction du $r(\text{abs})$ pour les galaxies ayant un NVP inférieur à 2 et un NVS égal à zéro. Ceci est donc notre échantillon basse densité, et de l'autre côté les galaxies possédant un NVP supérieur à 25 et un NVS supérieur à 6. Ces deux ensembles sont représentés sur la figure 19 en grisés (les deux échantillons présentent un nombre de galaxies comparables 424/458).

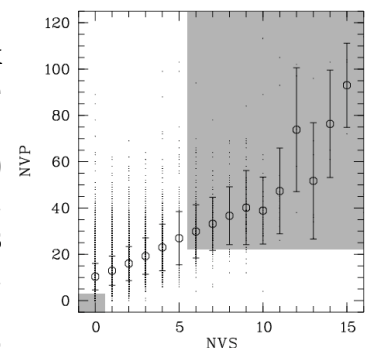


Figure 19: Les deux populations ~~faible et dense~~

à faible ou forte densité

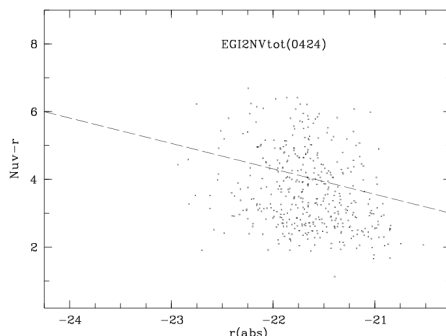


Figure 21: Couleur Nuv-r en fonction de $r(\text{abs})$ pour $\text{NVP} < 2$ et $\text{NVS} = 0$

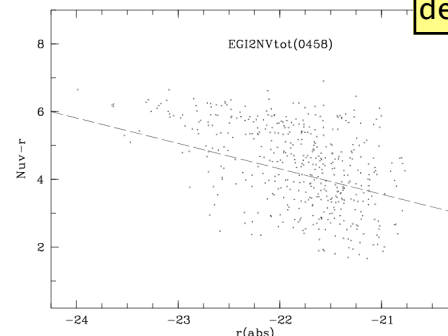


Figure 20: Couleur Nuv-r en fonction de $r(\text{abs})$ pour $\text{NVP} > 25$ et $\text{NVS} > 6$

On remarque bien que dans l'échantillon à forte densité, il y a une nette augmentation de la **galaxies** **bleues**. rapport à l'échantillon de faible densité qui comporte une **voisins** de galaxie fortement bleue. Ceci est un fait connu, en effet une galaxie qui a beaucoup de voisins a pu subir beaucoup d'interactions (collisions fusions etc). D'accrété gaz présent au cœur de la galaxie, qui est à l'origine de la formation des étoiles, a pu être ~~accrété~~ par une des galaxies voisines, ou fortement perturbé par la gravitation des **d'étoiles** **moins intense** galaxies avoisinantes. Cela se reflète dans le fait que la formation ~~d'étoile~~ est très **intérieur** dans les **galaxies**, ont un grand nombre de voisins. L'exemple type sont les galaxies d'un amas de ~~galaxie~~, qui sont très souvent elliptiques et qui forment très peu d'étoiles, généralement les étoiles se forment préférentiellement dans les bras d'une galaxie et les elliptiques en sont dépourvues.

Pour **forme** le taux de formation d'étoile l'émission UV est un très bon traceur. En effet si la galaxie ~~crée~~ beaucoup d'étoiles, les étoiles massives jeunes vont émettre dans l'ultraviolet. C'est bien ce que l'on retrouve. Les galaxies isolées (Figure 20) ont un Nuv-r majoritairement faible (galaxies bleues), de même pour les galaxies dans un environnement dense (Figure 21) ~~elles~~ sont majoritairement rouges (étoiles vieilles). Sur les figures 20 et 21 le trait en pointillés représente la séparation effectuée entre les populations bleu et rouge. Ce choix est arbitraire, la droite est ici d'équation $\text{Nuv-r} = (-3/4)*r(\text{abs}) - 12.1875$.

Voici une représentation (figure 22) plus quantitative de ce changement de ratio, les deux courbes représentent deux catégories de galaxies (obtenue en coupant sur les magnitudes absolues autour de -21.715 pour avoir deux populations de nombre égal) :

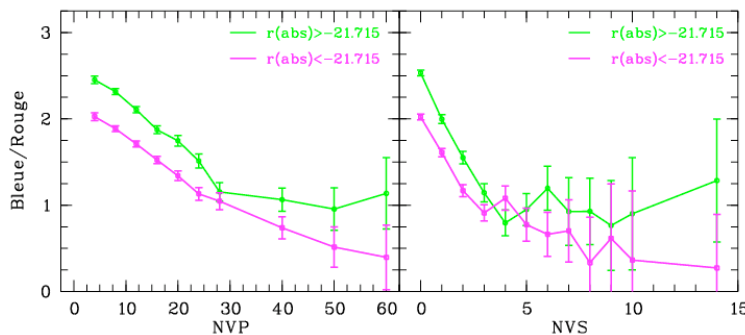


Figure 22: Rapport bleu/rouge dans les deux populations en magnitude absolue en fonction de la densité de voisins.

galaxies plus massives ont tendance à produire relativement moins d'étoiles que le même type de ~~galaxie~~ moins massives.

Nous **influencées** nous intéresser à la variation d'autres caractéristiques physiques qui pourraient être ~~influencer~~ par la densité de voisinage.

Sur le SDSS nous avons pu recueillir des informations de **d'étoiles,** spectrométrie sur nos galaxies. Ici nous allons nous intéresser à deux traceurs de la formation d'étoile, qui sont la largeur de la raie $H\alpha$ et le break à 4000Å dit D4000.

Les figures 23 et 24 donnent deux exemples de spectre de galaxies. On s'intéressera plus précisément à l'émission $H\alpha$ à 6563Å, et au break autour de 4000Å (les longueurs d'onde sont bien sur décalées par l'effet de redshift à raison de $(1+z)$) :

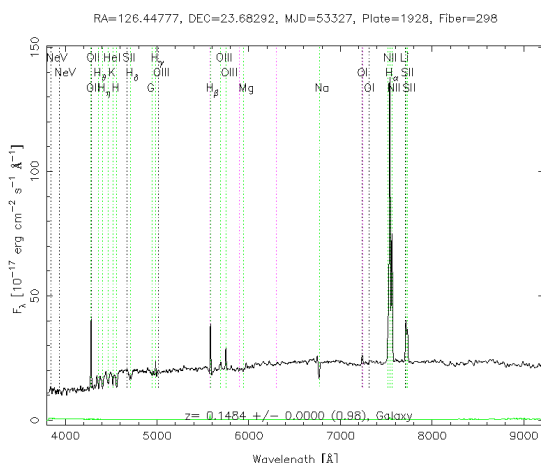


Figure 24: Exemple de spectre relevé avec une grande émission en $H\alpha$ (les longueurs d'onde sont décalées par effet redshift d'un facteur $(1+z)$; ici le redshift est de 0.1484, donc la raie d'émission $H\alpha$ se situe à $1.1484*6563=7537\text{\AA}$)

