



HAL
open science

L'influence de l'environnement à grande échelle sur les populations de galaxies à flambées d'étoiles et à noyau actif

Jean-Christophe Mauduit

► **To cite this version:**

Jean-Christophe Mauduit. L'influence de l'environnement à grande échelle sur les populations de galaxies à flambées d'étoiles et à noyau actif. Cosmologie et astrophysique extra-galactique [astro-ph.CO]. Observatoire de Paris, 2007. Français. NNT: . tel-02071420

HAL Id: tel-02071420

<https://hal.science/tel-02071420>

Submitted on 18 Mar 2019

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

OBSERVATOIRE DE PARIS

THESE

présentée
pour obtenir le grade de

Docteur de l'Observatoire de Paris

Spécialité : Astronomie et Astrophysique

par

JEAN-CHRISTOPHE MAUDUIT

Sujet :

**L'influence de l'environnement
à grande échelle sur les populations de
galaxies à flambées d'étoiles et à noyau actif**

Soutenue le 9 Octobre 2007 devant la Commission d'examen :

M.	Christophe ADAMI	Examinateur
Mme.	Chantal BALKOWSKI	Examinatrice
M.	Andrea BIVIANO	Rapporteur
M.	Carlos DE BREUCK	Examinateur
Mme.	Ana GOMEZ	Examinatrice
M.	Gary MAMON	Directeur



Résumé

Les galaxies à flambée d'étoiles (SBGs) et à noyaux actifs (AGN) forment des populations de galaxies avec une activité bien particulière dont on ne comprend pas encore bien les causes exactes, qu'elles soient d'origine interne ou externe. L'avènement des grands relevés de redshifts ainsi que des catalogues de sources complets et homogènes en différentes longueurs d'ondes sur de grandes parties du ciel a récemment permis de mieux quantifier l'environnement de ces galaxies dites "actives", utilisant notamment le SDSS en optique. Dans cette thèse, nous avons utilisé le 6dFGS, relevé spectroscopique de galaxies de l'hémisphère sud avantageusement basé sur des catalogues photométriques en proche-infrarouge tels que 2MASS et DENIS. Le proche-infrarouge est en effet moins biaisé que l'optique puisque moins affecté par la poussière et plus représentatif du contenu en masse stellaire des galaxies. Nous nous sommes tout d'abord particulièrement intéressés à la population de galaxies émettrices en continu radio par recoupement avec le relevé NVSS à 1.4 GHz. Nous nous sommes focalisés sur l'influence de l'environnement sur les SBGs et AGN à l'échelle d'un super-amas : le super-amas de Shapley. Nous avons pu montrer que, contrairement aux idées reçues, bien que les galaxies radio dans leur ensemble soient de bons traceurs de la structure à grande échelle de l'univers, elles semblent cependant éviter des régions aussi denses que le coeur des super-amas. Ceci est dû à l'état dynamique de fusion bien particulier des complexes d'amas au centre du super-amas. Les conditions extrêmes de ces environnements ont une très forte répercussion sur les galaxies, notamment sur le rapport de leur luminosité radio sur proche-infrarouge. Nous avons utilisé des arguments analytiques simples pour montrer que le ram pressure stripping pourrait être accru dans des fusions d'amas, empêchant la formation d'étoiles, voire même le phénomène AGN. Dans de telles régions, nous avons aussi observé que les profils des galaxies d'amas sont perturbés et dévient fortement d'un profil NFW typique. Afin de mieux quantifier l'influence de l'environnement à grande échelle, notamment les fusions amas-amas, sur les galaxies SBG et AGN, nous avons étudié un échantillon d'amas d'Abell du ciel sud. Nous confirmons que les amas ayant un environnement dense à grande échelle (plusieurs amas avec possibilité de fusions) ont des profils de galaxies déviant de NFW (apparition d'un cusp et concentration NFW plus faible) ainsi que des radio-loudness diminués. Nous avons par la suite entrepris d'étudier la population "radio-quiet" des AGN en utilisant les spectres 6dFGS à notre disposition, afin de pouvoir plus clairement séparer les SBG des AGN.

Abstract

Starburst galaxies (SBGs) and active galactic nuclei (AGN) are a special class of galaxies with unusual activity. We still do not fully understand the exact reasons behind this activity, be it from internal or external origins. The advent of very large redshift surveys as well as large homogeneous and complete catalogs at various wavelengths has allowed to better quantify the environment of these galaxies, as has been done with the SDSS in the optical. In this thesis we have made use of the 6dFGS, a spectroscopic survey of galaxies in the southern hemisphere based on near-infrared photometric catalogs such as 2MASS and DENIS. The advantage of near-infrared is that it is less affected by dust than optical bands and therefore less biased towards the stellar mass content of galaxies. We primarily focused on the radio continuum emitting population of galaxies using NVSS at 1.4GHz for cross-identification. We studied the influence of large-scale environment on SBGs and AGN in a supercluster environment : the Shapley supercluster. Although it is commonly thought that radio galaxies are good tracers of the large scale structure, we have shown that these galaxies avoid dense regions such as the center of the supercluster. This is mainly due to the peculiar dynamical state of the central complex, where clusters are thought to be merging. Extreme conditions in such environment have a huge repercussion on galaxies, in particular on the ratio between their radio and near-infrared emission. We have used simple analytical arguments to argue that ram pressure stripping could be enhanced in cluster-cluster mergers, subsequently quenching further star formation or even AGN activity. In addition we have found that, in such regions, galaxy number density profiles of clusters strongly deviate from a typical NFW profile. In order to better quantify the large-scale environment influence, and of cluster-cluster merging in particular, we have studied a sample of Abell clusters in the southern hemisphere. We confirm that clusters within a crowded large-scale environment (several clusters in the vicinity with probable ongoing merging) have density profiles with a lower NFW concentration parameters and a central cusp, as well as diminished radio-loudness. We have then started a study of the radio-quiet population of AGN, using 6dFGS spectra, as to better separate SGB from AGN.

Table des matières

Table des matières	I
Table des figures	V
Liste des tableaux	VII
1 Introduction	1
1.1 Echelles de structuration de l'univers	1
1.2 Le relevé de redshifts du 6dFGS	4
1.2.1 Photométrie	5
1.2.2 Spectroscopie	5
1.3 Des galaxies hôtes d'une activité inhabituelle	7
1.4 Les galaxies à flambée d'étoiles (SBGs)	7
1.5 Les galaxies à noyau actif (AGN)	8
1.5.1 Les AGN radio-quiet	10
1.5.2 Les AGN radio-loud	10
1.5.3 Le modèle d'unification des AGN et la dichotomie radio-loud/quiet	11
1.6 L'émission radio des galaxies	11
1.6.1 Le catalogue radio NVSS	12
1.6.2 Luminosité à 1.4GHz	13
1.6.3 Classification à partir de la luminosité radio	14
1.7 Le radio-loudness des galaxies radio	16
1.7.1 Le radio-loudness optique	16
1.7.2 Le radio-loudness en bande <i>K</i>	16
1.8 L'environnement des galaxies SBGs et AGN	17
1.8.1 Les galaxies à flambée d'étoiles	18
1.8.2 Les AGN radio-loud	18
2 La distribution des galaxies radio dans les superamas de l'Univers local	21
2.1 Introduction	21

2.2	Construction du catalogue de la région du SSC	22
2.2.1	Un peu d'histoire	22
2.2.2	Construction du catalogue 6dFGS+FLASH	22
2.2.3	Identification croisée radio/NIR et séparation AGN/SFG	24
2.3	Distribution globale des galaxies dans le catalogue 6dFGS+FLASH	26
2.3.1	Cosmographie de la région du SSC	26
2.3.2	Distribution globale des galaxies radio-émettrices	29
2.4	Analyse spatiale du regroupement des galaxies radio à différentes échelles	30
2.4.1	Les différents estimateurs de densité	30
2.4.2	Un estimateur de densité simple: le lissage gaussien	32
2.4.3	Biais, incomplétude et catalogues aléatoires	35
2.4.4	Estimations de densités à l'aide de méthodes SPH	39
2.5	Emission radio des galaxies en fonction de la densité	39
2.5.1	Tests de corrélations	39
2.5.2	Echelles de lissage et séparations des sous-échantillons	41
2.5.3	Absence de corrélation entre $L_{1.4\text{GHz}}$ et la densité	42
2.5.4	Anti-corrélation entre le radio-loudness \mathcal{R}_K et la densité	45
2.6	Utilisation d'autres catalogues	47
2.7	Conclusions et perspectives	47
3	Les galaxies radio dans les complexes d'amas du SSC	51
3.1	Introduction	51
3.2	L'état dynamique des complexes d'amas du SSC	51
3.2.1	Le complexe d'amas central: le SSC-CR	51
3.2.2	Un complexe d'amas périphérique: SSC-C3528	53
3.2.3	Etudes radio des complexes C3558 & C3528	55
3.3	Effet des différents complexes du SSC	55
3.3.1	Découpage du SSC-CR	55
3.3.2	Sélection du SSC-CR	58
3.3.3	Distributions $L_{1.4\text{GHz}}$ et \mathcal{R}_K	60
3.4	Fusions amas-amas: quelques considérations analytiques simples	63
3.4.1	Les processus physiques liés aux galaxies d'amas	63
3.4.2	Les processus physiques liés à la physique de l'amas	68
3.5	Conclusions	70
4	Distribution des galaxies actives dans un échantillon d'amas	73
4.1	Introduction	73
4.2	Construction d'un échantillon d'amas: la méthode	74

4.2.1	L'échantillon d'amas	74
4.2.2	Obtention des galaxies des différents relevés	75
4.2.3	Détermination des paramètres d'amas et sélection des galaxies	76
4.2.4	Présence de sous-structures dans les amas	80
4.3	Sélection des amas en fonction de leur environnement	81
4.4	Fraction de galaxies actives et corrélations	83
4.4.1	Identification des galaxies actives radio-loud et radio-quiet	83
4.4.2	f_{AGN} , f_{SBG} en fonction de la dispersion de vitesse σ_v	84
4.4.3	f_{AGN} , f_{SBG} en fonction de l'environnement à grande échelle des amas	85
4.5	Conclusions et perspectives	88
5	Profils de densité des amas et environnement à grande échelle	91
5.1	Les profils analytiques des amas	91
5.2	Calcul des profils en densité de nombre	93
5.3	Profils d'amas et environnement à grande échelle	94
5.3.1	Profil d'amas "composite"	94
5.3.2	Profils d'amas "composite" en fonction de l'environnement	95
5.4	Les profils des amas dans le SSC	96
5.5	Conclusions	98
6	Propriétés des galaxies 6dFGS	99
6.1	Introduction	99
6.2	Magnitudes et couleurs des galaxies 6dFGS	99
6.2.1	Problèmes de magnitudes	99
6.2.2	Comptages de galaxies dans les bandes b_J , r_F , J , H , et K	109
6.3	Analyse des spectres de galaxies	109
6.3.1	Algorithme de classification spectrale	110
6.3.2	Séparation AGN/SBG et classification des AGN	111
6.3.3	Résultats de classification	111
6.3.4	Indicateurs du taux de formation d'étoiles (SFR)	114
6.4	Profils, rapports B/D, morphologies	115
6.4.1	Processus de réduction et préparation des images	115
6.4.2	Logiciels d'ajustement de profils de galaxies	116
6.4.3	Perspectives	117
6.5	Dichotomie des galaxies radio en NIR par rapport à \mathcal{R}_K	118
6.6	Conclusions	120
7	Conclusions et perspectives	123

A	Rappels de cosmologie	127
A.1	Paramètres cosmologiques utilisés	127
A.2	Redshift, loi de Hubble et distances des galaxies	128
A.3	Distances en cosmologie	129
A.3.1	Distance co-mobile (<i>comoving distance</i>)	129
A.3.2	Distance propre (<i>proper motion distance</i>)	130
A.3.3	Distance de luminosité (<i>luminosity distance</i>)	130
A.3.4	Distance angulaire (<i>angular distance</i>)	131
B	Outils statistiques	133
B.1	Bref rappel sur les fonctions de corrélation	133
B.2	Test de Spearman	133
C	Article: “<i>Suppressed radio emission in supercluster galaxies: enhanced r.p.s in cluster-cluster merging ?</i>”	135
D	Caractéristiques des amas du SSC	157
	Bibliographie	161

Table des figures

1.1	Relevé de redshift du CfA	2
1.2	Positions (α, δ) des superamas du ciel proche ($z < 0.1$)	3
1.3	Relevé du 6dFGS en (α, z)	6
1.4	Schéma du modèle d'unification des AGN	12
1.5	Fonctions de luminosité des AGN et SFGs	15
1.6	Fraction de SFGs et AGN radio en fonction de la densité surfacique.	19
2.1	Relevé FLASH en (l, b)	23
2.2	Ecart des positions FLASH, 6dFGS et NVSS	24
2.3	Complétude de l'échantillon radio en ν	25
2.4	Superposition des images DSS et des contours NVSS	26
2.5	Types de Hubble des galaxies FLASH radio-émettrices	27
2.6	Distribution des galaxies 6dFGS+FLASH en (α, ν) et (δ, ν)	28
2.7	Comptages de galaxies dans l'aire du SSC	30
2.8	Densités des galaxies 6dFGS+FLASH pour différents rayons de lissages σ	33
2.9	Densités des galaxies en fonction de ν	34
2.10	Ajustement de la distribution en ν des galaxies	36
2.11	Distribution (α, ν) des galaxies du catalogue aléatoire	36
2.12	Densités des galaxies du catalogue aléatoire en fonction de ν	37
2.13	Densités normalisées des galaxies en fonction de ν	38
2.14	Corrélations entre ρ et M_K pour un sous-échantillon du catalogue	40
2.15	Corrélations entre ρ et M_K	41
2.16	Corrélations entre ρ et $L_{1.4\text{GHz}}$	43
2.17	Corrélations entre ρ et \mathcal{R}_K	46
2.18	Comparaison des relevés Proust et al. (2006) et 6dFGS dans le SSC	48
3.1	Positions (α, ν) des complexes d'amas 3528 et 3558	52
3.2	Complexe d'amas A3358 en rayons X	53
3.3	Complexe d'amas A3328 en rayons X	54
3.4	Coupe du SSC en (α, δ)	56

3.5	Statistiques pour différents rayons de coupure	57
3.6	Identification des galaxies des amas du complexe central	59
3.7	ρ versus \mathcal{R}_K par amas et par environnement	60
3.8	\mathcal{R}_K versus R/r_{200}	61
3.9	Distributions en $L_{1.4\text{GHz}}$ et \mathcal{R}_K des complexes A3558 et A3528	62
3.10	Taux de fusion dans une collision amas-amas	64
3.11	Dispersions de vitesse inter-amas	65
4.1	Positions (α, δ) des amas d'Abell dans l'hémisphère Sud	75
4.2	Profils radiaux NFW	77
4.3	Diagrammes de phase projeté	78
4.4	Positions (α, δ) des galaxies de Abell 3558	79
4.5	Distribution en distance et en vitesse des galaxies de A3558	80
4.6	Distribution des r_{vir} des amas de l'échantillon	81
4.7	Répartition des amas en (α, δ) par σ et N_{voisins}	82
4.8	Fraction de galaxies radio parmi les galaxies NED d'amas versus σ_{vir}	85
4.9	Fraction de galaxies radio, AGN et SBG versus σ_{vir}	86
4.10	Fraction de galaxies radio versus N_{voisins}	87
4.11	$\langle L_K \rangle$ versus N_{voisins}	87
4.12	$\langle \mathcal{R}_K \rangle$ versus N_{voisins}	88
5.1	Profils NFW pour différents paramètres de concentration	92
5.2	Profil composite des amas d'après les galaxies NED	94
5.3	Profil composite des amas isolés	95
5.4	Profil composite des amas avec voisins	96
5.5	Profils des amas du SSC	97
6.1	Comptages de galaxies dans le 6dFGS-DR1	100
6.2	Comptages de galaxies dans le 6dFGS-DR2	109
6.3	Comparaison d'ajustement avec SDSS	112
6.4	Exemples de classification spectrale	113
6.5	Diagramme BPT de l'échantillon de galaxies radio de Mauch & Sadler (2007)	114
6.6	Exemple de décomposition B/D	117
6.7	\mathcal{R}_K des galaxies classées d'après leur spectre optique	118
6.8	\mathcal{R}_K des galaxies $B - K > 4$ classées d'après leur spectre optique	119
D.1	Caractéristiques de l'amas Abell 3558	159

Liste des tableaux

1.1	Liste des superamas du ciel proche	4
1.2	Unification des AGN radio-loud et radio-quiet	13
1.3	Points zéros de 2MASS	17
2.1	Statistiques pour $L_{1.4\text{GHz}}$ vs ρ	44
2.2	Statistiques pour \mathcal{R}_K vs. ρ	45
D.1	Paramètres caractéristiques des amas de la région du SSC	158
D.2	Liste des amas dans la région du SSC (avec valeurs caractéristiques recalculées)	158

CHAPITRE 1

Introduction

“If we knew what it was we were doing,
it would not be called research, would it?”
– Albert Einstein

1.1 Echelles de structuration de l’univers

Observationnellement, les premiers relevés de redshifts (Figure 1.1) découvrent un Univers très hétérogène ¹. Notre Univers apparaît extrêmement structuré, les galaxies constituant les blocs fondamentaux de cette structure. Bien que prises dans le flot de Hubble (expansion de l’Univers), les galaxies peuvent en effet se regrouper localement sous l’effet de la gravitation. Les structures observées aujourd’hui peuvent se classer en quelques catégories qui dépendent du nombre de galaxies contenues dans la structure ainsi que son état d’équilibre gravitationnel (ou “de virialisation”). Ces structures sont appelées *paires*, *groupes*, *amas*, *complexes d’amas* ou encore *superamas* de galaxies. Nous nous intéresserons particulièrement dans cette thèse aux plus grandes structures, i.e. des amas jusqu’aux superamas de galaxies.

Une des difficultés de définition de ces structures est qu’il existe une très grande variété de galaxies, des plus petites détectées à ce jour (les galaxies naines) aux plus grosses (les cD, galaxies centrales d’amas). Selon la gamme de galaxies considérées, le nombre de galaxies dans une structure varie. Ces définitions sont donc probablement amenées à changer dans les années à venir. Nous nous référons ici majoritairement aux définitions données par Allen (1976).

Tout d’abord, on peut donc trouver des galaxies par paires. Mais elles peuvent aussi être plus nombreuses à interagir: lorsque plusieurs galaxies en interaction sont très proches, elles forment *un groupe compact*. Les groupes compacts (p.ex. HCG ² 16) contiennent en moyenne 4 galaxies dans un rayon $r \approx 0.1 h^{-1}$ Mpc, leur dispersion de vitesse étant de l’ordre de $\sigma_v \approx 200 \text{ km s}^{-1}$. D’une taille un peu plus grosse que les groupes compacts, on trouve les *groupes* et les *amas pauvres* de galaxies. Ils peuvent contenir de 3 à 30 galaxies dans un rayon $0.1 - 1 h^{-1}$ Mpc et

¹L’hypothèse cosmologique sur l’homogénéité de l’univers reste néanmoins valable sur de très grandes échelles: voir l’Appendice A pour un rappel de la cosmologie utilisée dans cette thèse

²HCG = Hickson Compact Group of Galaxies

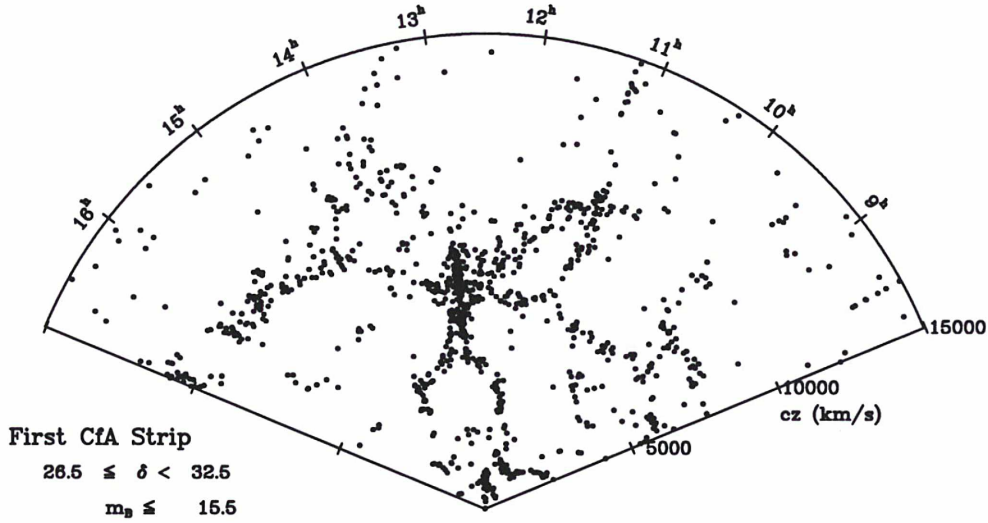


FIG. 1.1: Un des premiers relevés de redshift de galaxies, le CfA Redshift Survey. La coordonnée angulaire est l'ascension radiale et le redshift est la coordonnée radiale. La structure prééminente au centre de la figure est l'amas de Coma. [Figure tirée de de Lapparent et al. (1986)]

ont une dispersion de vitesse de $100 \lesssim \sigma_v \lesssim 500 \text{ km s}^{-1}$.

Les structures virialisées les plus grosses sont les *amas riches* de galaxies. Ils peuvent contenir 30 à 300 galaxies dans des rayons de $1 \text{ à } 2 h^{-1} \text{ Mpc}$, avec des dispersions de vitesse $400 \lesssim \sigma_v \lesssim 1400 \text{ km s}^{-1}$, la limite supérieure étant très rarement atteinte. Leur masse peut varier entre $10^{12.5}$ et $10^{14} M_{\odot}$ (les amas sont constitués de $\approx 3\%$ de galaxies et d'étoiles, de $\approx 12\%$ de gaz et de $\approx 85\%$ de matière noire). Au-delà des amas riches, on trouve les *complexes d'amas*. Ces structures regroupent plusieurs amas (et groupes) et se trouvent généralement aux noeuds de la structure à grande échelle de l'univers. Un complexe d'amas sera ici considéré comme une structure en effondrement gravitationnel et donc non lié au flot de Hubble (voir les travaux récents de Dünner et al. 2007). Leur rayon peut aller en général de $3 \text{ à } 10 h^{-1} \text{ Mpc}$.

Les *superamas* sont les structures les plus grandes jamais observées dans le ciel. Ce sont des groupements de plusieurs complexes d'amas. En tant que structures, ils ne sont pas encore bien définis ³ (voir Einasto et al. 2007). On en trouve un certain nombre dans le ciel proche ($z < 0.1$): ceux-ci sont répertoriés dans la Table 1.1 et la Figure 1.2 montre leur répartition sur le ciel.

Tout au long de cette thèse, nous ferons référence à *l'environnement à grande échelle* d'une galaxie comme son environnement compris entre $1.5 - 20 \text{ Mpc}$, c'est-à-dire des amas de galaxies jusqu'aux superamas, en passant par les complexes d'amas.

³On peut par exemple définir la sur-densité des superamas par leur contenu en amas $f \equiv n_A^{\text{SC}}/n_A$, où n_A^{SC} est la densité d'amas dans le superamas et n_A la densité moyenne des amas, ce qui donnerait pour les superamas $f = 20$.

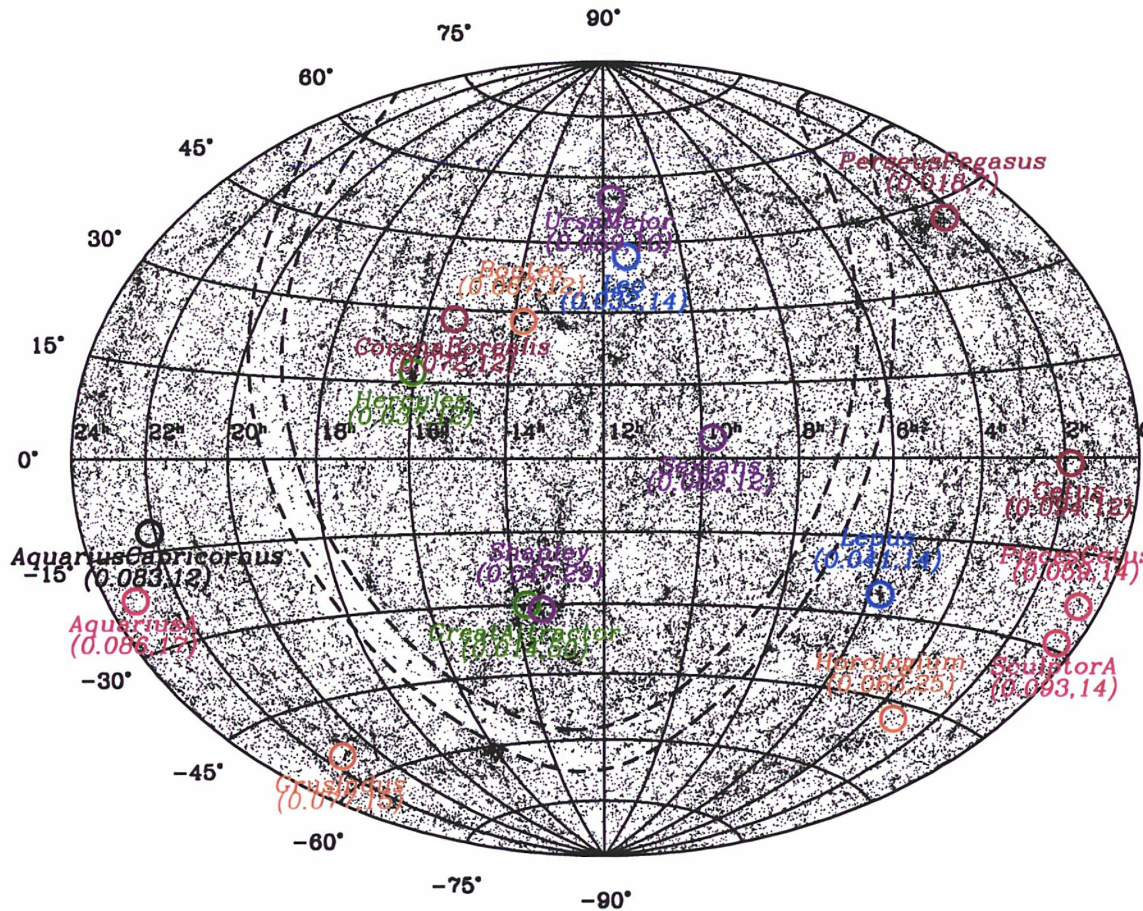


FIG. 1.2: Positions en coordonnées équatoriales des différents superamas du ciel proche ($z < 0.1$) d'après la Table 1.1. Les chiffres entre parenthèses donnent le redshift z puis le nombre N d'amas contenus dans un rayon de 50Mpc autour du centre du superamas. Les points noirs montrent les galaxies du catalogue 2MASS-XSC (en accès libre sur le site ftp de 2MASS : <ftp://ftp.ipac.caltech.edu/pub/2mass/allsky/>), sélectionnées avec une magnitude $K < 12.25$ (ici environ 100000). Les courbes en pointillés représentent la région centrale de la Voie Lactée ($\pm 5^\circ$), normalement obscurcie en optique mais que l'on devine ici à peine du fait de la longueur d'onde proche-infrarouge.

TAB. 1.1: Liste des superamas du ciel proche ($z < 0.1$).

(1) Nom	(2) z	(3) α (deg)	(4) δ (deg)	(5) Nombre d'amas (< 25 Mpc)	(6) (< 50 Mpc)
Great Attractor	0.014	206.2	-30	5	50
Perseus-Pegasus	0.018	35.7	42	3	7
Leo	0.032	171.2	42	5	14
Hercules	0.037	240.8	17	6	12
Lepus	0.041	86.2	-26	5	14
Shapley	0.047	201.2	-31	12	29
Pisces-Cetus	0.059	9.2	-23	6	14
Ursa Major	0.059	176.2	55	7	10
Horologium-Reticulum	0.063	48.5	-48	16	25
Bootes	0.067	206.8	28	6	12
Corona-Borealis	0.072	230.2	28	7	12
Grus-Indus	0.077	320	-55	7	15
Aquarius-Capricornus	0.083	332	-12	5	12
Aquarius A	0.086	347.8	-22	7	17
Sextans	0.089	146.8	4	2	12
Sculptor A	0.093	8.7	-29	4	14
Cetus	0.094	27.7	-1	6	12

Notes: la Table répertorie les différents superamas du ciel proche, en indiquant leur nom (1), leur redshift (2), leur position en coordonnées équatoriales J2000 (α, δ); l'imprécision étant due à la définition encore très vague des super-amas (voir dans le texte). Pour indication, le nombre d'amas contenus dans 25 Mpc (5) et 50 Mpc (6) est précisé. [Table adaptée de Tully et al. 1992]

1.2 Le relevé de redshifts du 6dFGS

Avec l'automatisation des grands télescopes, un nombre impressionnant de relevés de galaxies en redshift ainsi que des catalogues dans plusieurs longueurs d'onde ont été effectués durant ces dix dernières années. Parmi les catalogues que nous avons utilisés, on peut citer APM, DSS, DENIS, 2MASS, NVSS, FIRST, 6dFGS et SDSS, ainsi que des bases de données regroupant plusieurs catalogues, telle que NED, SIMBAD, HyperLeda ou encore Vizier (tous ces catalogues seront présentés en détail plus loin, au moment de leur utilisation).

Dans cette thèse, nous avons majoritairement travaillé avec le relevé du 6dFGS. Le 6dF Galaxy Survey (Jones et al., 2005) est un relevé de redshifts spectroscopiques. Il couvre la totalité du ciel austral avec $|b| > 10^\circ$ et contient environ 120000 redshifts de galaxies et 15000

vitesse particulières. A la rédaction de cette thèse, le 6dFGS Data Release 2 (DR2, Mai 2005) est la dernière version disponible publiquement sur le site web du 6dFGS ⁴ et contient 89211 spectres. Le catalogue final sera le 6dFGS Data Release 3 (6dFGS-DR3, mis à disposition des membres de l'équipe 6dFGS en Mars 2007 et en accès libre à partir de Septembre 2007) et contiendra 136304 spectres. Nous avons donc ici utilisé majoritairement la version 6dFGS-DR2.

1.2.1 Photométrie

Le 6dFGS a la particularité et l'avantage d'utiliser comme catalogues-sources des catalogues photométriques en proche infrarouge (ci-après NIR, *near-infrared*) tels que 2MASS (Jarrett et al., 2000) ou DENIS (Epchtein & Mamon, 1992). En effet la SED ⁵ des étoiles vieilles, qui constituent la plus grande masse dans la majorité des galaxies, a son pic en NIR: cette bande est donc la plus représentative de la masse d'une galaxie (notamment la bande *K*). De plus, ceci lui évite d'être moins biaisé que les relevés en optique (tels que le SDSS) qui sont plus sensibles aux jeunes galaxies et à la formation d'étoiles. Le NIR est aussi moins sensible à l'extinction due aux poussières. Ceci permet donc en outre d'accéder aux basses latitudes galactiques.