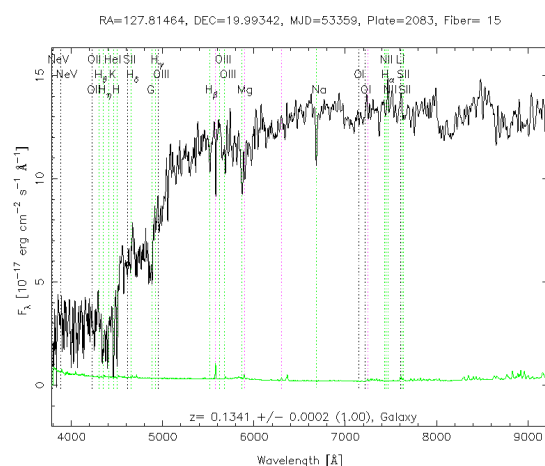


Figure 23: Exemple de spectre relevé avec un grand D4000 (la longueur d'onde 4000Å est décalée en $4000*1.1341=4536\text{\AA}$)

• Étude en H α

solaires,

millions

L'intensité de la raie H α , mesure la quantité de photons ionisants principalement issus des étoiles de masse $M \geq 10$ masses solaire, la durée de vie de ces étoiles est ≤ 100 million d'années. Elle mesure donc l'intensité actuelle de formation d'étoiles.

La raie H-alpha se trouve à une longueur d'onde de 6563 Ångströms, et se trouve donc dans la partie rouge du spectre visible.

Le trait bas en pointillés bleus représente la position du premier quartile (en dessous de lui il y a

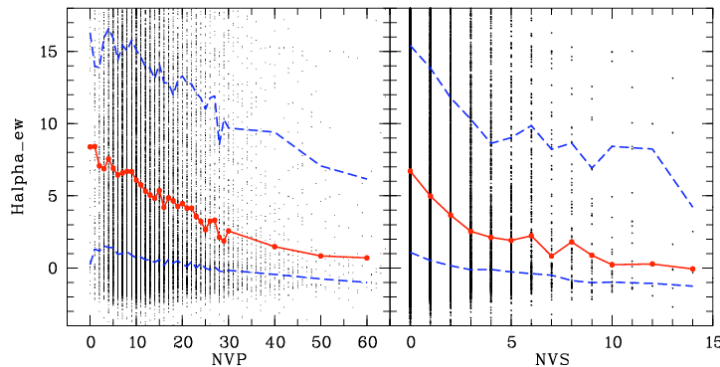


Figure 25: Émission H α en fonction du nombre de voisins, troisième quartile, médiane, premier quartile

ayant peu de voisins

influencer par son voisinage aura plus de facilité à produire des étoiles.

25% de la population sur une même tranche en NV), le trait haut en pointillés représente le troisième quartile (75% des mesures), et le trait rouge représente la médiane (50% des mesures).

On remarque bien que l'émission en H α est influencé par la densité de voisinage. Les galaxies ayant le plus grand taux d'émission sont bien celles qui ont un voisinage plus faible. Plus l'ont va vers les échantillons denses plus l'émission en H α devient faible.

Ceci indique bien qu'une galaxie peu

• Étude de D4000

âge

Le traceur D4000 est une autre source d'information sur l'âge des étoiles d'une galaxie qui est corrélé à l'émission Halpha. Le D4000 se base sur l'émission des étoiles liée à leurs métallicités. En effet une étoile vieille émettra plus dans les longueurs d'onde longue qu'une étoile plus jeune. Le D4000 est une mesure arbitraire qui cherche à quantifier ce fait. La méthode D4000 se base autour d'un « break » angstrom, à 4000Å, en effectuant un ratio d'une moyenne avant et après ce break. Ainsi le D4000 se construit en faisant le rapport entre la moyenne sur la bande 4051-4251 et la bande 3751-3951 (Stoughton et al, 2002, ApJ, 123, 485).

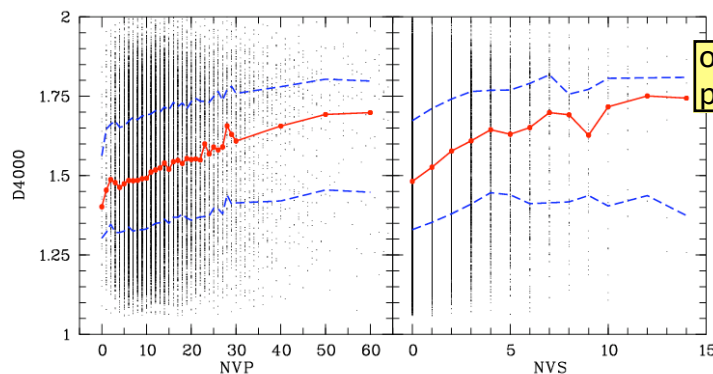


Figure 26: Facteur D4000 en fonction du nombre de voisins, troisième quartile, médiane, premier quartile

obtenues à partir du et corroborent les tendances (figure 20) qui corroborent les observations de Halpha. Plus la densité de voisinage augmente (NVS & NVP), plus le D4000 augmente, indiquant que l'âge moyen des étoiles de la galaxie est plus important.

V. Conclusion

Durant ce stage nous avons construit un échantillon de galaxies cibles au moyen d'interrogation de base de données et en recueillant les informations sur ces cibles.

Puis nous avons fait une étude se basant sur deux méthodes d'essais **apportées** la densité de voisins, en les recoupant afin de les comparer et d'enrichir les informations ~~apportée~~ par l'une et l'autre de ces deux méthodes.

Enfin nous avons **influencées** les changement radicaux de certaines caractéristiques physiques ~~qui~~ sont grandement ~~influencés~~ par la présence d'autres galaxies voisines, attestant bien un fait **lié** ~~comme~~ mais retrouvé durant ce stage, que l'activité de formation stellaire est intimement ~~lié~~ à l'environnement des galaxies.

La courte durée de ce stage ne m'a pas permis d'aller plus loin dans l'analyse des données de notre échantillon. Nous avons étudié la variation de traceurs de formation d'étoiles en fonction de la densité locale. Mais il serait intéressant de comparer différentiellement ces variations, car chacun de nos traceurs sonde des populations stellaires sensiblement différentes. D'autre part nous avons restreint notre étude à une seule tranche de redshift. On pourrait reprendre notre travail pour différents redshift, et voir comment les résultats varient avec l'âge de l'Univers.

Enfin la quantité et la qualité des données accessibles dans des bases de données telles que Sloan ou Galex, couplés à des techniques de fouilles de données (DataMining), ouvrent des perspectives nouvelles pour la recherche en astrophysique.