Le catalogue photométrique principal, 2MASS (Two Micron All Sky Survey), a observé tout le ciel avec deux télescopes du mont Hopkins et CTIO composés de 3 caméras CCD en bandes *J* (1.25 μ), *H* (1.65 μ), et *K_s* (2.15 μ). Il contient plus de 1 000 000 de galaxies (*K_s* < 13.5) dans son "Extended Source Catalog" ⁶. Le deuxième catalogue photométrique le plus important en nombre de galaxies est DENIS (DEep Near-Infrared Survey). Il a couvert tout le ciel austral avec le télescope de 1m à La Silla (Chili) dans les trois bandes de longueur d'onde: *I* (0.8 μ m), *J* (1.25 μ m) et *K_s* (2.15 μ m). Le relevé consiste de sections de 30° en déclinaison et de 12'' en ascension radiale, avec un recouvrement de 2'' entre chaque section. Pour une complétude de 95%, et une précision de 0.2 mag sur la magnitude, Mamon (1998) estime le nombre de galaxies détectées et la magnitude limite dans chaque bande à $\approx 900\,000$ (*I* < 16.5), $\approx 500\,000$ (*J* < 14.8), et $\approx 50\,000$ (*K* < 12.0). En ce qui concerne les magnitudes optiques, le 6dFGS utilise le catalogue photométrique SuperCosmos ⁷, qui scanne et digitalise les plaques photographiques de différents télescopes (UKST, Schmidt Palomar et ESO). Au final, le relevé de galaxies du 6dFGS donne accès aux bandes photométriques en optique et en NIR avec les limites de magnitude suivantes :

$$(K, H, J, I, r_F, b_J) = (12.75, 13.00, 13.75, 14.85, 15.60, 16.75) \quad . \quad (1.1)$$

1.2.2 Spectroscopie

Les redshifts des galaxies 6dFGS ont été obtenu à partir d'un spectrographe multi-fibre robotisé installé sur le UKST, capable d'observer simultanément ≈ 150 sources dans une aire de

⁴<http://www-wfau.roe.ac.uk/6dFGS/>

⁵SED: *Spectral Energy Distribution* est la répartition de l'énergie d'une source en fonction de la fréquence

⁶voir par exemple le guide 2MASS en ligne: <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/second/doc/explsup.html>
Pour l'accès au catalogue de sources étendues (XSC): <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/2MASS/PubGalPS/>.

⁷SuperCosmos: <http://www-wfau.roe.ac.uk/sss/>

5.7°. Les spectres sont classés en termes de qualité (facteur Q , de 1 à 4). Nous avons majoritairement utilisé dans cette thèse les redshifts de qualité $Q = 4$ (rapport signal sur bruit de $\langle S/N \rangle = 9.4 \text{ pixel}^{-1}$ et une erreur rms sur les vitesses de $\sigma(\Delta cz) = 46 \text{ km s}^{-1}$, mesurée à partir des observations répétées). Le redshift moyen du relevé est $\langle z \rangle = 0.054$. La Figure 1.3 montre la distribution des galaxies en fonction du redshift et de l'ascension droite, projetée en déclinaison. La complétude en redshift par rapport aux catalogues-sources est de l'ordre de 90%.

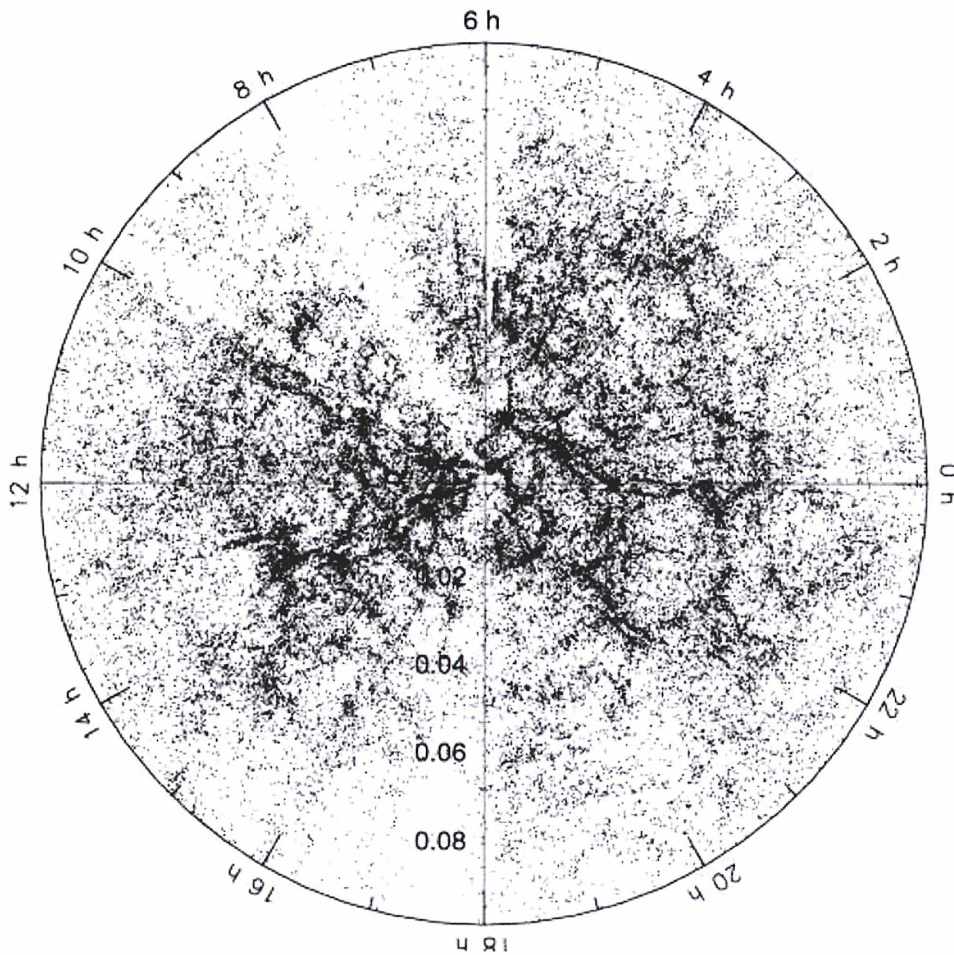


FIG. 1.3: Le relevé de galaxies du 6dFGS, en ascension droite projeté en déclinaison avec pour coordonnée radiale le redshift z . [Figure tirée de Jones et al. (2004)]

Un autre aspect-clé du 6dFGS est le relevé de vitesses particulière en cours de réalisation (6dFGS-v). Il sera alors possible d'avoir à la fois l'information sur la distance réelle des galaxies et celle de la masse sous-jacente. Ce catalogue sera disponible au début de l'année 2008.

1.3 Des galaxies hôtes d'une activité inhabituelle

Il existe une grande diversité de galaxies dans les relevés tels que le 6dFGS. Certaines de ces galaxies montrent une activité inhabituelle par rapport à la majorité des galaxies, activité qui transparaît à de multiples longueurs d'ondes. On classe aujourd'hui ces galaxies dans deux catégories principales. La première est celle des galaxies qui *forment activement des étoiles*, appelées "galaxies à flambée (ou sursaut) d'étoiles" ou "starburst galaxies" en anglais, ci-après SBGs). La deuxième catégorie contient les galaxies qui ont *un trou noir actif en leur centre*: les "galaxies à noyau actif" ou "Active Galactic Nuclei" en anglais (ci-après AGN). Ces galaxies ont des caractéristiques bien spécifiques en fonction de la longueur d'onde à laquelle elles sont observées. Ce sont ces différentes caractéristiques que nous allons tout d'abord aborder ici, afin d'exposer clairement de quelles galaxies nous parlerons tout au long de cette thèse. Une des spécificités qui retiendra particulièrement notre attention est la propension d'une bonne partie de ces galaxies à émettre aux longueurs d'ondes radio (toutes les SBGs mais seulement ~ 10 – 20% des AGN). En effet, avec l'avènement des grands catalogues radio, cette émission les rend facilement identifiables dans n'importe quelle partie du ciel proche.

Nous présenterons tout d'abord les galaxies SBGs puis les galaxies AGN (radio-émettrices ou non ainsi que le modèle d'unification courant des différentes sous-classes). Nous verrons par la suite comment leur émission radio permet de séparer assez simplement ces galaxies en SBGs et AGN. Enfin nous rappellerons les résultats observationnels accumulés au cours des années en ce qui concerne l'influence de l'environnement local et à grande échelle sur ces galaxies.

1.4 Les galaxies à flambée d'étoiles (SBGs)

Des études récentes sur le SDSS ont montré une claire bi-modalité (Baldry et al., 2004; Kauffmann et al., 2004) des couleurs optiques des galaxies: certaines galaxies ont des couleurs dominées par le rouge et d'autres par le bleu. La couleur d'une galaxie étant liée à sa population stellaire, la couleur rouge est caractéristique d'une population dominée par les étoiles vieilles, alors que la couleur bleu indique la présence d'étoiles jeunes en grand nombre. Il y a donc des galaxies passives (inactives) qui n'ont pas formé d'étoiles depuis plus d'1 Gyr et des galaxies qui forment encore des étoiles aujourd'hui: les galaxies à formation d'étoiles (en anglais "Star-Forming Galaxies", ci-après SFGs).

Parmi ces galaxies qui forment encore des étoiles aujourd'hui, toutes ne le font pas au même taux. Les plus puissantes de ces galaxies appartiennent à la classe des galaxies à flambée d'étoiles (SBGs). En fait, il n'existe pas de caractérisation unique du phénomène de flambée d'étoiles. On peut trouver différentes définitions dans la littérature pour catégoriser les "galaxies à sursaut de formation d'étoiles" (ci-après starburst). Une SBG est notamment une galaxie:

- (a) ayant une formation d'étoiles si violente que son réservoir de gaz interstellaire serait épuisé en moins que le temps de Hubble $t = H_0^{-1}$, voir en moins que le temps dynamique de la galaxie (par exemple rotation du disque), si le taux était constant au cours du temps.
- (b) ayant un taux de formation d'étoiles (Star Formation Rate – SFR): $SFR \gtrsim 10 M_\odot \text{yr}^{-1}$ (cette limite inférieure pouvant varier dans la littérature).

- (c) ayant un paramètre b (introduit par Kennicutt 1983; Kennicutt et al. 1994) de taux de formation $b \gg 1$.

$$b = \frac{\text{SFR}}{\langle \text{SFR} \rangle_{\text{passé}}} = \frac{\text{SFR } t_0 (1 - R)}{M_*} \quad (1.2)$$

avec t_0 et M_* l'âge et la masse totale du disque et $R = 0.3$ la fraction de masse que les étoiles ont ré-injecté sous forme de vents stellaires dans le milieu interstellaire (déterminé par Kennicutt et al. 1994 pour une IMF⁸ de Salpeter).

Observationnellement, ce phénomène de starburst se caractérise photométriquement par des couleurs optiques et UV plutôt bleues et une émission intense dans l'infrarouge; spectroscopiquement, par la présence de raies d'émissions provenant des régions HII de formation d'étoiles. La couleur bleue en optique et UV provient des étoiles jeunes (type-O) qui naissent dans les starbursts. Les étoiles chaudes chauffent la poussière environnante dans le milieu interstellaire (ISM) environnant, laquelle absorbe le rayonnement et le réemet principalement dans l'infrarouge, ce qui donne la luminosité intense de la galaxie dans cette longueur d'onde. Les raies les plus fortes sont souvent celles de l'hydrogène excité ($H\alpha$, $H\beta$ etc ...). Nous reviendrons plus en détail sur les spectres optiques de ces galaxies dans le Chapitre 6. En ce qui concerne l'émission radio des SBGs, elle provient majoritairement des électrons relativistes accélérés par les nombreuses explosions de supernovae de la galaxie. Ses étoiles naissent si rapidement que le réservoir de gaz peut être épuiser en quelques millions d'années. La flambée d'étoiles peut aussi se déclencher de façon cyclique: les supernovae peuvent chauffer le gaz environnant et l'éjecter hors du bulbe de la galaxie, après quoi le gaz doit s'accumuler une nouvelle fois avant le nouveau sursaut de formation.

Il est maintenant établi que les starbursts les plus importants (plus de 10^3 fois la valeur normale) se déclenchent à la suite de fusions majeures de deux galaxies spirales (voir p.ex. Clements et al. 1996). Les études sur les galaxies ultra-lumineuses en infrarouge (Ultra-Luminous Infrared Galaxies – ULIRGS) semblent indiquer qu'une montée rapide de la pression du milieu interstellaire dans les régions étendues du choc est le principal déclencheur du sursaut de formation d'étoiles.

1.5 Les galaxies à noyau actif (AGN)

Il est maintenant communément admis que la quasi-totalité des galaxies ont un trou noir supermassif en leur centre, du moins si elles possèdent un bulbe (Gebhardt et al., 2001). La masse de ces trous noirs est d'ailleurs proportionnelle à la composante en bulbe de leur galaxie-hôte, estimée par la dispersion de vitesse (Ferrarese & Merritt, 2000; Gebhardt et al., 2000) ou encore par la magnitude absolue du bulbe (Kormendy & Richstone, 1995; Magorrian et al., 1998b). Certains de ces trous noirs sont actifs, c'est-à-dire qu'ils accrètent de la matière, et leur galaxie hôte est alors considérée comme une galaxie à noyau actif. Si les galaxies à noyau actif sont maintenant bien connues et répertoriées, voire même comprises dans un même modèle

⁸IMF: Initial Mass Function, ou fonction initiale de masse. C'est la distribution primordiale en masse des étoiles au sein d'une galaxie.

d'unification, il est encore difficile aujourd'hui de s'accorder sur des définitions et des classes précises qui varient toujours selon les différentes écoles de pensée.

Observationnellement, les AGN peuvent être identifiés de nombreuses manières à différentes longueurs d'onde (optique, radio ou rayons X par exemple) de par leur distribution d'énergie spectrale (Spectral Energy Distribution – SED) très particulière: leur SED anormalement élevée sur de longs intervalles de longueurs d'ondes ne peut pas provenir des étoiles uniquement. Le spectre optique des AGN est un composite d'un spectre d'une galaxie normale et d'une émission additionnelle en raies d'émission, encore plus larges et plus fortes que celles d'une SBG. Lorsque le trou noir au centre de ces galaxies produit des jets d'électrons relativistes, il est responsable du phénomène AGN détecté aux longueurs d'ondes radio: l'émission est alors d'origine synchrotron⁹ et donc majoritairement non-thermique. Du fait des différents moyens d'observation et de sélection (spectres, couleurs, rayonnement radio), plusieurs classes d'objets ont émergé. Notamment les observations radio d'échantillons optiques de quasars ont révélé qu'environ 10 à 40 % de ces objets émettent fortement en radio et que l'on pouvait diviser les galaxies actives en deux catégories majeures: les galaxies *radio-quiet* (RQ) et les *radio-loud* (RL). Il y a dans la littérature une double utilisation de ces termes qui prête souvent à confusion et qu'il est important de clarifier.

- (1) La première définition se base sur l'émission radio d'un AGN, c'est-à-dire sur la présence ou non d'un jet d'électrons relativistes. Le terme *radio-loud* est donc employé pour différencier les galaxies qui émettent en radio, qu'elles aient par exemple des spectres optiques différents ou non. Les *radio-quiet* sont par conséquent des galaxies n'ayant pas de jet et donc pas ou très peu d'émission radio bien que classifiées comme actives d'après leur spectre optique. Cependant la dichotomie radio-quiet/loud pourrait dépendre du seuil de sensibilité des observations radio.
- (2) Le terme *radio-loud* est aussi utilisé en tant que rapport entre la luminosité radio et la luminosité d'une autre bande, notamment en optique. Ainsi la définition du *radio-loudness* en optique \mathcal{R}_{opt} devient le rapport de la densité de flux radio à 5 GHz sur celle en bande B : $\mathcal{R}_{\text{opt}} = F_{\nu}(5 \text{ GHz})/F_{\nu}(\text{bande } B)$, ou encore: $\mathcal{R}_{\text{opt}} = L_{\nu}(5 \text{ GHz})/L_{\nu}(\text{bande } B)$. Ceci requiert donc que la galaxie ait une émission radio non négligeable: cette définition s'applique alors automatiquement à un sous-échantillon de galaxies radio. Cette définition est utile car les QSO (Quasi-Stellar Objects) de luminosité optique comparable peuvent avoir des luminosités radio très différentes. En général les "radio-quiets" ont des rapports de l'ordre $0.1 < \mathcal{R}_{\text{opt}} < 1$ et les "radio-louds" $\mathcal{R}_{\text{opt}} \geq 10$, la distribution étant considérée comme bi-modale. La classe des radio-quiet (RQ) inclurait alors les galaxies de Seyfert et les QSO – Quasi-Stellar Objects RQ (RQQs). Cependant la limite radio-quiet/radio-loud change selon les auteurs, et même la distribution bi-modale a été récemment remise en question (Cirasuolo et al., 2003). De plus il se trouve que certains radio-quiets ont une émission radio faible mais pourtant détectable. Nous reviendrons sur ces problèmes épineux dans la section 1.7.