ANNEXE A

Programmation SQL

Q1 : EG 137934 (sdss) Temps approximatif de traitement de la requête ~5min

```
SELECT                                     --récupération des informations souhaitées
s.bestObjID as sdssID , s.ra ,s.dec,petroMag_r,p.petroMag_r -p.extinction_r as
petroMagdered_r,dbo.fCosmoAbsMag(p.petroMag_r -p.extinction_r , s.z) as petroMagAbs_r,p.extinction_r

into mydb.EG

FROM SpecObj s join                       --à partir des tables spetro et photo
PhotoPrimary p on s.bestObjID = p.objID

WHERE
s.specClass = 2 and                      --est une galaxie
s.z between 0.1 and 0.15 AND             --dans la bonne tranche de z
p.petroMag_r -p.extinction_r between 15. and 17.6 and
s.zConf >0.9 and                         --coupure en magnitude limite du Sloan
s.zStatus !=0 and                       --confiance de 90% au minimum
s.zStatus !=1 and                       --dont le redshift a été calculé et sans erreur
s.zwarning =0 and                       --sans warning
dbo.fPhotoFlagsN(p.flags) not like '%SATURATED%' and
dbo.fInsideMaskN(p.insideMask) not like '%INMASK_BRIGHT_STAR%' and
dbo.fInsideMaskN(p.insideMask) not like '%INMASK_BLEEDING%' and
dbo.fInsideMaskN(p.insideMask) not like '%INMASK_TRAIL%' and
dbo.fInsideMaskN(p.insideMask) not like '%INMASK_HOLE%'
```

Q2 : EGI 35991 (sdss matché sur galex) ~10min

```
SELECT
x.objID as galID,e.*,x.distance as
DistanceMatch,p.nuv_mag,p.nuv_magerr,p.fuv_mag,p.fuv_magerr,p.e_bv,p.fov_radius,pe.nexptime,pe.fexptime
into mydb.EGI

FROM mydb.EG as e join
xsdssdr7 as x on x.sdssobjID = e.sdssID join
PhotoObjAll as p on p.objID = x.objID join
PHOTOEXTRACT as pe on p.photoExtractID = pe.photoExtractID

WHERE
x.reverseDistanceRank=1 and              --prendre le premier en distance match (reverse
p.nuv_mag between 0 and 24 and           désigne quand on passe du sdss au galex et
p.fov_radius < 0.55 and                  distancerank quand on passe de galex à sdss)
x.reversemultipleMatchCount =1 and
x.multipleMatchCount =1                 --on ne prend que les matchs avec une seule
                                         assimilation sdss-galex et galex-sdss
```

Q3.1 : EGIais 25324 (sous échantillonnage) ~1sec

```
SELECT *
into mydb.EGIais

FROM mydb.EGI
```

```
WHERE
nexptime < 600 and
nuv_mag < 22.5 and
nuv_magerr < 0.5
```

Q3.2 : EGI_{mis} 3176 (sous echantillon) ~1sec

```
SELECT *
into mydb.EGImis
```

```
FROM mydb.EGI
```

```
WHERE
nexptime between 600 and 2500 and
nuv_mag < 23.5 and
nuv_magerr < 0.5
```

Q3.3 : EGI_{dis} 1925 (sous echantillon) ~1sec

```
SELECT *
into mydb.EGIdis
```

```
FROM mydb.EGI
```

```
WHERE
nexptime > 2500 and
nuv_mag < 24 and
nuv_magerr < 0.5
```

Q4.1-2-3 : EGI_{2ais-mis-dis} (tailles identiques) ~20min ~5min ~3min (pour mis et dis les queries sont similaires)

```
SELECT e.*,s.specobjID,
s.z as zspec,
s.zerr as zspecErr,
p.dered_u,
p.dered_g,
p.dered_r,
p.dered_i,
p.dered_z,
p.err_u,
p.err_g,
p.err_r,
p.err_i,
p.err_z,
dbo.fCosmoAbsMag(p.dered_r , s.z) as abs_r,
dbo.fCosmoAbsMag(e.nuv_mag - 8.74*e.e_bv , s.z) as abs_nuv,
l.ew as Halpha_ew,
l.ewErr as Halpha_ewErr,
1./sl.ew as d4000
```

*--fonction calculant les magnitudes absolues
à partir des dérougits et du z*

*--la base de donnée contient en fat 1/d4000 par
erreur*

```
into mydb.EGI2ais
FROM mydb.EGIais as e join
```

```
photoOBJ as p on e.sdssID = p.objID join
```

```
specObj as s on e.sdssID = s.bestobjID join
```



```
specLine as l on s.specObjID = l.specObjID join
```

```
speclineindex as sl on sl.specObjID = s.specobjID
```

```
WHERE
```

```
l.LineId = 6565 and  
sl.name = '4000Abreak'
```

--pour bien sélectionner le Halpha

--pour bien sélectionner le d4000

Q5.1-2-3 : VISEGais-mis-dis ~2h30 ~1h ~30min

```
SELECT vz.*,pri.dered_u,pri.dered_g,pri.dered_r,pri.dered_i,pri.dered_z,pri.err_u,pri.err_g,pri.err_r,pri.err_i,pri.err_z,  
dbo.fCosmoAbsMag(pri.dered_r , vz.zspec) as abs_r
```

```
into mydb.VISEGais
```

```
FROM
```

```
(
```

```
SELECT v.sdssID,v.galID,v.nID,v.distance,s.z as zspec,s.zerr as zspecErr
```

```
FROM
```

```
(
```

```
SELECT e.sdssID,e.galID,e.zspec,n.objId as nID,n.distance
```

```
FROM mydb.EGI2ais as e
```

```
cross apply dbo.fgetNearbyObjEq(e.ra, e.dec, 8) as n
```

*--la fonction de recherche de voisin sur le ciel
cross apply permet d'appliquer une fonction à
une table*

```
WHERE
```

```
n.type = 3
```

--est une galaxie

```
)as v join
```

```
SpecObj as s on v.nID=s.bestObjID
```

```
WHERE
```

```
s.specClass = 2 and
```

--est une galaxie

```
s.z between v.zspec - 0.00333 and v.zspec + 0.00333 AND
```

--dans la boite de voisinage spectro

```
s.zConf >0.9 and
```

```
s.zStatus !=0 and
```

```
s.zStatus !=1 and
```

```
s.zwarning =0
```

```
)as vz join
```

```
photoprimary as pri on pri.objID = vz.nID
```

```
WHERE
```

```
pri.petroMag_r -pri.extinction_r between 15. and 17.6 and
```

```
(pri.flags & 0x0000000000040000) = 0 AND
```

*--même filtrage sur les flags et saturation que
précédemment mais en binaire (plus optimisé)*

```
(pri.insideMask & 0x01) = 0 AND
```

```
(pri.insideMask & 0x02) = 0 AND
```

```
(pri.insideMask & 0x04) = 0 AND
```

```
(pri.insideMask & 0x08) = 0
```

Q6.1-2-3 : Calcul de la table avec NVS ~1min

```
SELECT sdssID, count(*) as NVS
```

```
into mydb.NVSEGais
```

```
FROM mydb.VISEGais
```

WHERE sdssID != nID

*-- car le premier objets retourné par la fonction
getnear est souvent la cible elle meme*

group by sdssID

*--le nombre d'itération de sdssID correspond
bien au nombre de voisins*

Q7.1-2-3 : Récupération des « isolés » ~3min

```
SELECT *  
into mydb.NVSEGais0  
FROM mydb.NVSEGais
```

union all

```
SELECT t.sdssID , 0 as NVS
```

FROM

```
(  
SELECT sdssID FROM mydb.EGI2ais  
EXCEPT  
SELECT sdssID FROM mydb.NVSEGais  
) as t
```

*--soustrait deux table ainsi on retrouve ceux qui
n'ont pas eu de retour de la fonction*

Q8.1-2-3 : VIPEGais (pour mis et dis les queries sont similaires) ~15h!! ~8h ~2h

```
SELECT vz.*,pri.dered_u,pri.dered_g,pri.dered_r,pri.dered_i,pri.dered_z,pri.err_u,pri.err_g,pri.err_r,pri.err_i,pri.err_z,  
dbo.fCosmoAbsMag(pri.dered_r , vz.photozd1) as abs_r  
into mydb.VIPEGais
```

FROM

```
(  
SELECT v.sdssID,v.galID,v.nID,v.distance,p.photozd1,p.photozerrd1  
FROM  
(  
SELECT e.sdssID,e.galID,e.zspec,n.objID as nID,n.distance
```

FROM mydb.EGI2ais as e

cross apply dbo.fgetNearbyObjEq(e.ra, e.dec, 8) as n

WHERE

```
n.type = 3  
)as v join  
photoz2 as p on p.objID = v.nID
```

WHERE

```
p.photozerrd1 < 0.04 AND  
(  
p.photozd1 + p.photozerrd1 between v.zspec - 0.025 and v.zspec + 0.025 OR  
p.photozd1 - p.photozerrd1 between v.zspec - 0.025 and v.zspec + 0.025 OR  
p.photozd1 between v.zspec - 0.025 and v.zspec + 0.025  
)
```

*--tri sur l'erreur du zphot
--les trois critères de validités*

)as vz join

photoprimary as pri on pri.objID = vz.nID

WHERE

```

pri.dered_r between 15 and 21.5 AND
(pri.flags & 0x0000000000040000) = 0 AND
(pri.insideMask & 0x01) = 0 AND
(pri.insideMask & 0x02) = 0 AND
(pri.insideMask & 0x04) = 0 AND
(pri.insideMask & 0x08) = 0

```

--21.5 choisi par rapport à la complétude

Q9.1-2-3 : Calcul de la table avec NVP ~1min

```

SELECT sdssID, count(*) as NVP
into mydb.NVPEGais
FROM mydb.VIPEGais

```

```

WHERE sdssID != nID

```

```

group by sdssID

```

Q10.1-2-3 : Récupération des « isolés » ~3min

```

SELECT *
into mydb.NVPEGais0
FROM mydb.NVPEGais

```

```

union all

```

```

SELECT t.sdssID , 0 as NVP

```

```

FROM
(
SELECT sdssID FROM mydb.EGI2ais
EXCEPT
SELECT sdssID FROM mydb.NVPEGais
) as t

```

Q11.1-2-3 : Rajout des info NVS NVP ~5sec

```

SELECT e.*,s.NVS,p.NVP
into mydb.EGI2NVais
FROM mydb.EGI2ais as e join
mydb.NVSEGais0 as s on s.sdssID=e.sdssID join
mydb.NVPEGais0 as p on p.sdssID=e.sdssID

```

ANNEXE B

Programmation MIDAS

Distribution totale des redshift spectrométrique dans le Sloan

On télécharge une table depuis la base de donnée Sloan contenant uniquement une colonne avec les z spectro de toutes les galaxies du sloan ayant de la spectrométrie (soit 929555) le fichier téléchargé s'appelle ZspecG_Jchatron.csv

Pour créer la table Midas on effectue la commande suivante :
creat/tab DistriZspec 1 929555 ZspecG_Jchatron.csv DistriZspec.fmt

ou le fichier fmt contient le formatage pour transférer le fichier .csv en une table lisible par Midas. Ce fmt contient les lignes suivantes :
DEFINE/FIELD R :zspec
END

Puis pour obtenir le graphique :
set/graph def stype=1 ssize=0.2 pmode=0
creat/graph
plot/histo DistriZspec :zspec ? 0.003,0,0.7 ? ? 0,01,45

Nuvmag_Nuvmagerr

pour obtenir ce graphique il nous faut télécharger le fichier EGI (EchantillonGalaxiesInformation qui contient les information matché sur galex)

Formatage pour obtenir la table EGI Midas à partir du fichier EGI_Jchatron.csv

EGI.fmt :

```
FS = ","  
DEFINE/FIELD R :galID  
DEFINE/FIELD R :sdssID  
DEFINE/FIELD R :ra  
DEFINE/FIELD R :dec  
DEFINE/FIELD R :DistanceMatch  
DEFINE/FIELD R :nuv_mag  
DEFINE/FIELD R :nuv_magerr  
DEFINE/FIELD R :fuv_mag  
DEFINE/FIELD R :fuv_magerr  
DEFINE/FIELD R :e_bv  
DEFINE/FIELD R :fov_radius  
DEFINE/FIELD R :nexptime  
DEFINE/FIELD R :fexptime  
  
END
```

Ligne de commande : creat/tab EGI 13 36000 EGI_Jchatron.csv EGI.fmt

Cette fois ci le graphique étant plus complexe j'ai écrit la procédure qui trace le graphique dans un programme appelé Nuv_Nuverr :

```
Nuv_Nuverr .prg :  
set/gra def Pmode=0 stype=1 ssize=0.3 xaxis=16,25,1,0.5 yaxis=0,1  
sele/tab EGI :nexptime.lt.600  
plot/tab EGI :nuv_mag :nuv_magerr
```

```

overp/line 2 16.5,0.5 24.5,0.5
labe/gra "AIS" 22.0,0.94 ? 0.5 0
overp/line 2 22.5,0.05 22.5,0.95
labe/gra "expt<600s" 22.0,0.92 ? 0.4 0
sele/tab EGI all
sele/tab EGI :nexptime.gt.600.and.:nexptime.lt.2500

```

```

set/gra colo=2
overplot/tab EGI :nuv_mag :nuv_magerr
overp/line 2 23.5,0.05 23.5,0.95
labe/gra "MIS" 23.2,0.86 ? 0.5 0
labe/gra "600<expt<2500s" 23.2,0.84 ? 0.4 0
sele/tab EGI all
sele/tab EGI :nexptime.gt.2500
set/gra colo=3
overplot/tab EGI :nuv_mag :nuv_magerr
overp/line 2 24,0.05 24,0.95
labe/gra "DIS" 24.0,0.82 ? 0.5 0
labe/gra "expt>2500s" 24.0,0.80 ? 0.4 0

```

En rentrant donc les ligne de commandes suivantes on trace le graphique :

```

creat/graph
@@ Nuv_Nuerr

```

Statistique Methode Z :