Dans cette section, nous utilisons la première définition du radio-loudness, basée sur la présence ou non d'un jet, c'est-à-dire sur l'émission ou non en radio, puisque nous parlons de

⁹L'émission synchrotron est un type de radiation non-thermique engendrée par des particules chargées (généralement des électrons) spiralant autour de lignes de champ magnétique à des vitesses relativistes. Voir la Section 1.6.2 pour le détail du spectre d'émission synchrotron en radio.

toutes les galaxies actives. Cependant dans le reste de cette thèse, sauf indication contraire, puisque nous nous intéressons presque uniquement aux galaxies émettrices en radio (donc forcément radio-loud dans le sens de la première définition) nous caractériserons le radio-loudness dans sa deuxième définition et plus spécifiquement comme le rapport entre la luminosité radio à 1.4 GHz et la luminosité infrarouge: $\mathcal{R}_K = L_\nu(1.4 \text{ GHz})/L_\nu(\text{bande } K)$, ainsi que nous le définirons dans la section 1.7.

1.5.1 Les AGN radio-quiet

Les AGN radio-quiet n'émettent pas (ou très faiblement) en radio, n'ayant pas de jets. On les classe donc généralement d'après leur luminosité optique ou d'après leur spectre.

Les galaxies de Seyfert sont de deux types principaux ¹⁰: les Seyferts 1 et 2 (voir la partie basse de la Figure 1.4), que l'on peut distinguer par les raies d'émission de leur spectre. Les Seyferts 1 ont deux types de raies d'émission superposées les unes aux autres: celles qu'on appelle "narrow-line", les raies étroites, caractéristiques d'un gaz ionisé de faible densité (Narrow-Line Region, NLR où $n_e \approx 10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$) qui donne des largeurs équivalentes d'environ 100 km s^{-1} et les "broad-line", raies larges d'environ 10^4 km s^{-1} , qui apparaissent seulement dans les raies "permises", ce qui indique un gaz ionisé de très haute densité ¹¹ (Broad-Line Region, BLR où $n_e \approx 10^9 \text{ cm}^{-3}$). Dans les galaxies Seyfert de type 2, seules les raies étroites sont présentes.

Optiquement, les galaxies de Seyfert ressemblent à des galaxies normales mais ont un noyau très brillant, similaire à un quasar ("quasi-stellar radio sources", ceux-ci prenant sur les plaques photographiques l'apparence d'une étoile). Au contraire, les QSO sont des objets radio-quiets d'apparence quasi-stellaire d'une luminosité optique telle qu'on ne peut cette fois pas voir leur galaxie hôte. On peut aussi séparer les QSO en deux classes, de façon analogue aux Seyfert: les QSO de type 1 et de type 2. Avec suffisamment de résolution (par exemple avec HST), on peut aujourd'hui arriver à résoudre certaines galaxies hôtes des QSO. On pourra par exemple se référer aux récentes études de Barvainis et al. (2005) ou Laor & Behar (2007). Les QSO sont donc simplement des Seyferts de luminosité optique très élevée. La terminologie QSO contient maintenant les deux classes auparavant distinctes de quasars et radio-quiet QSO, puisque de l'émission radio peut être détectée, bien qu'à un niveau très faible, dans les radio-quiet QSO.

Le chapitre 6 fera l'objet d'une explication plus approfondie de la classification AGN basée sur le spectre optique.

1.5.2 Les AGN radio-loud

Comme leur nom l'indiquent, les AGN radio-loud sont lumineux en radio, à cause de leurs jets d'électrons relativistes conséquents qui émettent par émission synchrotron et qui peuvent

¹⁰Les classes de Seyfert ne sont en fait pas purement bi-modales et on trouve dans la littérature la notation Seyfert 1. n où $1 < n < 2$: les Seyferts de grand n ayant des "broad-line" de plus en plus faibles comparées à leurs "narrow-line".

¹¹En effet les raies "interdites" ne sont possibles qu'à des densités très faibles qui permettent aux atomes de rester dans leurs états excités longtemps, la probabilité d'une désexcitation par collision avec une autre particule avant émission spontanée d'un photon étant très faible.

s'étendre très loin de leur galaxie hôte. C'est d'ailleurs grâce à cette émission que les premières sources radio ont été associées à des galaxies.

Ces jets ne sont pas tous identiques mais il est tout de même possible de les séparer en deux grandes classes appelées FRI & FRII (nommées ainsi d'après les astronomes Fanaroff & Riley 1974). Dans beaucoup de cas les jets se courbent après avoir parcouru une certaine distance hors du noyau galactique: les galaxies FRI ont des jets larges qui s'affaiblissent avec la distance à la galaxie. Au contraire, les galaxies FRII possèdent des jets très étroits et très droits qui se terminent en lobes loin du noyau. Les FRII ont généralement des luminosités radio plus élevées que les FRI (la limite entre les deux populations se situe autour de $L_{1.4\text{GHz}} \approx 10^{25} \text{ W Hz}^{-1}$). D'autre part, il arrive que l'axe du jet de l'AGN soit très proche de la ligne de visée: ces AGN sont appelés Blazars. Si le rayonnement s'étend dans le domaine optique/UV du spectre, les raies d'émissions peuvent être masquées par rapport le jet et la source apparaîtra comme un BL Lac (Blandford & Rees, 1978). Certains de ces AGN révèlent une grande variabilité sur des temps très courts: les OVV (Optically Violent Variable).

De par leur spectre optique, les galaxies radio-louds se répartissent de manière équivalente aux Seyferts 1 & 2 radio-quiet (voir le haut de la Figure 1.4): les "broad-line radio galaxies" (BLRGs) – galaxies radio à raies larges et les "narrow-line radio galaxies" (NRLGs) – galaxies radio à raies étroites. Les plus radio-lumineuses des FRII ont généralement des raies en émission très fortes, cette émission étant proportionnelle à leur luminosité en radio (Rawlings & Saunders, 1991; McCarthy, 1993). Mais il existe cependant un sous-échantillon de FRII qui n'en ont quasiment pas, voire pas du tout (Hine & Longair, 1979), comme c'est le cas pour les FRI. Une bonne moitié des radio-louds sont en effet des galaxies similaires à des elliptiques géantes inactives.

1.5.3 Le modèle d'unification des AGN et la dichotomie radio-loud/quiet

Ces différentes classes d'AGN peuvent être unifiées en un seul modèle (c.f. Table 1.2 et voir par exemple Wills 1999 pour un récapitulatif complet) dans lequel le type d'AGN dépend de l'orientation de son disque d'accrétion par rapport à nous (Figure 1.4). Si le modèle est bien accepté pour les radio-quiets, il reste encore quelque peu controversé pour les radio-louds. La dichotomie radio-quiet/radio-loud pourrait être liée à l'accrétion de matière sur le trou noir central de la galaxie, notamment à des paramètres tels que son moment angulaire et son spin (e.g. Lacy et al. 2001; Ye & Wang 2005). En ce qui concerne la masse du trou noir central, les radio-quiets ont une limite inférieure de $M_{\text{BH}} > 5 \times 10^8 M_{\odot}$ (p.ex: Dunlop et al. 2003). Best et al. (2005) ont montré que la distribution en luminosité des galaxies lumineuses en radio ne dépend pas de la masse du trou noir.

1.6 L'émission radio des galaxies

C'est à partir de 1945 que la radioastronomie a commencé à se développer rapidement, notamment grâce aux antennes et aux radars, dont la technologie avait fait un bond en avant lors de la Seconde Guerre Mondiale. Des radars anglais avaient d'ailleurs détecté à cette époque l'émission radio du Soleil. Les découvertes de radiosources extragalactiques suivirent rapidement. De nombreuses observations pointées de galaxies émettrices en radio ont été faites et au

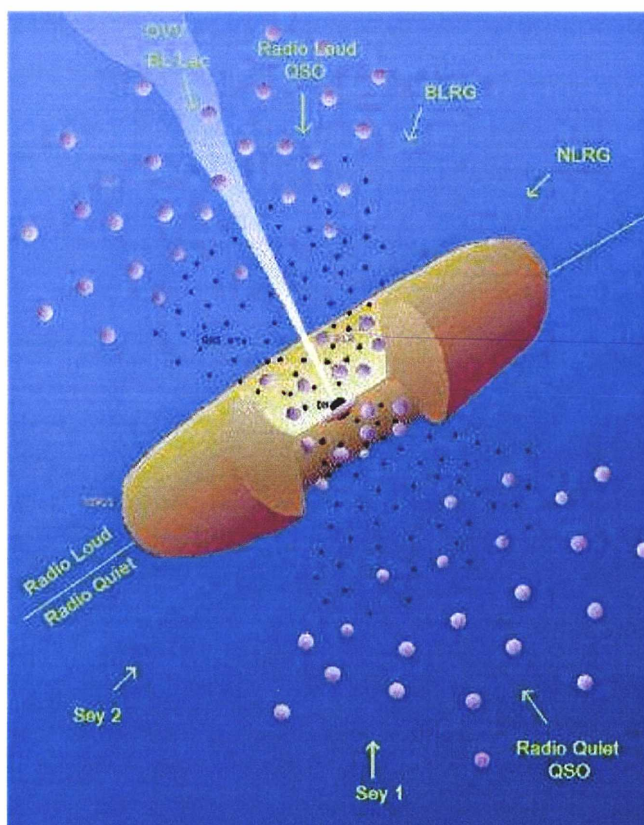


FIG. 1.4: Schéma du modèle d'unification des AGN. Au centre de la figure, on peut voir le trou noir, entouré du disque d'accrétion. Le rayonnement en provenance du disque (et du jet lorsqu'il est présent) ionise les nuages de gaz denses de la "broad line region" (BLR, points noirs) en rotation rapide tout près du disque, ainsi que les nuages plus distants et donc plus lents de la "narrow line region" (NLR, points bleus). La présence d'un jet d'électrons relativistes émettant en radio par radiation synchrotron est responsable de la dichotomie "radio-loud / radio-quiet". On pense que les différents types d'AGN découlent de notre point de vue d'observation par rapport au disque d'accrétion (voir dans le texte). [Figure d'après Krolik (1999)]

fil des années des catalogues radio de plus en plus importants en nombre de sources observées ont vu le jour. Les deux plus récents sont FIRST et NVSS.

1.6.1 Le catalogue radio NVSS

Le catalogue NVSS (Condon et al., 1998) est un relevé du continuum radio (1.4 GHz) réalisé avec le Very Large Array (VLA) du National Radio Astronomy Observatory (NRAO) au Nouveau-Mexique. Il couvre tout le ciel au Nord de $\delta = -40^\circ$ en déclinaison avec une résolution

TAB. 1.2: AGN unification

	Optical emission line properties		
	Type 2 (raies étroites)	Type 1 (raies larges)	Type 0 (inhabituel)
radio-quiet	Sy2	Sy1	
	Type-2-QSO		
	Quasar-IR ?	QSO	BAL QSO?
radio-loud	FRI	BLRG	BL Lac
	NLRG	SSRQ	Blazars
	FRII	FSRQ	(FSRQ)

[Table adaptée de Schneider (2006)]

angulaire de $\theta = 45''$ FWHM¹². Le catalogue¹³ contient $\approx 1.8 \times 10^6$ sources détectées. Il est complet à 99% pour un flux radio de $S_{1.4\text{GHz}} = 3.5 \text{ mJy}$.

Le relevé FIRST est un catalogue radio similaire à NVSS. Bien qu'ayant l'avantage d'une meilleure résolution angulaire $5''$ et d'une complétude de 95% à un flux de $S_{1.4\text{GHz}} > 2 \text{ mJy}$, ce catalogue ne couvre que très peu l'hémisphère Sud ($\delta > -10^\circ$) et il n'est donc pas possible de l'utiliser avec le 6dFGS.

1.6.2 Luminosité à 1.4 GHz

La luminosité radio d'une galaxie peut être calculée à partir de son flux par la relation suivante (voir p.ex Hogg 2000):

$$L_{1.4\text{GHz}} = 4\pi d_L^2 F_{1.4\text{GHz}} (1+z)^{\alpha-1} \quad (1.3)$$

où $F_{1.4\text{GHz}}$ est le flux de la source radio à 1.4 GHz en mJy, d_L est sa distance lumineuse, z son redshift et α la pente de son spectre, avec comme convention ici $L_\nu \propto \nu^{-\alpha}$.

En effet, si on appelle ν_o la fréquence observée et ν_e la fréquence émise, on a: $\nu_e = \nu_o(1+z)$. Le flux observé dans le repère de l'observateur est alors $S_\nu(\nu_o) = S_\nu(\nu_e)/(1+z)$. Et puisque le flux est relié à la luminosité comme $S_\nu(\nu_e) = L_\nu(\nu_e)/4\pi d_L^2$, on obtient alors que:

$$S_\nu(\nu_o) = \frac{L_\nu(\nu_e)(1+z)}{4\pi d_L^2} \quad (1.4)$$

Ceci introduit donc un premier effet de correction, dû au fait que le spectre d'une galaxie est élargi par le décalage spectral et apparaît donc plus petit dans le filtre de l'observateur qu'il

¹²FWHM = Full Width at Half Maximum: la largeur à mi-hauteur de la Gaussienne.

¹³Nous avons obtenu une version texte du catalogue NVSS (NVSSCatalog.text) qui est disponible en ligne par ftp à l'adresse ftp://nvss.cv.nrao.edu. Ce fichier a été généré à partir de l'algorithme "NVSSlist version 2.17" (Août 2001) sur la base de donnée FITS.

ne l'est en réalité. Une deuxième correction est à prendre en compte si le spectre n'est pas plat. Cette deuxième correction est communément appelée k-correction, même si l'ensemble de ces deux corrections formait le terme originel (Oke & Sandage, 1968), ce qui peut prêter à confusion. Comme hypothèse simplificatrice on peut modéliser le spectre par une loi de puissance en $L(\nu) = \nu^{-\alpha}$. Dans le cas des galaxies radio, un indice spectral de $\langle \alpha \rangle \approx 0.7$ est généralement utilisé¹⁴. Le rapport des luminosités est alors $L(\nu)_{\nu_e} / L(\nu)_{\nu_o} = (\nu_e / \nu_o)^{-\alpha} = (1+z)^{-\alpha}$, ce qui introduit la deuxième correction, dûe à la forme différente du spectre décalé dans le filtre de l'observateur. Dès lors, on a:

$$S_{\nu(\nu_o)} = \frac{L_{\nu(\nu_o)}(1+z)^{-\alpha}(1+z)}{4\pi d_L^2} . \quad (1.5)$$

La luminosité¹⁵ dans le repère de l'observateur s'exprime donc comme la produit de ces deux corrections:

$$L_{\nu(\nu_o)} = 4\pi d_L^2 S_{\nu(\nu_o)}(1+z)^{\alpha-1} . \quad (1.6)$$

1.6.3 Classification à partir de la luminosité radio

La distinction SBGs/AGN peut se faire sur la luminosité radio, les AGN étant généralement les émetteurs radio les plus puissants. D'après les résultats de Sadler et al. (2002) (c.f. Figure 1.5) mais voir aussi Machalski & Godlowski 2000 et Rawlings 2003), nous avons choisi de prendre pour séparation la valeur (assez conservatrice) de:

$$L_{1.4\text{GHz}}(\text{SBGs} / \text{AGN}) = 10^{23.05} \text{ WHz}^{-1} . \quad (1.7)$$

Pour $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, Best (2004) utilise la valeur de $\log(L_{1.4\text{GHz}}) \approx 22.8 \text{ WHz}^{-1}$ et Machalski & Godlowski (2000): $\log(L_{1.4\text{GHz}}) = 23.31 \text{ WHz}^{-1}$. En ce qui concerne les galaxies en deçà de cette valeur, elle peuvent être considérées comme non-AGN mais formant des étoiles suffisamment activement pour avoir une émission radio forte.