MethodeZ.fmt :

```

FS = ","
DEFINE/FIELD R :z
DEFINE/FIELD R :zphoto
DEFINE/FIELD R :zphotoErr
DEFINE/FIELD R :zphotocc2
DEFINE/FIELD R :zphotoerrcc2
DEFINE/FIELD R :zphotod1
DEFINE/FIELD R :zphotoerrd1

```

END

```

creat/tab MethodeZ 7 137422 EtudeMethodeZ_Jchatron.csv MethodeZ.fmt
comp/tab MethodeZ :difz = :z - :zphoto
comp/tab MethodeZ :difzcc2 = :z - :zphotocc2
comp/tab MethodeZ :difzd1 = :z - :zphotod1
Pour avoir les différentes statistiques :
Les erreurs :
stat/tab MethodeZ :zphotoerr
stat/tab MethodeZ :zphotoerrcc2
stat/tab MethodeZ :zphotoerrd1

```

Les ecarts :

```

stat/tab MethodeZ :difz
stat/tab MethodeZ :difzcc2
stat/tab MethodeZ :difzd1

```

Pour le graphique d'ecarts :

MethodeZ.prg :

```

set/gra def Pmode=0 stype=1 ssize=0.3 xaxis=-0.07,0.07

```

```

sele/tab MethodeZ all

```

```
set/gra colo=1
plot/histo MethodeZ :difz ? 0.003
```

```
labe/gra "zphot" 0.05,9000
```

```
sele/tab MethodeZ all
```

```
set/gra colo=3
overplot/histo MethodeZ :difzcc2 ? 0.003
```

```
labe/gra "zphotcc2" 0.05,8000
```

```
set/gra colo=4
overplot/histo MethodeZ :difzd1 ? 0.003
```

```
labe/gra "zphotd1" 0.05,10000
```

Lignes de commande :

crea/graph

@@ MethodeZ

Graphique caractérisation magnitude :

```
set/gra def PMODE=0 TSIZE=1.0 FONT=1 lwidth=1 colo=1 xfor=none
plot/axe 0.095,0.155,0.01,0.005 -20.25,-24.5,1,.25 -90,-79,25,92 "" "r(abs)"
set/gra stype=1 ssize=0.3
sel/tab EGI2NVtot all
overplot/tab EGI2NVtot :zspec :abs_r
labe/gra "EGI2NVtot('outputi(1))" 0.125,-24.2 ? 0.6 0
set/gra ltype=1 styp=0
sele/tab CosmoDist :z.gt.0.1
overplot/tab CosmoDist :z :M177
overplot/tab CosmoDist :z :M15
label/gra "r=15.0" 0.1,-23.5 ? 0.6 0
label/gra "r=17.7" 0.1,-20.5 ? 0.6 0
set/gra stype=1 ssize=0.3
set/gra yfor=none
overp/axe 0.095,0.155,0.01,0.005 -20.25,-24.5,1,.25 -90,-79,115,92
sel/tab EGI2NVais all
overplot/tab EGI2NVais :zspec :abs_r
labe/gra "EGI2NVais('outputi(1))" 0.125,-24.2 ? 0.6 0
set/gra ltype=1 styp=0
sele/tab CosmoDist :z.gt.0.1
overplot/tab CosmoDist :z :M177
overplot/tab CosmoDist :z :M15
label/gra "r=15.0" 0.1,-23.5 ? 0.6 0
label/gra "r=17.7" 0.1,-20.5 ? 0.6 0
set/gra stype=1 ssize=0.3
set/gra xfor=auto yfor=auto
overp/axe 0.095,0.155,0.01,0.005 -20.25,-24.5,1,.25 -90,-79,25,13 "zspec" "r(abs)"
sel/tab EGI2NVmis all
overplot/tab EGI2NVmis :zspec :abs_r
labe/gra "EGI2NVmis('outputi(1))" 0.125,-24.2 ? 0.6 0
set/gra ltype=1 styp=0
sele/tab CosmoDist :z.gt.0.1
overplot/tab CosmoDist :z :M177
overplot/tab CosmoDist :z :M15
label/gra "r=15.0" 0.1,-23.5 ? 0.6 0
```



```

label/gra "r=17.7" 0.1,-20.5 ? 0.6 0
set/gra stype=1 ssize=0.3
set/gra xfor=auto yfor=none
overp/axe 0.095,0.155,0.01,0.005 -20.25,-24.5,1,.25 -90,-79,115,13 "zspec" ""
sel/tab EGI2NVdis all
overplot/tab EGI2NVdis :zspec :abs_r
label/gra "EGI2NVdis('output(1)')" 0.125,-24.2 ? 0.6 0
set/gra ltype=1 styp=0
sele/tab CosmoDist :z.gt.0.1
overplot/tab CosmoDist :z :M177
overplot/tab CosmoDist :z :M15
label/gra "r=15.0" 0.1,-23.5 ? 0.6 0
label/gra "r=17.7" 0.1,-20.5 ? 0.6 0
set/gra stype=1 ssize=0.3
set/gra xfor=auto yfor=none

```

Graphique couleur via ds9 :

```

sele/tab VISEGtot all
crea/ima visseg 2,500,400 0.095,-20.0,0.00012,-0.012
conv/tab visseg = VISEGtot :zspec,:abs_r visseg FREQUENCY
OUTTAPE/FITS visseg.bdf visseg.fits
$ ds9 visseg.fits &

```

NVS vs NVP :

```

nvs_nvp.prg:
set/gra def PMODE=0 TSIZE=1.4 FONT=1 colo=1 stype=1 ssize=0.5
plot/axe -1,16,5,1 -5,125,20,5 0.15,1,25,20 "NVS" "NVP"
sele/tab EGI2NVtot all
overplot/tab EGI2NVtot :NVS :NVP
define/local II/I/1/1
define/local NVS/I/1/1
crea/tab Moy 3 15
comp/tab Moy :NVS = 0.
comp/tab Moy :MoyNVP = 0.
comp/tab Moy :ErrNVP = 0.
DO II = 1 16 1
comp/key NVS = II-1
sele/tab EGI2NVtot :NVS.eq.'NVS'
stat/tab EGI2NVtot :NVP
write/tab Moy :NVS @'II' 'NVS'
write/tab Moy :MoyNVP @'II' 'OUTPUTR(3)'
write/tab Moy :ErrNVP @'II' 'OUTPUTR(4)'
ENDDO
set/gra ssize=1 lwidth=2
overp/tab Moy :NVS :MoyNVP 2
overp/err Moy :NVS :MoyNVP :ErrNVP
label/gra "EGI2NVtot" 7.5,115 ? 1 0

```

NVP et NVS en fonction du rayon des amas :

```

! Catalogue MaxBCG Dist vs NVS
sele/tab MaxBCG :z.gt.0.1.and.:z.le.0.15
copy/tab MaxBCG MaxBCGr
!
define/local Exp/C/1/3 tot
comp/tab EGI2NV'Exp' NbSeq = seq
@@@ /home/donas/FOCA/Dprogl/Cross-Ident2 EGI2NV'Exp' :ra :dec :NbSeq MaxBCGr :RAdeg :DEdeg 3600
!
! NVS

```

```

!
define/loca NR200/I/1/1 10
comp/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :DiffZ = abs(:zspec_1_2-:z_2_2)
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
set/gra def PMODE=0 TSIZE=1.2 FONT=1 colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=none lwidth=1
plot/axes -200,3400,1000,200 -1,17,5,1 -85,-50,20,120 "" "NVS"
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVS_1_2
define/local I1/I/1/1 0
define/local II/I/1/1
define/local int1/I/1/1
define/local int2/I/1/1
crea/tab Z'Exp'1Amasplot 2 200
comp/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR = -1.0
comp/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C = -1.0
comp/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR_err = -1.0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVS_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR :NVoiSpecR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,15 0,0.7
!
comp/key NR200 = 20
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
overplot/axes -200,3400,1000,200 -1,17,5,1 -85,-50,20,70 "" "NVS"
set/gra colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=none lwidth=1
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVS_1_2
comp/key I1 = 0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVS_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR :NVoiSpecR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,15 0,0.7
!
!

```

```

comp/key NR200 = 30
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
set/gra colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=auto lwidth=1
overplot/axes -200,3400,1000,200 -1,17,5,1 -85,-50,20,20 "Distance de l'amas le plus proche (Arcsec)" "NVS"
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVS_1_2
comp/key I1 = 0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVS_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiSpecR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiSpecR :NVoiSpecR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,15 0,0.7
!
!NVP
!
comp/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR = -1.0
comp/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR_err = -1.0
comp/key NR200 = 10
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
set/gra colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=none lwidth=1
overplot/axes -200,3400,1000,200 -5,110,20,5 -85,-50,140,120 "" "NVP"
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVP_1_2
comp/key I1 = 0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVP_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR :NVoiPhotR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,100 0,0.7
!
comp/key NR200 = 20
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
set/gra colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=none lwidth=1
overplot/axes -200,3400,1000,200 -5,110,20,5 -85,-50,140,70 "" "NVP"
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVP_1_2

```

```

comp/key I1 = 0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVP_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR :NVoiPhotR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,100 0,0.7
!
!
comp/key NR200 = 30
sele/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:DiffZ.le.0.00666
copy/tab EGI2NV'Exp'MaxBCGrico Amas
set/gra colo=1 stype=1 ssize=0.5 xfor=auto lwidth=1
overplot/axes -200,3400,1000,200 -5,110,20,5 -85,-50,140,20 "Distance de l'amas le plus proche (Arcsec)" "NVP"
overplot/tab Amas :ECAR_C_2 :NVP_1_2
comp/key I1 = 0
DO II = 100 3550 100
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-100
comp/key int2 = II+100
sele/tab Amas :Fi_1.ge.1.and.:ran.eq.1.and.:NR200_2_2.gt.'NR200'.and.:ECAR_C_2.le.'int2'.and.:ECAR_C_2.gt.'int1'
stat/tab Amas :NVP_1_2
write/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C @'I1' 'II'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR @'I1' 'outputR(3)'
write/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR_err @'I1' 'outputR(4)'
ENDDO
sele/tab Z'Exp'1Amasplot :NVoiPhotR.ge.0
set/gra stype=2 ssize=0.7 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
set/gra stype=0 ltyp=1 lwidth=2
overplot/tab Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR
overplot/err Z'Exp'1Amasplot :ECAR_C :NVoiPhotR :NVoiPhotR_err
label/gra "MaxBCG (NR200 > 'NR200')" 2500,100 0,0.7
!
copy/gra postscript
$ cp postscript.ps Fig1B.ps
$ gv Fig1B.ps --orientation=landscape --scale=1 &
$ convert Fig1B.ps -rotate 90 -border 2 Fig1B.png

END

```

Halpha en fonction de NVP et NVS :

```

sele/tab EGI2NVtot :Halpa_ew.ge.-10
copy/tab EGI2NVtot test
define/local I1/I/1/1 0
define/local II/I/1/1 0
define/local int1/I/1/1
define/local int2/I/1/1

```

```

define/local Q1row/I/1/1 -1
define/local Merow/I/1/1 -1
define/local Q2row/I/1/1 -1

crea/tab Moy 3 60
comp/tab Moy :NVP = -10.
comp/tab Moy :MoyHa = 0.
comp/tab Moy :ErrHa = 0.
comp/tab Moy :Q1Ha = 0.
comp/tab Moy :MeHa = 0.
comp/tab Moy :Q2Ha = 0.
DO II = 0 30 1
  comp/key I1 = I1 + 1
  comp/key int1 = II-2
  comp/key int2 = II+2
  ! sele/tab test :NVP.le.'int2'.and.:NVP.ge.'int1'
  sele/tab test :NVP.eq.'II'
  write/key NbRow/I/1/1 'OUTPUTI(1)'
  copy/tab test test1
  sort/tab test1 :HalpHa_ew
  comp/key Q1row = M$NINT('NbRow'/4)
  comp/key Merow = M$NINT('NbRow'/2)
  comp/key Q2row = M$NINT(3*'NbRow'/4)
  write/key Q1Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q1row}}
  write/key MeHa/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Merow}}
  write/key Q2Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q2row}}
  stat/tab test :HalpHa_ew
  write/tab Moy :NVP @'I1' 'II'
  write/tab Moy :MoyHa @'I1' 'OUTPUTR(3)'
  write/tab Moy :ErrHa @'I1' 'OUTPUTR(4)'
  write/tab Moy :Q1Ha @'I1' 'Q1Ha'
  write/tab Moy :MeHa @'I1' 'MeHa'
  write/tab Moy :Q2Ha @'I1' 'Q2Ha'
ENDDO

```

```

DO II = 40 60 10
  comp/key I1 = I1 + 1
  comp/key int1 = II-10
  comp/key int2 = II+10
  sele/tab test :NVP.le.'int2'.and.:NVP.ge.'int1'
  write/key NbRow/I/1/1 'OUTPUTI(1)'
  copy/tab test test1
  sort/tab test1 :HalpHa_ew
  comp/key Q1row = M$NINT('NbRow'/4)
  comp/key Merow = M$NINT('NbRow'/2)
  comp/key Q2row = M$NINT(3*'NbRow'/4)
  write/key Q1Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q1row}}
  write/key MeHa/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Merow}}
  write/key Q2Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q2row}}
  stat/tab test :HalpHa_ew
  write/tab Moy :NVP @'I1' 'II'
  write/tab Moy :MoyHa @'I1' 'OUTPUTR(3)'
  write/tab Moy :ErrHa @'I1' 'OUTPUTR(4)'
  write/tab Moy :Q1Ha @'I1' 'Q1Ha'
  write/tab Moy :MeHa @'I1' 'MeHa'
  write/tab Moy :Q2Ha @'I1' 'Q2Ha'
ENDDO

```

```

set/gra def PMODE=0 TSIZE=1.2 FONT=1 colo=1 stype=1 ssize=0.3
plot/axes -5,65,10,5 -4,18,5,1 -100,-110,20,60 "NVP" "HalpHa_ew"