Cependant, du fait du mélange des deux classes, il est encore possible de trouver des AGN à des luminosités de l'ordre de 10^{22} WHz^{-1} . Et la classification peut encore se compliquer un peu plus: des galaxies hôtes d'une activité AGN et en même temps d'un phénomène de starburst ont été récemment observées. Ho (2005) a montré qu'il y a une population post-starburst dans beaucoup d'AGN lumineux. Il a même été récemment proposé que le phénomène ULIRG pourrait être un premier pas vers le stade QSO (Veilleux, 2006). On pourrait penser qu'une coexistence de ces deux phénomènes si différents tels que l'activité AGN liée au trou noir central et la formation massive de nouvelles étoiles dans les régions HII du disque ne soit que purement fortuite. Cependant, il est fort possible que les deux phénomènes soient liés. Le relation pourrait avoir plusieurs causes: soit les deux sont déclenchés simultanément soit l'apparition de l'un favorise l'apparition de l'autre. Il a été aussi proposé que la rétroaction (*feedback*) de l'AGN empêche la croissance infinie du trou noir ainsi que la formation d'étoiles (Silk & Rees, 1998). Kauffmann et al. (2003) ont montré que les épisodes post-starburst sont assez communs dans

¹⁴Cette valeur varie dans la littérature. Par exemple, Best (2004) et Cirasuolo et al. (2003) choisissent plutôt une valeur de $\alpha \approx 0.8$. Quelque soit la valeur utilisée, celle-ci reste une approximation assez grossière mais bien utile lorsque de larges échantillons sont analysés.

¹⁵L'équivalent en magnitude s'exprime comme: $m_{\text{réelle}} = m_{\text{observée}} - 2.5(\alpha - 1)\log(1+z)$.

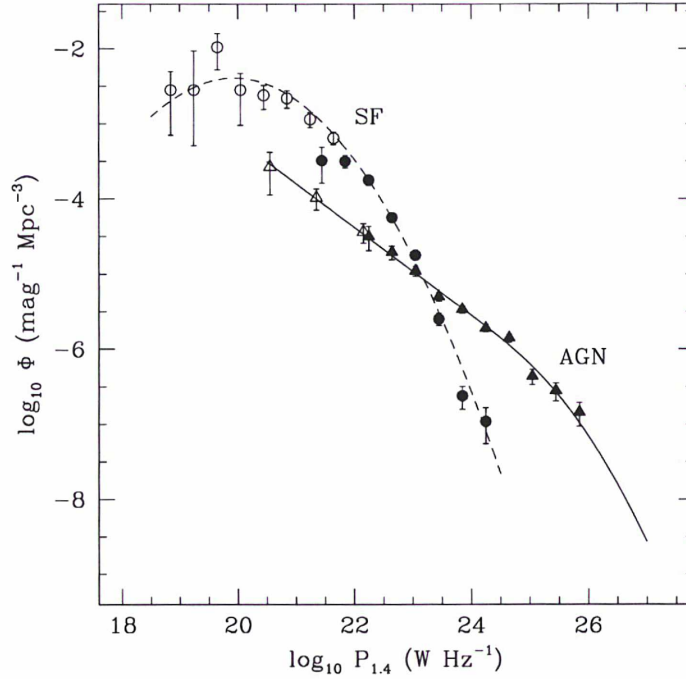


FIG. 1.5: Fonctions de luminosité radio (RLF) locale ($H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$) pour les galaxies à formation d'étoiles et les AGNs à partir des données du 2dFGRS. [Figure d'après Sadler et al. (2002)]

les AGN puissants. Il n'est pas facile de quantifier le pourcentage de ces galaxies. La difficulté de séparer les galaxies actives en deux classes distinctes peut être clairement exposée lorsque l'on regarde les raies d'émission (diagramme de rapports de raies de Baldwin et al. 1981) ou bien la luminosité radio (Sadler et al., 2002). Des problèmes observationnels viennent encore aggraver la situation. En effet, si la fibre de l'instrument d'observation est assez large pour englober une large fraction de la lumière d'une galaxie, l'émission d'un système composite sera alors dominée par les raies d'émission en provenance du disque et la galaxie sera ainsi classifiée comme SBG et non AGN. Au contraire, si la fibre ne couvre que la partie centrale, alors c'est l'émission AGN qui dominera.

Dans le cas d'une SBG, le flux à 1.4 GHz provient essentiellement du rayonnement synchrotron émis par les explosions de supernovae qui sont elles-mêmes reliées à la formation d'étoiles. Pour une revue complète, voir Condon (1992) ou plus récemment Cram et al. (1998); Haarsma et al. (2000). En pratique, le taux de formation d'étoiles (SFR) d'une galaxie peut donc être défini à partir de la luminosité radio (Yun et al., 2001):

$$\text{SFR} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 5.9 \pm 1.8 \times 10^{-22} \times L_{1.4\text{GHz}} (\text{W Hz}^{-1}) . \quad (1.8)$$

1.7 Le radio-loudness des galaxies radio

Dans les années 70, certains auteurs trouvent que les galaxies optiquement brillantes ont plus de chance d’être des sources radio que les moins optiquement lumineuses (Cameron, 1971). Pour les galaxies spirales et elliptiques, la probabilité qu’une source radio soit plus forte qu’une certaine puissance est même proportionnelle à une certaine puissance de la luminosité optique ($\propto L_{\text{optique}}^{1.3}$, d’après Auremma et al. 1977). Sadler et al. (1989) et Ledlow & Owen (1996) reprennent des études similaires et confirment à leur tour que la probabilité qu’une galaxie soit radio-loud dépend fortement de sa luminosité optique. La propension d’une galaxie à devenir une source radio est aussi très fortement liée à sa masse ainsi qu’à la masse de son trou noir ($f_{\text{radio-loud}} \propto M_*^{2.5}$ et $\propto M_{\text{BH}}^{1.6}$, d’après Best 2004).

Cependant, lorsque l’on considère une source radio, sa luminosité radio semble par contre être indépendante de la masse de la galaxie-hôte. Cirasuolo et al. (2003) ont aussi récemment analysé un large échantillon de galaxies et ne trouvent pas de corrélation forte entre les luminosités radio et optique: à luminosité optique donnée, la dispersion étant de plus de 3 ordres de magnitude en luminosité radio. Ils remettent d’autre part en cause une certaine dichotomie des \mathcal{R} (dichotomie radio-quiet/radio-loud) qui avait été discuté dans la littérature (Kellermann et al., 1989; Miller et al., 1990; Ivezić et al., 2002) et démontrent qu’elle est majoritairement dû à une mauvaise complétude des précédents échantillons.

1.7.1 Le radio-loudness optique

Cette grande dispersion de luminosité radio à luminosité optique ou masse donnée introduit donc une dégénérescence dont il faut donc pouvoir tenir compte. Afin de compenser cet effet et de pouvoir comparer des galaxies de différentes luminosités optiques, le paramètre de “radio-loudness” est introduit dans les années 80 par certains auteurs (Hummel, 1981; Kellermann et al., 1989). Le radio-loudness permet alors d’estimer la puissance relative de l’émission radio d’une galaxie. En normalisant $L_{1.4\text{GHz}}$ par la luminosité optique, il est possible de comparer des galaxies de luminosités différentes entre elles: une galaxie peu lumineuse mais ayant une luminosité radio forte sera donc considérée comme très radio-loud. Comme nous l’avons vu précédemment, le *radio-loudness* en optique \mathcal{R}_{opt} s’exprime comme le rapport de la densité de flux radio sur celle en optique ¹⁶ (historiquement à 5 GHz et en bande B):

$$\mathcal{R}_{\text{opt}} = \frac{F_{\nu}(5\text{GHz})}{F_{\nu}(\text{bande } B)} \equiv \frac{L_{\nu}(5\text{GHz})}{L_{\nu}(\text{bande } B)} \quad (1.9)$$

1.7.2 Le radio-loudness en bande K

Historiquement les observations ont été majoritairement faites en optique, notamment en bande B, ce qui a ainsi naturellement donné lieu à la définition du radio-loudness en optique (équation 1.9). Comme nous utiliserons tout au long de cette thèse des relevés de galaxies tels que le 6dFGS, basé sur des catalogues en proche-infrarouge, nous travaillerons donc avec un radio-loudness défini à partir des bandes NIR et non des bandes optiques. Nous définissons

¹⁶Certains auteurs définissent le radio-loudness en log (voir p.ex. Machalski & Condon 1999).

TAB. 1.3: Points zéros de 2MASS.

Bande passante	Longueur d'onde effective (μ)	Point zéro (Jy)
<i>J</i>	1.235	1594
<i>H</i>	1.662	1024
<i>K</i>	2.159	666.7

[Table tirée de Cohen et al. (2003)]

donc ici un nouveau radio-loudness en proche-infrarouge (de façon similaire au radio-loudness en optique \mathcal{R}_{opt}):

$$\mathcal{R}_{\text{NIR}} = \frac{L_{1.4\text{GHz}}}{L_{\text{NIR}}} . \quad (1.10)$$

Il apparaît aussi plus naturel de normaliser par la luminosité en proche-infrarouge qu'en optique, la bande *K* étant notamment un paramètre relié à la masse en étoiles d'une galaxie. En utilisant la bande *K* de 2MASS (Table 1.3), on obtient alors la formule suivante pour le paramètre de radio-loudness, que nous noterons \mathcal{R}_K :

$$\log(\mathcal{R}_K) = \log\left(\frac{L_{1.4\text{GHz}}}{1\text{WHz}^{-1}}\right) + 0.4 M_K - 12.9 . \quad (1.11)$$

Nous utiliserons aussi ce paramètre pour toutes nos sources radio, qu'elles soient AGN ou SBGs. Il est donc nécessaire de bien comprendre quelle signification physique ce paramètre peut avoir lorsque l'on considère l'une ou l'autre de ces classes de galaxies anormalement "actives". Du fait des caractéristiques bien particulières de la bande *K*, le radio-loudness \mathcal{R}_K des galaxies radio a des significations différentes, que l'on considère les galaxies SBGs ou les AGN. En ce qui concerne les SBGs, \mathcal{R}_K représente l'efficacité de la formation d'étoiles instantanée par rapport à la masse de la galaxie. Dans le cas des AGN, il donne une idée de la puissance du jet par rapport au contenu en étoiles de la galaxie hôte. Dans tous les cas, \mathcal{R}_K donne une indication de l'*activité relative* (de formation d'étoiles ou du noyau) de la galaxie émettrice en radio quant à sa masse stellaire.

1.8 L'environnement des galaxies SBGs et AGN

Comprendre les détails de la relation des SBGs et AGN avec leur environnement est un des domaines de recherche extragalactique parmi les plus actifs. Qu'est-ce qui déclenche l'activité de ces galaxies ? Comment se distribuent ces galaxies dans les grandes structures de l'Univers ? Autant de questions auxquelles de nombreuses études tentent encore aujourd'hui de répondre.

Une des grandes difficultés de ce champ de recherche provient du fait que de nombreuses variables interviennent et ne peuvent être explorées en même temps, ce qui provoque une dégénérescence importante. Parmi les facteurs, on peut citer notamment: les différents types

de galaxies “actives”, la façon dont le relevé les a sélectionnées, ainsi que la méthode utilisée pour estimer l’environnement, la variété d’environnements (isolé, groupe, amas, superamas), l’état dynamique de la structure hôte, le redshift auquel l’étude est faite, l’étendue temporelle (intervalle de redshift) ... tant de facteurs qui rendent difficile l’accès à une vue d’ensemble claire. Cependant, quelques grandes tendances se dégagent. Nous allons ici nous restreindre à des redshifts assez faibles et faire un bref rappel des résultats obtenus ces dernières années sur des échantillons larges de galaxies starburst et AGN.

1.8.1 Les galaxies à flambée d’étoiles

Même si leur regroupement apparaît similaire à celui des galaxies 2dFGRS dans leur ensemble (Hawkins et al., 2003), la fraction de galaxies formant des étoiles décroît rapidement lorsque la densité *locale* augmente. Mais la fraction de SFGs dépend aussi de l’environnement à plus grande échelle: plus la structure contient de galaxies, moins il y a de SFGs. Ceci est notamment illustré dans la Figure 1.6 (voir les losanges ouverts représentant les SFGs).

Les SFR seraient corrélés à la densité de galaxies de manière continue jusqu’au densités les plus basses (Hashimoto et al., 1998; Mateus & Sodré, 2004), bien que l’existence d’une limite inférieure ait été avancé (Gómez et al., 2003). Quoiqu’il en soit, les effets d’environnement sont à l’oeuvre jusqu’à des densités de l’ordre de ~ 1 galaxie/Mpc². De plus, quelque soit la façon dont elles ont été sélectionnées (spectre optique ou émission radio) les SFGs semblent se comporter de la même manière par rapport à l’environnement (Best, 2004).

Dans les groupes de galaxies, la formation d’étoiles semblent être comparable au champ (Coziol et al., 1998) voir même tronquée (de la Rosa et al., 2007). La fraction de SFG est cependant assez haute dans les groupes (Best, 2004). En ce qui concerne les amas de galaxies, Dressler et al. (1985) avait montré que la fraction des galaxies à raies d’émission est beaucoup plus basse que pour les galaxies de champ. Ceci a été montré même si les différences de morphologies entre les deux types d’environnement sont prises en compte (Dressler et al., 1985; Balogh et al., 1998). Ceci semble donc bien être un effet d’environnement. Dans les amas, les SFR sont assez bas (Balogh et al., 1997, 1998, 1999) par rapport aux galaxies de champ. Récemment, Popesso et al. (2007) ont cherché des corrélations entre le SFR des galaxies et les propriétés globales des amas. Ils ont confirmé que la corrélation la plus importante était entre le SFR et le nombre de galaxies contenues dans la structure. D’autres corrélations semblent exister, comme avec la masse (M_{200}), la dispersion de vitesse (σ_v) et la luminosité X (L_X) globale de la structure. Il faut néanmoins se garder de conclure trop rapidement car de nombreuses autres études restent contradictoires (voir par exemple Goto 2005 qui ne trouve aucune corrélation entre les SFR et σ_v ou M_{200}).

Quoiqu’il en soit, les corrélations négatives précédentes suggèrent que des effets liés à l’environnement spécifique des amas sont à l’oeuvre dans la grande majorité des cas.

1.8.2 Les AGN radio-loud

Les premières études sur les AGN radio-loud utilisaient des petits échantillons de galaxies répartis sur tout le ciel pour calculer l’amplitude de leur regroupement. Peacock & Nicholson (1991) ont utilisé des fonctions de corrélation pour estimer le regroupement des galaxies ra-

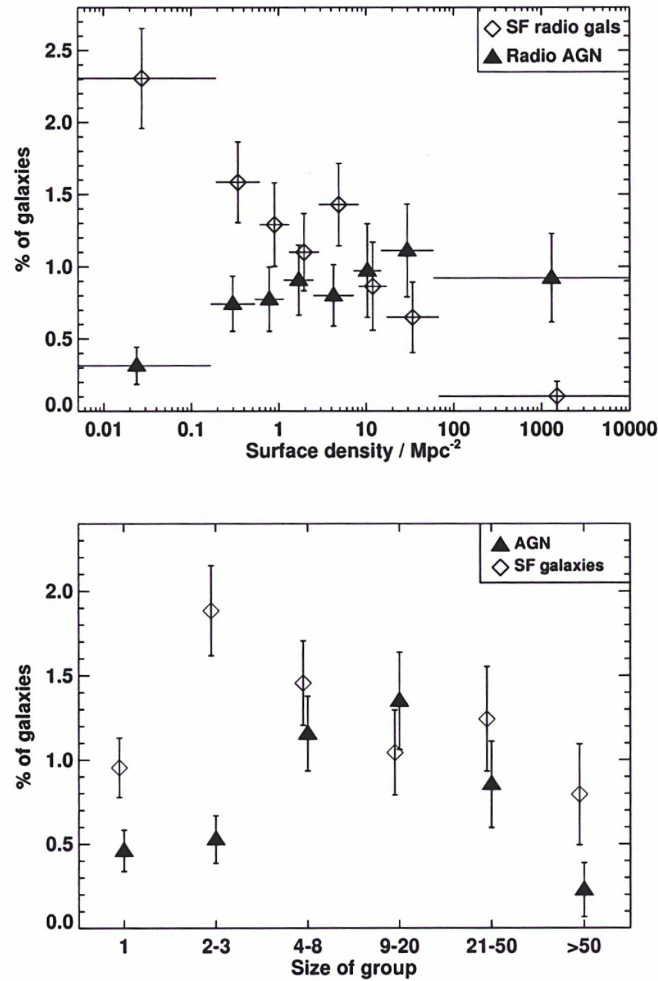


FIG. 1.6: Fraction des galaxies qui sont des SFGs ou des AGN détectés en radio, en fonction de la densité surfacique (*en haut*), calculée par la méthode du $n^{\text{ième}}$ voisin (voir section 2.4.1) et de leur appartenance à une structure d'une certaine taille (*en bas*). [Figures d'après Best (2004)]

dio (329 galaxies radio FRI+FR II avec $\log P_{1.4\text{GHz}} \approx 22.5 - 24.5 \text{ WHz}^{-1}$, $z < 0.1$). Leur étude montre que les galaxies radio sont plus fortement regroupées (avec une longueur de corrélation¹⁷ de $r_0 = 11 h^{-1} \text{ Mpc}$) que les galaxies normales ($r_0 = 5.7 h^{-1} \text{ Mpc}$, Loveday et al. 1992). Ceci est en effet attendu puisque les galaxies très radio-lumineuses sont souvent dans des galaxies elliptiques lumineuses, plus regroupées que la moyenne des galaxies. Cependant, elles sont bien moins regroupées que les amas ($r_0 = 14.3 h^{-1} \text{ Mpc}$, Dalton et al. 1994). De plus, Bahcall & Chokshi (1992) indiquent que le regroupement des galaxies radio peut être comparé à la richesse des structures hôtes. Ils trouvent que les FRI de luminosités intermédiaires se trouvent majoritairement dans des environnements de richesse $\approx 33L_*$ ($\approx 13L_*$ pour les FRI+FR II). Ce-

¹⁷Un bref rappel des fonctions de corrélations est fait dans l'Appendice B.1

pendant, ceci indique déjà que les AGN radio-loud se trouvent dans des environnements denses mais semblent éviter les structures les plus grosses telles que les amas riches. Ces études essaient à l'époque de montrer que les galaxies radio pouvaient être de bons traceurs de la structure à grande échelle de l'Univers à grand z .

L'apparition des grands relevés radio tels que NVSS ou FIRST a récemment permis de comprendre plus en détail le regroupement des galaxies radio, notamment en les identifiant à partir des catalogues de redshifts tels que le 2dFGRS. Magliocchetti et al. (2004) obtiennent des résultats comparables aux études des années 90 (sur un échantillon de 202 galaxies radio classifiées comme AGN d'après leur spectre). Aucune différence n'est cependant trouvée quant au regroupement des radio-faibles ($L \leq 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$) et des radio-puissantes ($L > 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$). L'activité des AGN radio-loud ne paraît pas dépendre de l'environnement local, sauf aux densités les plus basses, auxquelles il n'y a presque aucune activité AGN. Au contraire, l'environnement à grande échelle apparaît comme le facteur déterminant, les AGN radio-loud ($L_{1.4\text{GHz}} < 1.4 \times 10^{25} \text{ W Hz}^{-1}$) se trouvant préférentiellement dans les groupes ou les amas pauvres, tout en évitant les amas plus riches (Best, 2004). Les AGN radio-loud sont donc présents dans des structures de tailles plus grosses que celles qu'occupent majoritairement les SFGs.

CHAPITRE 2

La distribution des galaxies radio dans les superamas de l'Univers local

2.1 Introduction

Comme il a été rappelé au Chapitre 1, l'émission radio des galaxies n'est pas affectée par la poussière. On peut donc détecter les galaxies radio à grands redshifts; les plus lumineuses d'entre elles étant d'ailleurs souvent détentrices de records de redshift. De plus, on a vu que les galaxies radio sont plus regroupées que les galaxies normales. Ceci en ferait donc de très bons traceurs de la structure à grande échelle de l'Univers (Lacy, 2000; Blake & Wall, 2002; Brand et al., 2003). Il est en effet presque impossible à ce jour de détecter des grandes structures tels que des superamas à grand redshift en utilisant des galaxies "normales" (cela demanderait évidemment de trop nombreuses observations profondes) alors que les galaxies radio semblent tout indiquées (le redshift moyen pour NVSS est $z \approx 1$, Condon et al. 1998).

Les grands relevés spectroscopiques de galaxies récents de l'Univers local tels que le SDSS ou le 6dFGS (voir Chapitre 1) contiennent aujourd'hui suffisamment de galaxies pour couvrir les échelles les plus grandes avec une densité spatiale suffisante pour pouvoir quantifier en détail la répartition des galaxies radio dans de telles structures. Dans ce chapitre, nous nous intéressons à la distribution des galaxies radio dans ces grandes structures de l'Univers observées à bas redshift, notamment dans les superamas. Comme nous l'avons vu précédemment (Table 1.1), il y a de nombreux superamas dans l'Univers proche, tels que: Perseus-Pisces (Haynes & Giovanelli, 1986), Hercules (Barmby & Huchra, 1998), ou Corona-Borealis (Postman et al., 1988). Nous nous intéresserons ici principalement au superamas de Shapley (*Shapley supercluster*, SSC). S'il est maintenant reconnu comme le superamas le plus riche de notre Univers local ($z < 0.1$), il est aussi l'un des mieux couverts en terme de redshift de galaxies. Le but de notre étude va être ici de quantifier la distribution des galaxies radio-émettrices dans une telle structure.

2.2 Construction du catalogue de la région du SSC

2.2.1 Un peu d'histoire ...

Shapley (1930)¹ avait déjà noté “un nuage de galaxies dans le Centaure qui apparaît comme un des plus denses jamais découvert” et avait établi dès 1933 une liste des 25 “groupes” de galaxies présents dans cette région (Shapley, 1933), les appelant “des groupes qui sont au système méta-galactique ce que sont les amas d'étoiles au système stellaire”. Il fallut attendre la fin des années 80 pour que l'existence de ce superamas soit confirmée (Melnick & Moles, 1987). L'étude du superamas de Shapley a réellement commencé alors que la communauté astronomique multipliait les observations dans ce coin du ciel afin de résoudre le problème du Grand Attracteur (Scaramella et al. 1989, Raychaudhury 1989). Depuis les années 90, un grand nombre d'auteurs ont étudié le superamas de Shapley en optique, notamment Quintana et al. (1995, 2000), Bardelli et al. (2000, 2001) et Drinkwater et al. (2004). Les derniers travaux en date sont ceux de Proust et al. (2006).

2.2.2 Construction du catalogue 6dFGS+FLASH

Un des avantages du superamas de Shapley est que de nombreux redshifts ont été obtenus dans cette région au cours des années. Trois catalogues contenant chacun une grande quantité de redshifts sont donc disponibles dans cette région: le 6dFGS (voir section 1.2), le relevé FLASH (Kaldare et al., 2003) et le catalogue de Proust et al. (2006). Le catalogue de Proust et al. (2006) contient le plus grand nombre de galaxies mais celui-ci n'étant pas homogène, nous ne l'avons donc pas utilisé. Par contre, FLASH et 6dFGS sont tous les deux complets à des magnitudes comparables, bien qu'étant basés sur des bandes différentes (respectivement b_J et J, H, K majoritairement).

Le catalogue FLASH² contient 4613 galaxies dans une zone de $70^\circ \times 10^\circ$ aligné en coordonnées galactique ($260^\circ < \ell < 330^\circ$ et $25^\circ < b < 35^\circ$) et couvre un angle solide de $605 \text{ deg}^2 = 0.184 \text{ sr}$ (Figure 2.1). Il est basé sur le catalogue photométrique de Hydra-Centaurus (Raychaudhury, 1990). en magnitude $b_J = 17$ ($b_J = 16.7$ après correction de l'extinction galactique), obtenues d'après des scans des plaques photographiques du UKST Southern Sky Survey avec la machine APM (Automated Photographic Measuring) de Cambridge. Les positions sont précises à $\sim 1''$ près. L'erreur sur les redshifts est de 95 km s^{-1} . Kaldare et al. (2003) mentionnent que le seul biais dans le catalogue provient de l'incomplétude en magnitude qui est de 50% pour $b_J = 16.7$. La complétude spectroscopique est de 68%, avec des redshifts pour 3141 des 4613 galaxies. La vitesse médiane est de $\sim 10000 \text{ km s}^{-1}$.

Un travail préliminaire a donc ensuite consisté à fusionner les données de ces deux relevés de galaxies afin d'obtenir le plus grand nombre de galaxies dans cette région. Le catalogue du 6dFGS-DR2 contient toutes les observations et les mesures de redshift de 61591 galaxies (à la

¹Harlow Shapley (2 Novembre 1885, 20 Octobre 1972) En 1918, il réalise que notre Galaxie est d'une taille beaucoup plus grande que l'on pensait et que le centre de la Voie Lactée n'est pas le Soleil. A partir de 1925 il commence à étudier la distribution des galaxies dans le ciel. Il est l'un des premiers astronomes à croire l'existence de superamas, appelés alors “nuages” de galaxies.

²Le catalogue FLASH a été obtenu depuis la base de donnée de VizieR et a comme référence: J/MNRAS/339/652.

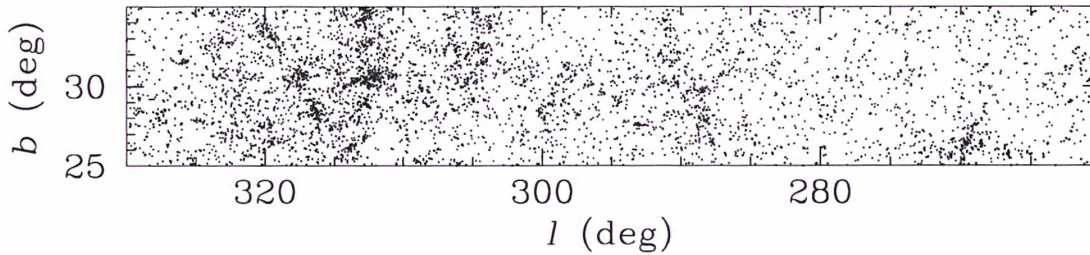


FIG. 2.1: Aire couverte par le catalogue 6dFGS+FLASH en coordonnées galactiques l et b . La concentration de galaxies vers les grandes latitudes galactiques est le super-amas de Shapley. La région FLASH contient des environnements particulièrement diverses, des amas très riches du SSC aux vides les plus absolus (petites latitudes galactiques).

date d'octobre 2005). Les galaxies de qualité $Q = 4$ dans la zone FLASH sont sélectionnées et les doublons du catalogue enlevés (certaines galaxies ont été observées plusieurs fois: les redshifts multiples sont alors remplacés par leur moyenne). Les galaxies FLASH sont identifiées à celles du 6dFGS dans un rayon de $6''$ (Figure 2.2, à gauche). Ceci permet de retirer les galaxies communes aux deux catalogues. Les galaxies FLASH possédant une magnitude K répertoriée dans 2MASS sont ensuite gardées. Notre catalogue final de galaxies de 6dFGS+FLASH ayant à la fois une magnitude b_J et K contient au final 5132 galaxies.

Nous avons ensuite corrigé les magnitudes des deux catalogues de la k-correction. La formule générale de la k-correction³ affecte la magnitude d'une galaxie de la façon suivante:

$$m_{\text{réelle}} = m_{\text{observée}} - k(z) \quad (2.1)$$

où la correction k est exprimée en fonction de l'indice spectral et du redshift de la galaxie:

$$k(z) = 2.5(\alpha - 1) \log(1 + z) \quad (2.2)$$

Cependant, il est difficile d'utiliser cette formule pour l'ensemble des galaxies de notre échantillon, les valeurs de l'indice spectral changeant en fonction du type de galaxie et du redshift. Pour les galaxies d'amas les plus brillantes, l'indice ($S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$) semble être de $\alpha \approx 0.7$ (Schneider et al., 1983) mais pour les galaxies de champ, la valeur typique est de $\alpha \approx 0.4$ (Mobasher et al., 1993). Glazebrook et al. (1995) donnent une formule pour la k-correction en infrarouge en fonction de z uniquement:

$$k(z) = \frac{-2.58z + 6.67z^2 - 5.73z^3 - 0.42z^4}{1 - 2.36z + 3.82z^2 - 3.53z^3 + 3.35z^4} \quad (2.3)$$

Nous utilisons ici notre propre k-correction, en ajustant les données de Poggianti (1997) pour les galaxies de type Sa (type intermédiaire). L'ajustement suit les données à mieux que 0.01

³Pour une explication détaillée des équations théoriques de la k-correction, voir Hogg et al. (2002).

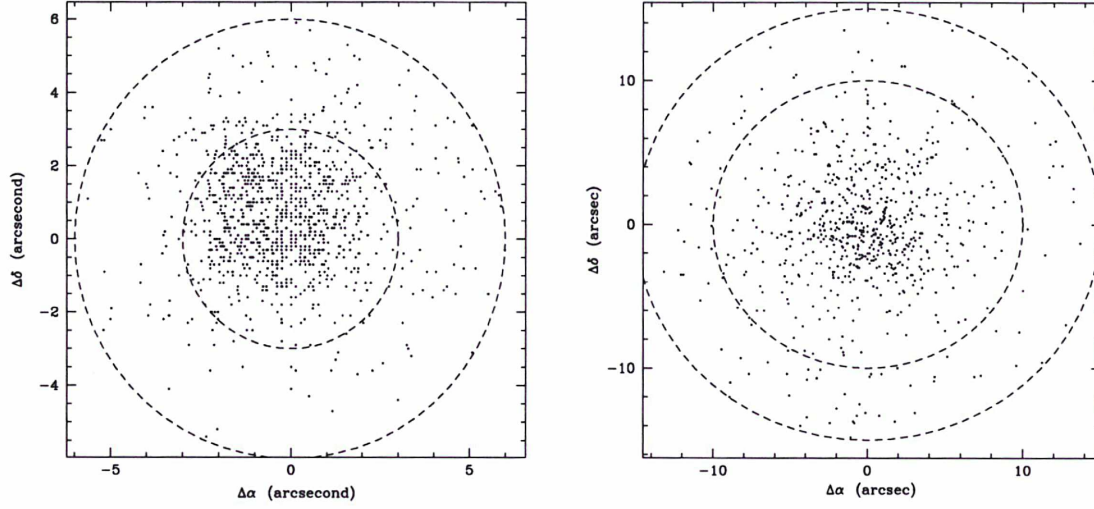


FIG. 2.2: *A gauche*: Différences de positions des galaxies identifiées à la fois dans FLASH et 6dFGS. Les cercles en pointillés représentent les limites $\theta = 3''$ et $6''$. *A droite*: Différences de positions des galaxies identifiées avec NVSS. Les cercles pointillés donnent les limites $\theta = 10''$ et $15''$.

mag pour $z < 0.1$, ce qui est largement satisfaisant pour notre échantillon. Nos ajustements (au deuxième ordre) obtenus pour les bandes b_J et K sont:

$$\begin{cases} k_K(z) = -1.688z + 3.458z^2 \\ k_{b_J}(z) = 4.04z + 2.00z^2 \end{cases} \quad (2.4)$$

2.2.3 Identification croisée radio/NIR et séparation AGN/SFG

On procède ensuite à l'identification des sources radio en cross-identifiant le relevé NVSS avec notre catalogue final en utilisant un rayon de $15''$, soit $1/3$ de la FWHM du NVSS. On obtient ainsi 810 galaxies avec des vitesses $v < 30000 \text{ km s}^{-1}$ dans la zone FLASH. Le diagramme $\Delta\alpha$ versus $\Delta\delta$ (Figure 2.2, à droite) montre les différences de position: 85% des sources se trouvent dans un rayon de $10''$. Il est probable que nous ayons manqué quelques AGN du fait de l'extension radiale de leurs jets. Certaines techniques d'identifications avancées permettraient de réduire ce nombre (Magliocchetti et al., 1998) mais nous ne les connaissons pas lors de l'élaboration du catalogue.