```

```

sele/tab test all
overplot/tab test :NVP :HalpHa_ew
sele/tab Moy :NVP.gt.-10
set/gra lwidth=3 colo=2 ssize=0.4
overplot/tab Moy :NVP :MeHa 18
set/gra styp=0 ltyp=1
overplot/tab Moy :NVP :MeHa
set/gra styp=0 ltyp=3 colo=4 lwidth=3
overp/tab Moy :NVP :Q1Ha
overp/tab Moy :NVP :Q2Ha

!
NVS:
comp/tab Moy :NVS = -10.

DO II = 0 10 1
comp/key I1 = I1 + 1
!comp/key int1 = II-2
!comp/key int2 = II+2
!sele/tab test :NVS.le.'int2'.and.:NVS.ge.'int1'
sele/tab test :NVS.eq.'II'
write/key NbRow/I/1/1 'OUTPUTI(1)'
copy/tab test test1
sort/tab test1 :HalpHa_ew
comp/key Q1row = M$NINT('NbRow'/4)
comp/key Merow = M$NINT('NbRow'/2)
comp/key Q2row = M$NINT(3*'NbRow'/4)
write/key Q1Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q1row}}
write/key MeHa/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Merow}}
write/key Q2Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q2row}}
stat/tab test :HalpHa_ew
write/tab Moy :NVS @'I1' 'II'
write/tab Moy :MoyHa @'I1' 'OUTPUTR(3)'
write/tab Moy :ErrHa @'I1' 'OUTPUTR(4)'
write/tab Moy :Q1Ha @'I1' 'Q1Ha'
write/tab Moy :MeHa @'I1' 'MeHa'
write/tab Moy :Q2Ha @'I1' 'Q2Ha'
ENDDO

DO II = 12 15 2
comp/key I1 = I1 + 1
comp/key int1 = II-2
comp/key int2 = II+2
sele/tab test :NVS.le.'int2'.and.:NVS.ge.'int1'
!sele/tab test :NVS.eq.'II'
write/key NbRow/I/1/1 'OUTPUTI(1)'
copy/tab test test1
sort/tab test1 :HalpHa_ew
comp/key Q1row = M$NINT('NbRow'/4)
comp/key Merow = M$NINT('NbRow'/2)
comp/key Q2row = M$NINT(3*'NbRow'/4)
write/key Q1Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q1row}}
write/key MeHa/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Merow}}
write/key Q2Ha/R/1/1 {test1,:HalpHa_ew,{Q2row}}
stat/tab test :HalpHa_ew
write/tab Moy :NVS @'I1' 'II'
write/tab Moy :MoyHa @'I1' 'OUTPUTR(3)'
write/tab Moy :ErrHa @'I1' 'OUTPUTR(4)'
write/tab Moy :Q1Ha @'I1' 'Q1Ha'

```

```
write/tab Moy :MeHa @'I1' 'MeHa'
write/tab Moy :Q2Ha @'I1' 'Q2Ha'
ENDDO
```

```
set/gra PMODE=0 TSIZE=1.2 FONT=1 colo=1 stype=1 ssize=0.3 yfor=none
overplot/axes -1,15,5,1 -4,18,5,1 -100,-110,120,60 "NVS" ""
sele/tab test all
overplot/tab test :NVS :HalpHa_ew
sele/tab Moy :NVS.gt.-10
set/gra lwidth=3 colo=2 ssize=0.4
overplot/tab Moy :NVS :MeHa 18
set/gra styp=0 ltyp=1
overplot/tab Moy :NVS :MeHa
set/gra styp=0 ltyp=3 colo=4 lwidth=3
overp/tab Moy :NVS :Q1Ha
overp/tab Moy :NVS :Q2Ha
```

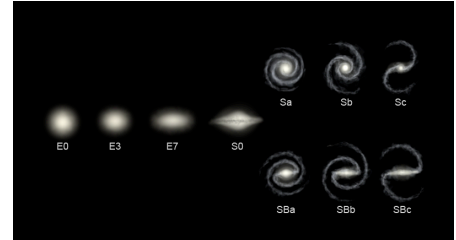

ANNEXE C

Notion d'astronomie

C1 Galaxie :

Une galaxie est, en cosmologie, un assemblage d'étoiles (environ cent milliard d'étoiles), de gaz, de poussières qui forme un disque en rotation d'une largeur d'environ 30,000 parsecs pour une épaisseur de 1,000 parsecs.

Il existe plusieurs type de galaxies elliptiques (E0, E1, ...) qui ne possèdent pas de bras et sont de forme sphéroïdale (caractérisé par le chiffre, 0 = parfaitement sphérique), il existe aussi des galaxies spirale (tel que la notre la voie lactée) et des galaxie spirale barrée.



Ces galaxies peuvent être regroupé en des structures compacte que l'on appelle alors amas ou groupe de galaxies. Un amas de galaxies, ou amas galactique, est l'association de plus d'une centaine de galaxies liées entre elles par la gravitation. En dessous de 100, on parle plutôt de groupe de galaxies, même si la frontière entre groupe et amas n'est pas clairement définie.

Généralement, les amas ont ces propriétés :

- Ils contiennent entre 50 et 1 000 galaxies.
- Leur masse totale est comprise entre 10^{14} et 10^{15} masses solaires.
- Ils ont un diamètre de 2 à 10 Mpc.

C2 Redshift

Le décalage vers le rouge (redshift en anglais) est un phénomène astronomique de décalage vers les grandes longueurs d'onde des raies spectrales et de l'ensemble du spectre – ce qui se traduit par un décalage vers le rouge pour le spectre visible – observé parmi les objets astronomiques lointains.

Le redshift est noté petit z et est observé pour les objets astronomiques s'éloignant, il est synonyme d'effet Doppler-Fizeau.

Le décalage spectral est aisément mesurable car les raies spectrales des atomes sont identifiables et bien connues, par exemple grâce à des mesures en laboratoire. Il est alors aisé de repérer un décalage entre λ_0 , la longueur d'onde observée en laboratoire (qui doit être celle réellement émise par la source), et λ_{obs} celle observée par les instruments astronomiques.

Le décalage spectral est mesuré par :

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0}{\lambda_0}$$

On utilise fréquemment dans les calculs l'expression $1 + z$:

$$1 + z = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_0}$$

C3 Magnitude

-Magnitude apparente

La magnitude apparente est une mesure de la luminosité apparente d'un objet céleste observé depuis la Terre, la magnitude est une échelle logarithmique inverse dans laquelle la magnitude augmente d'une unité lorsque l'irradiance (puissance du flux $\text{W}\cdot\text{m}^{-2}$) est divisé par $\approx 2,51$. Il est commun de définir la magnitude zéro comme étant celle de l'étoile Véga, aux erreurs d'étalonnage près.

L'origine de l'échelle des magnitudes remonte à l'Antiquité où l'on pense qu'au iie siècle av. J.-C.