Afin que notre échantillon de galaxies radio soit complet, nous considérons par la suite un sous-échantillon avec une limite inférieure de flux $S_{1.4\text{GHz}} \geq S_{\min} = 2.8 \text{ mJy}$ et limité en vitesse tel que:

$$10000 \text{ km s}^{-1} < cz < v_{\max} = 18800 \text{ km s}^{-1} \quad . \quad (2.5)$$

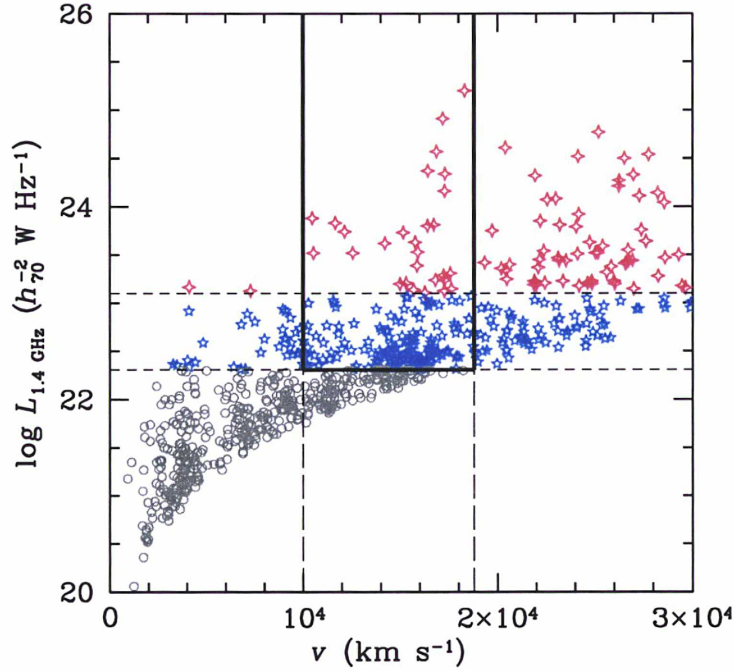


FIG. 2.3: Luminosité radio des galaxies identifiées dans NVSS en fonction de la vitesse de récession. La forme en “parabole” est bien connue dans ce genre de relevé limité en luminosité: le seuil de détection en radio augmente avec la distance et illustre bien le biais de Malmquist (voir Section 2.3.2). Une limite de complétude a été choisie pour notre échantillon, à $\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.41$ (SBGs, ligne horizontale en pointillés). La séparation AGN (croix rouges) / SBGs (étoiles bleues) se fait à $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23.05$ (Sadler et al., 2002). Les cercles ouverts gris représentent les SFGs. Les lignes solides verticales délimitent notre sous-échantillon final en vitesse ($10000 \text{ km s}^{-1} < v < 18800 \text{ km s}^{-1}$) afin d’être doublement complet (en luminosité et en vitesse).

La limite inférieure de luminosité $L_{1.4\text{GHz}}$ optimale de notre échantillon est donc:

$$\log L_{1.4\text{GHz}}^{\min} = \log L_{1.4\text{GHz}}(S_{\min}, v_{\max}/c) = 22.41 \text{ WHz}^{-1} \quad . \quad (2.6)$$

Dans cette coupe en vitesse, le catalogue 6dFGS+FLASH contient 2363 galaxies en NIR, dont 142 galaxies en radio au-dessus de la limite de flux S_{\min} et de la limite en luminosité radio $\log L_{1.4\text{GHz}}^{\min}$.

Nous calculons ensuite la luminosité radio des galaxies de notre échantillon, en utilisant la formule (1.6). Nous appelons ici SBGs avec une luminosité radio $\log L_{1.4\text{GHz}} > \log L_{1.4\text{GHz}}^{\min}$ car ceci correspond à un $\text{SFR} \approx 15 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, d’après l’équation (1.8). Nous séparons ensuite les galaxies radio en deux sous-échantillons SBGs et AGN selon la limite de luminosité radio $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23.05 \text{ WHz}^{-1}$ (section 1.6.3). Cette classification nous donne donc 114 SBGs et 28 AGN. La Figure 2.3 résume la séparation de l’échantillon de galaxies radio en différentes classes de galaxies radio. Nous avons procédé à une inspection visuelle des toutes les galaxies

ainsi détectées en radio pour confirmation, à l'aide des contours radio du NVSS superposés à l'image optique du DSS ⁴ (Figure 2.4).

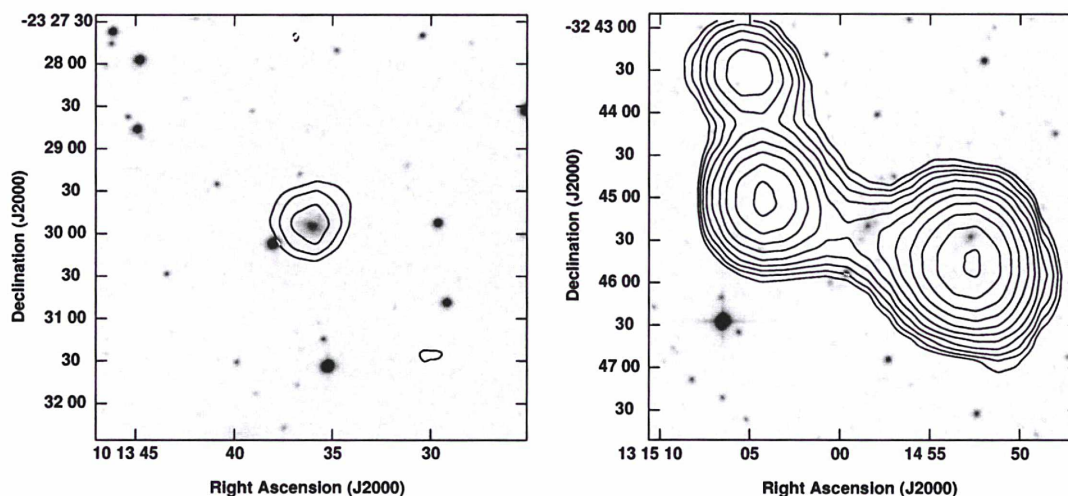


FIG. 2.4: Contours radio du NVSS (le faisceau est 45'' en FWHM) superposés à l'image optique correspondante (DSS). Les images sont large de 5'. Les contours radio commencent à 3σ et augmentent par pas de $\sqrt{2}$. *A gauche* Une galaxie radio de l'échantillon SBGs. *A droite*: Un contre-exemple: identification douteuse d'AGN.

Bien qu'il y ait de la contamination d'un coté comme de l'autre, il y a cependant plusieurs façons de vérifier la cohérence interne de nos échantillons. Nous disposons par exemple de l'information sur le type de Hubble dans le catalogue FLASH. Les types de Hubble des galaxies actives sont variés. Cependant, les galaxies radio puissantes ont tendance à être des galaxies les plus vieilles et les plus massives, la fraction d'AGN radio augmentant fortement avec la masse de la galaxie-hôte (Best et al., 2005). Ils se trouve que ces galaxies massives sont très souvent des elliptiques, donc de type de Hubble "E", ou bien des spirales de type "S0-Sa" avec un gros bulbe. Dans la Figure 2.5, on peut voir que la majorité des AGN ont effectivement des types de Hubble "précoces" (*early-types*) alors que les SBGs sont plutôt "tardifs" (*late-types*).

2.3 Distribution globale des galaxies dans le catalogue 6dFGS+FLASH

2.3.1 Cosmographie de la région du SSC

On peut brièvement rappeler quelques-unes des grandes caractéristiques qui ont été obtenues au fur et à mesure des années. Le SSC est une surdensité de l'ordre de $N/\bar{N} \approx 11.3$ à une échelle de ~ 10 Mpc et contribue à environ 26 km s^{-1} de la vitesse du Groupe Local. A un contraste de densité d'environ 2, le SSC contient environ 25 amas dans une boîte de dimension comobile

⁴Les images du Digitized Sky Survey sont disponibles en ligne à l'adresse http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form.

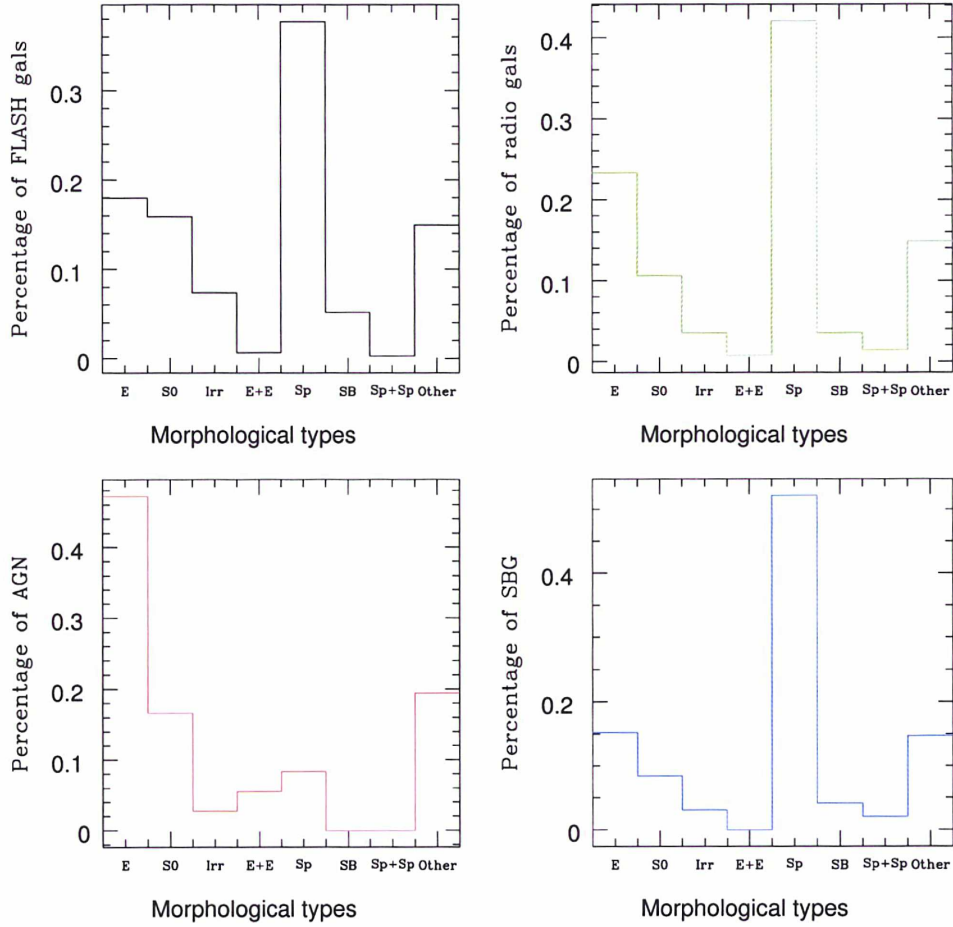


FIG. 2.5: Pourcentage des galaxies d'une certaine classe (*de gauche à droite et de haut en bas*: optique, radio, AGN, SBG) en fonction de leur type de Hubble. Noter que seules les galaxies FLASH sont ici représentées puisque les types des galaxies 6dFGS ne sont pas répertoriés.

$(\alpha \times \delta \times D) = 32 \times 55 \times 100 h^{-3} \text{Mpc}^3$. La masse du SSC serait de $1.4 \times 10^{16} \Omega_0 h^{-1} M_\odot$ (Bardelli et al., 2000).

Comme le montre les contrastes de densité de galaxies de la Figure 2.6, la région du SSC peut être définie autour de $(13^h 25^m, -30^\circ)$ et à $\sim 14400 \text{ km s}^{-1}$, bien que l'on puisse trouver des chiffres un peu différents dans la littérature. A3558 est considéré comme le centre du SSC⁵ et se situe à $13^h 27^m 54.8^s, -31^\circ 29' 32''$ avec une vitesse de récession moyenne de $\langle v \rangle = 14390 \text{ km s}^{-1}$. Certaines extensions portent des noms, comme le "Front Eastern Wall", le "Northwest Filament" et la "Northern Extension" (Quintana et al., 1995, 2000). Il est intéressant de noter que l'on peut aussi voir ici en avant-plan l'amas de Hydra ($10^h 36^m 51.3^s, -27^\circ 31' 35''$, $\langle v \rangle =$

⁵Le centre du SSC est aussi connu sous le nom de "Shapley 8" mais nous n'utiliserons pas cette nomenclature.

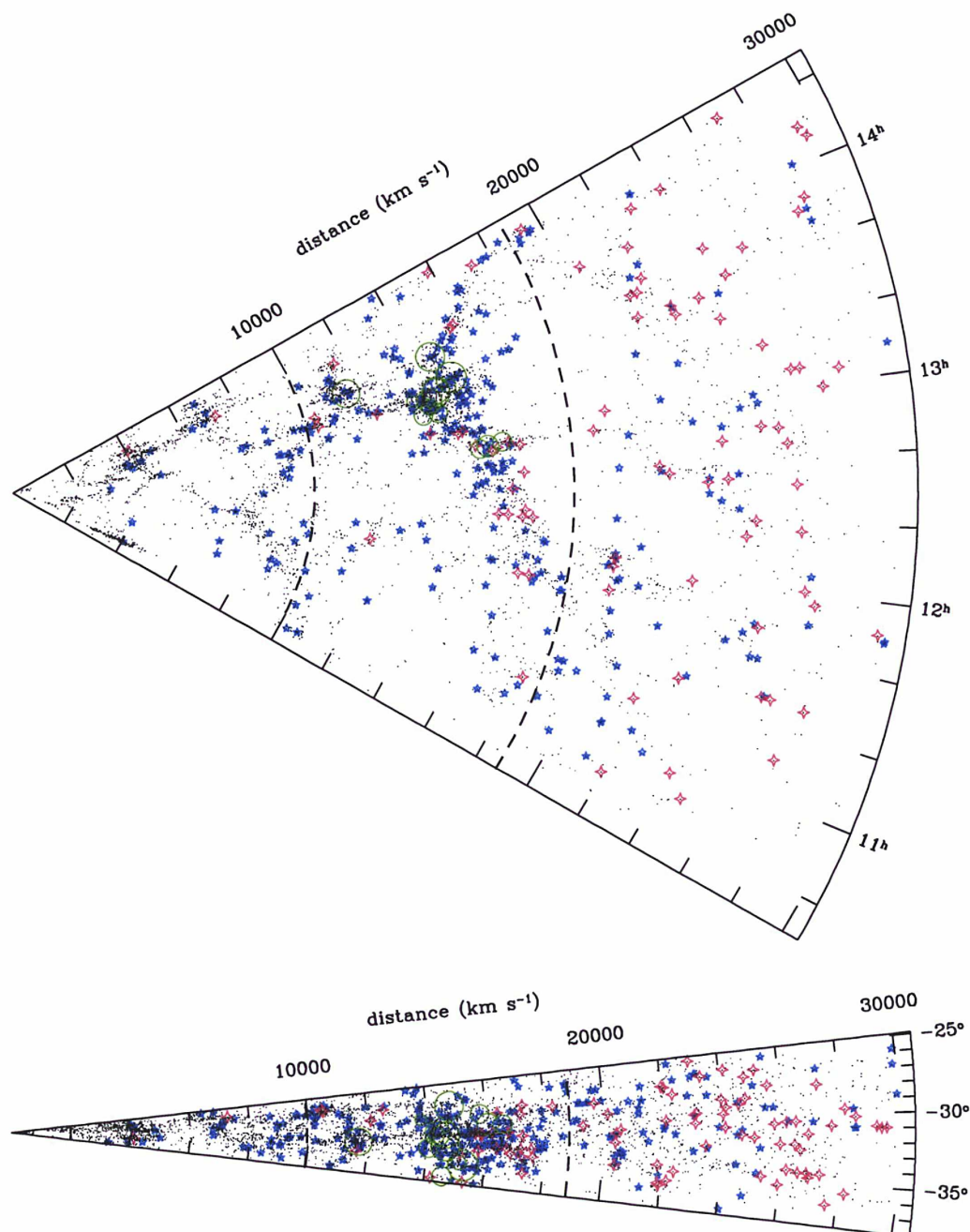


FIG. 2.6: Distribution des galaxies dans la région du SSC, projetée en ascension droite (*en haut*) ainsi qu'en déclinaison (*en bas*), en fonction du redshift. Les AGN radio (diamants rouges) et les SBGs (étoiles bleues) sont superposées aux galaxies NIR/optique du catalogue 6dFGS+FLASH (points noirs). Les courbes en pointillés correspondent aux limites de vitesse de l'équation 2.5. Les grands cercles verts indiquent la position des amas de quelques amas-clés étudiés plus en détail par la suite.