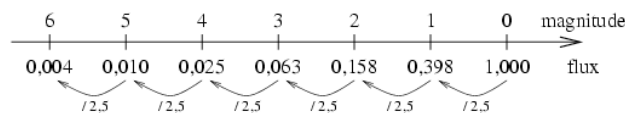
Hipparque classait déjà les étoiles en six catégories (appelées «grandeurs») selon leur grandeur

apparente. Les étoiles les plus brillantes étaient de première magnitude, les suivantes de seconde

magnitude et ainsi de suite jusqu'à la sixième magnitude pour les étoiles les moins brillantes encore

visibles à l'œil nu, ce qui explique le caractère inversé de l'échelle par rapport à la luminosité perçue.

Echelle de magnitude :



En 1856, Norman Pogson remarqua qu'une différence de 5 magnitudes dans le système traditionnel correspondait en intensité lumineuse à un rapport de 100 (voir figure ci-dessus). En d'autres termes, l'échelle est logarithmique. L'explication vient aujourd'hui du fait que la sensibilité de l'œil à la lumière est logarithmique (loi de Weber-Fechner). Ainsi, l'échelle des magnitudes n'est que la transcription mathématique de la perception de l'œil.

Cette unité de mesure n'est pas très intuitive pour aider voici un exemple de quelques magnitudes apparente d'objets connus sur terre :

V (mag)	Objet céleste
-26,7	Soleil
-12,6	Pleine Lune
-4,4	Magnitude maximale de Vénus
-2,8	Magnitude maximale de Mars
-1,5	Étoile la plus brillante (Sirius)
-0,7	Seconde étoile la plus brillante (Canopus)
0,0	Origine de l'échelle l'étoile Véga
≈ +6,0	Étoile la plus faible visible à l'œil nu
+12,6	Quasar le plus lumineux
+30	Objets les plus faibles observés (Hubble)

Analytiquement :

$$m = -2.5 \log_{10}(F) + C = -2.5 \log_{10}[L(d/10)^{-2}] + C$$

où F est le flux effectivement reçu sur Terre, qui lui s'exprime comme étant la luminosité L intrinsèque de l'étoile, divisée par le carré de la distance d exprimée en parsec et ramenée par convention à 10 parsecs par suite de la définition de la magnitude absolue (voir (b) pour les parsecs). C est une constante (en fait un flux F0 de référence) permettant de définir l'origine de l'échelle. Communément, ce flux de référence est basé sur une calibration de l'étoile Véga à 555,6 nm de 3,52.10⁻²³ W/m²/Hz pour une magnitude de 0,0481.

-Magnitude dérogit

La magnitude que l'on mesure sur terre n'est en fait pas la magnitude apparente que l'on devrait réellement recevoir si il n'y avait que l'objet émetteur à une distance d et la terre en effet sur le trajet optique entre la terre et l'objet il y a des poussières responsables d'une certaine extinction, dès lors on définit la magnitude dérogit comme étant la magnitude apparente corrigée de cette extinction.

-Magnitude absolu

Par définition de l'Union astronomique internationale, « la magnitude absolue d'un objet est la magnitude que verrait un observateur situé à une distance d'exactly 10 parsecs [Note : 32,6 années-lumière] de cet objet ». Cette magnitude est donc plus fidèle et représentative de la nature réelle d'un objet (car indépendante de la distance).

Analytiquement :

$$m - M = 5 \log(D) - 5$$

où m est la magnitude réelle apparente, M la magnitude absolue et D la distance exprimée en parsecs. La valeur $\mu = m - M$ est aussi appelée module de distance, ce dernier étant plus souvent utilisé pour les objets extra-galactiques.

-Couleur (ou Indice de couleur)

L'indice de couleur d'une étoile désigne la différence entre les magnitudes apparentes obtenue dans deux bandes spectrales différentes en astronomie. Par exemple, l'indice de couleur B-V, indique la différence entre la magnitude apparente dans la bande spectrale «B» (c'est-à-dire bleue, autour de 436 nm) et la bande spectrale «V» (c'est-à-dire visible, autour de 545 nm).

Puisque la magnitude apparente est directement liée à la luminosité de l'étoile dans la bande donnée, et la distance, la différence entre les deux magnitudes apparentes fait que le terme de distance disparaît, et ne reste que le rapport effectif des luminosités dans les deux bandes. Ce rapport indique donc la quantité de flux qui est émis dans chaque bande, et donc la couleur.

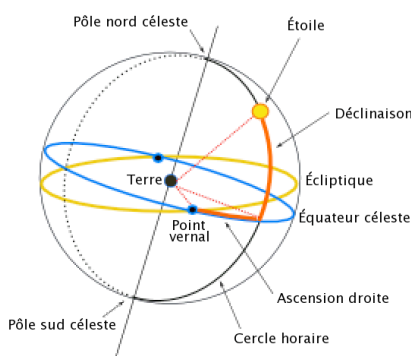
C'est bien un rapport des luminosités, puisque la magnitude est une échelle logarithmique, et donc la différence des logarithmes est égale au logarithme du ratio analytiquement :

$$B-V \equiv m_B - m_V = -2.5 \log(L_B / (4\pi D^2 \cdot F_B^0)) + 2.5 \log(L_V / (4\pi D^2 \cdot F_V^0)) = 2.5 \log \left(\frac{L_V \cdot F_B^0}{L_B \cdot F_V^0} \right)$$

où L désigne la luminosité intrinsèque, dans la bande indiquée, et D la distance de l'objet. F_B^0 et F_V^0 sont des valeurs de normalisation des flux servant à fixer l'origine zéro des magnitudes dans chaque bande : conventionnellement, elles sont choisies de façon à annuler la magnitude de l'étoile Alpha Lyrae (Vega) dans toutes les bandes optiques. L'indice $B - V$ de Vega est donc également zéro par définition.

C4 Coordonnées Ra (Right ascension : ascension droite) et Dec (Declination : déclinaison)

Système de coordonnées utilisant comme plan de référence la projection sur la sphère céleste de l'équateur de la Terre. On appelle cette projection l'équateur céleste. Le point de référence de ce cercle est le « point vernal » (section de l'équateur de l'écliptique). Ce cercle est divisé en 24 heures (soit des divisions de 15 degrés chacune).



+L'angle mesuré entre la projection de l'objet sur ce cercle et le point vernal (en partant vers l'est de ce point) s'appelle l'ascension droite α . Elle s'exprime donc en heures, minutes, secondes.

+L'angle entre cet équateur céleste et l'objet s'appelle la déclinaison δ . Elle se mesure en degrés, positive pour les objets situés dans l'hémisphère nord et négative pour les autres. L'axe des pôles de ce système coïncide donc avec l'axe de rotation de la Terre.

C5 Parsec

Le parsec (symbole pc) est une unité de longueur utilisée en astronomie.

Son nom vient de la contraction de « parallaxe-seconde ».

Le parsec est défini comme étant la distance à laquelle une unité astronomique (ua = distance moyenne terre-soleil) sous-tend un angle d'une seconde d'arc ($1''$ (seconde d'arc) = $1/3600$ deg = 0.000278 degrés).