3800 km s⁻¹). Une liste des amas de la région avec leurs caractéristiques (coordonnée, vitesse, dispersion de vitesse, nombre de galaxies membres ...) est présentée dans l'appendice D. Les dénominations les plus courantes pour les complexes d'amas dans le SSC sont les suivantes:

- La région centrale (Central Region, *CR*): contenant les amas d' Abell [3556, 3558, 3562, SC 1327-312 et SC 1329-313] (que l'on notera *complexe 3558*)
- Le filament Nord-Ouest (Northwestern Filament): Abell [3528, 3530, 3532, 3535] (que l'on notera *complexe 3528*), ainsi que 3544, 3553 et 3554
- Le mur Est (Front Eastern Wall): Abell 3571, 3572, 3575, 3570
- L'extension Nord (Northern Extension): Abell 1736, 3559, 3555
- Le filament connecteur (Connecting arm): Abell 3564, 3566, 3568

2.3.2 Distribution globale des galaxies radio-émettrices

Le diagramme de la Figure 2.6 montre la distribution tri-dimensionnelle des galaxies radio dans le catalogue 6dFGS+FLASH. On peut tout d'abord remarquer que la plupart des AGN (diamants rouges) apparaissent comme distants. Cette ségrégation avec la distance est une combinaison de biais de Malmquist⁶. Les AGN ont une luminosité plus élevée et sont donc détectés plus facilement que les SBGs même à grands redshifts, ces dernières passant rapidement en deçà de la limite de détection). La géométrie en cône du relevé de redshift participe aussi à ce biais: comme il y a en général moins d'AGN que de SBGs par Mpc⁻², cela signifie qu'il y en a donc moins dans la partie proche (et donc étroite du relevé).

La Figure 2.7 montre clairement que la distribution des galaxies radio reproduit plutôt bien la structure sous-jacente des galaxies 6dFGS+FLASH dans leur ensemble et ses pics de densité. Les deux grands plus grands pics de densité observés dans la distribution des redshifts sont l'amas de Hydra à ~ 4000 km s⁻¹ et le SSC à ~ 15000 km s⁻¹. Le SSC est en réalité beaucoup plus riche en galaxies que le simple amas de Hydra mais le nombre de redshifts contenus dans le catalogue est moindre du fait des biais en distance; la distribution continue ensuite à diminuer peu à peu avec le redshift à cause cette incomplétude en magnitude du relevé. Le large filament transverse ($v \sim 16000$ km s⁻¹) que l'on peut observer dans la Figure 2.6 (de ~ 12^h à ~ 13.5^h) est ici particulièrement proéminent du fait des effets de projection. A première vue il semble que la région centrale soit dénuée de sources radio puissantes et que celles-ci se regroupent plus dans le complexe 3528.

Il apparaît clair qu'il faut se restreindre à une coupe en redshift si l'on veut minimiser les biais de Malmquist. Nous restreignons donc par la suite notre analyse à la région limitée en redshift par l'équation (2.5) ainsi que l'indiquent les deux Figures 2.6 (courbes en pointillé) et 2.7 (lignes verticales en pointillé). Notre échantillon final de galaxies radio est ainsi complet (zone délimitée par les lignes solides dans la Figure 2.3).

⁶Voir par exemple Gonzalez & Faber (1997) pour une revue récente des biais de Malmquist.

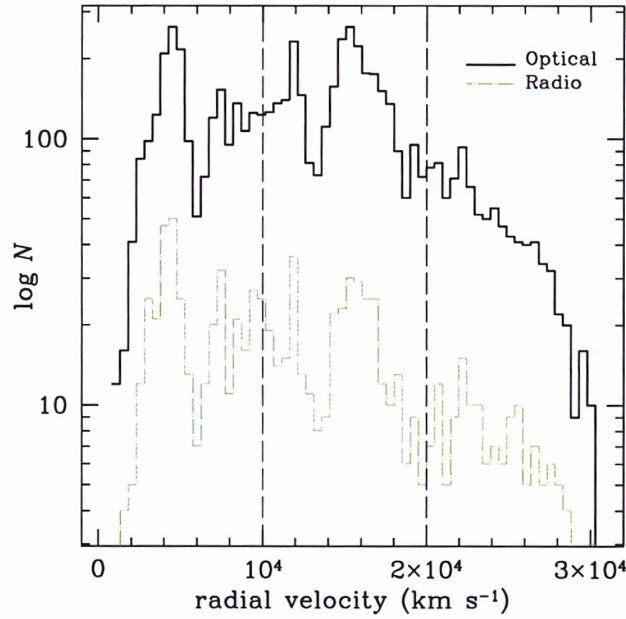


Fig. 2.7: Nombre (en log) de galaxies 6dFGS+FLASH (histogramme noir) et de galaxies radio-émettrices (histogramme vert) en fonction de la vitesse de récession v (km s^{-1}), dans la région du SSC. Les deux lignes verticales en pointillé délimitent l'extension radiale du SSC qui sera considérée dans la suite de notre étude (voir aussi la Figure 2.6).

2.4 Analyse spatiale du regroupement des galaxies radio à différentes échelles

2.4.1 Les différents estimateurs de densité

L'estimation des densités dans les catalogues de redshift est un problème difficile et récurrent. De nombreux auteurs se sont attaqués au problème et les approches diffèrent. Il n'y a pour l'instant pas de consensus au sein de la communauté sur la bonne façon de faire et ceci pourrait expliquer en partie certains résultats contradictoires sur les effets d'environnement. En effet, le problème le plus difficile provient du fait qu'il est impossible d'obtenir une vraie densité 3D, comme avec les simulations cosmologique, à cause des vitesses particulières (*peculiar velocities*) des galaxies que l'on ne connaît pas (p.ex. Kaiser 1987). Si l'on note le redshift *cosmologique* z_{cos} (flot de Hubble) et le redshift *observé* z_{obs} , alors:

$$cz_{\text{obs}} = H_0 d + v_{\text{pec}} = cz_{\text{cos}} + v_{\text{pec}} \quad (2.7)$$

où v_{pec} est la vitesse particulière d'une galaxie. Le premier terme – redshift cosmologique – est dû à l'expansion de l'univers (flot de Hubble) et le second provient de la vitesse intrinsèque de la galaxie qui résulte de l'influence gravitationnelle de l'amas dans lequel elle se trouve et la somme de ces deux termes est le redshift observé.

En conséquence de cette combinaison de termes, on peut observer des motifs étranges quand

on considère les vitesses observées directement tels les fameux "doigts de Dieu": ce sont des amas sphériques à l'équilibre qui sont allongés par les vitesses internes. En effet, si une galaxie d'un amas se déplace vers nous, elle nous apparaîtra comme ayant un redshift plus petit qu'en réalité. De la même façon, le redshift d'une galaxie de l'amas s'éloignant de nous apparaîtra plus loin qu'elle ne l'est vraiment. Le même effet affectera les amas non-relaxés qui se contractent lentement, mais cette fois de la manière opposée. Ces amas nous apparaîtront contractés, puisque les galaxies diamétralement opposées à nous et qui tombent vers son centre apparaîtront plus proches qu'elles ne le sont. A l'inverse, les galaxies du côté de l'amas le plus proche de nous apparaîtront plus lointaines. Les vitesses particulières des galaxies dépendent de la sur-densité ρ totale dans laquelle elles se trouvent:

$$v_{\text{pec}} \propto \Omega^{0.6} \frac{\delta\rho}{\bar{\rho}} = \frac{\Omega^{0.6}}{b} \frac{\delta n}{\bar{n}} \quad (2.8)$$

avec \bar{n} est la densité moyenne de galaxies et δn l'écart à celle-ci, et où b est le facteur de biais linéaire (le rapport des sur-densités de galaxies à celles de matière noire). Le problème est encore plus grave lorsqu'on cherche à estimer les densités dans des environnements aussi différents que les vides ou les amas. Dans les vides, puisque les vitesses particulières sont négligeables par rapport à celles dans les amas, les redshifts donnent des distances plus vraies (voir p.ex. Mateus & Sodré 2004) alors que dans les amas les vraies distances peuvent être très différentes des cz/H_0 . Si l'on considère la vitesse de dispersion typique d'un amas comme étant de $\sigma \approx 800 \text{ km s}^{-1}$, les erreurs sur les distances des galaxies, par exemple dans le SSC à $v = 14500 \text{ km s}^{-1}$, sont donc de l'ordre de $800/14500 \approx 5\%$ (jusqu'à 14% pour 2.5 fois cette dispersion de vitesse).

Il y a donc plusieurs approches quant à l'estimation des densités des galaxies, qui varient selon les cas d'étude et les préférences personnelles des auteurs.

(1) **L'appartenance à une structure**

Cette méthode nécessite obligatoirement l'attribution d'une galaxie à une structure. Ainsi seule une fraction des galaxies d'un échantillon peut être étudiée. De plus il n'y a pas de procédé automatique pour trouver des structures telles que des groupes ou des amas. La méthode approchant la plus utilisée est celle des "amis d'amis" (ou Friends of Friends algorithm – FoF) mais il existe aussi d'autres techniques (voir p.ex. Huchra & Geller 1982).

(2) **Le $n^{\text{ième}}$ plus proche voisin**

De nombreux auteurs (Dressler 1980; Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Miller et al. 2003; Best 2004) estiment la densité en calculant la distance projetée séparant la galaxie à son $n^{\text{ième}}$ plus proche voisin, généralement avec $3 < n < 10$. La densité est alors: $\Sigma = n/\pi r_n^2$. L'incomplétude en magnitude fait que la densité varie avec la distance et il faut alors se restreindre à un échantillon complet en magnitude; donc à un sous-échantillon en volume du relevé de galaxie original. La projection en 2D posant un problème évident, les distances projetées sont souvent calculées dans des coupes en redshift, par exemple $\pm 1000 \text{ km s}^{-1}$ (Best, 2004). Le mieux est de se restreindre dans ce cas à l'étude d'un certain type d'environnement (Lewis et al., 2002).

(3) **Les densités lissées dans un noyau (ou *kernel*)**

C'est une technique de mesure qui estime la densité autour d'une galaxie de façon conti-

nue, en lissant le champ de densité discret dans des ouvertures fixes (Tully 1988; Monaco et al. 1994; Einasto et al. 2005, voir aussi une revue dans Strauss & Willick 1995). Nous allons détailler cette technique dans la section 2.4.2 qui suit. D'autres auteurs utilisent plus simplement le nombre de galaxies contenues dans des ouvertures fixes, sans lissage (Kauffmann et al., 2004; Hogg et al., 2003, 2004).

(4) Méthodes adaptatives

En général, ces méthodes ne font pas appel à des ouvertures fixes, mais plutôt à un nombre de voisins fixes pour lesquels un rayon est donc calculé et au sein duquel la densité est estimée. Les méthodes SPH (Smoothed Particle Hydrodynamics) ont été conçues au départ afin d'estimer les densités dans les simulations cosmologiques. Certaines de ces méthodes peuvent être appliquées aux catalogues de redshifts. D'autres méthodes encore plus raffinées utilisent des tessellations de Delaunay (DTFE) adaptatives (p.ex. Pelupessy et al. 2003) mais ces dernières restent très spécifiques aux simulations cosmologiques. Il est aussi possible de reconstruire le champ de densité réel des galaxies mais ces techniques n'ont pas encore été pour l'instant appliquées à des études environnementales.

2.4.2 Un estimateur de densité simple: le lissage gaussien

Plusieurs types de noyaux peuvent être utilisés pour le lissage (top-hat, parabolique, etc...). Nous utilisons ici un noyau Gaussien pour estimer la densité projetée de galaxies (Mpc^{-2}) et 3D (Mpc^{-3}) que l'on trouve autour de chaque galaxie dans un rayon de lissage σ . Bien que les deux approches 2D et 3D aient leurs biais respectifs (voir la section 2.4.3), la combinaison des deux nous permettra de vérifier la cohérence interne de l'estimateur de densité. Nous allons calculer ici les densités lissées Gaussiennes de l'échantillon entier de galaxies 6dFGS+FLASH précédemment construit. Les rayons de lissage (en Mpc) ont été choisis pour correspondre à des échelles physiques: $\sigma = 0.625$ Mpc correspond à l'échelle des groupes, $\sigma = 1.25 - 2.5$ Mpc aux amas pauvres à riches, $\sigma = 5 - 10$ Mpc aux complexes d'amas et enfin $\sigma = 20$ Mpc trace les grandes échelles (plusieurs complexes, superamas).

Calculons tout d'abord la densité projetée lissée $\rho^\theta(\text{Mpc}^{-2})$. L'angle en degrés entre deux galaxies i et j s'exprime simplement comme:

$$\theta[(\alpha, \delta)_i, (\alpha, \delta)_j] = \cos(\delta_i) \cos(\delta_j) \cos(\alpha_i - \alpha_j) + \sin(\delta_i) \sin(\delta_j) \quad . \quad (2.9)$$

Avec le rayon de lissage projeté σ_θ :

$$\sigma_\theta = \sigma / \langle d_A \rangle \quad , \quad (2.10)$$

où d_A est la distance angulaire à laquelle se trouve la galaxie j , afin de maintenir l'ouverture constante avec la distance. On peut alors définir la densité angulaire de galaxies lissée dans un rayon σ_θ :

$$\rho_j^\theta(\text{Mpc}^{-2}) = \frac{1}{(2\pi\sigma_\theta^2)} \sum_{i \neq j} \exp\left(\frac{-\theta_{ij}^2}{2\sigma_\theta^2}\right) \quad . \quad (2.11)$$

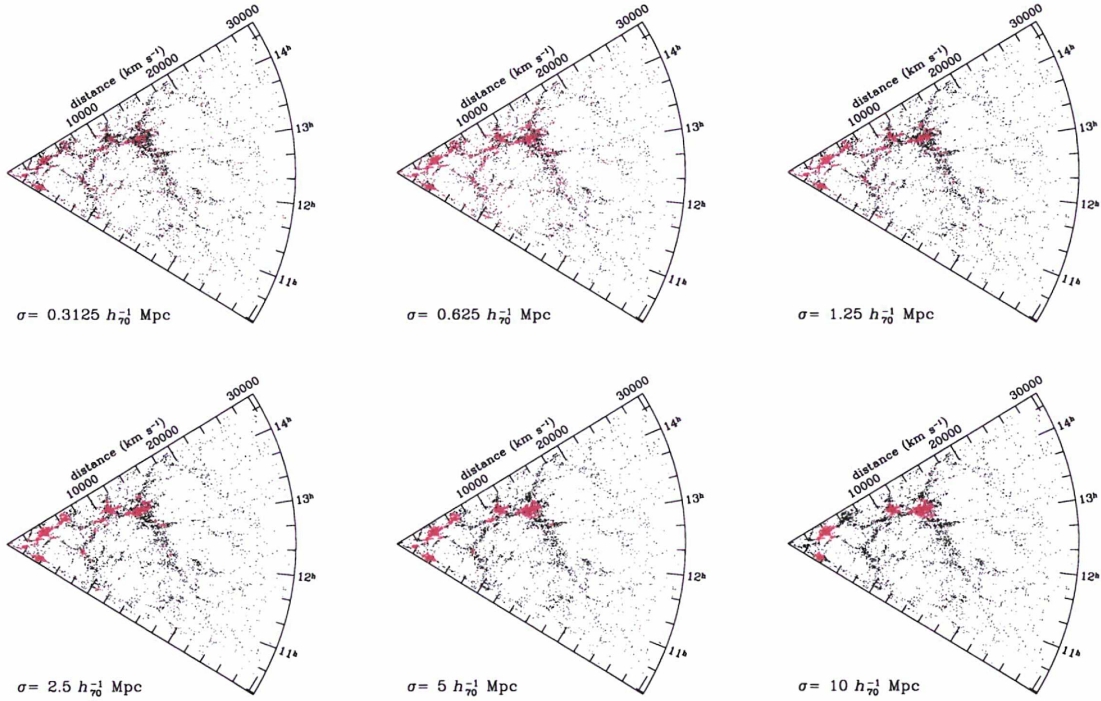


FIG. 2.8: Exemples de lissage Gaussien pour différents rayons de lissage σ . Les galaxies 6dF+FLASH en rouge ont une densité supérieure à deux fois la médiane par rapport au reste de la structure sous-jacente (en noir). Elles tracent donc les densités ρ_{rz} les plus hautes à chaque échelle de lissage.

Une galaxie aurait donc une densité locale de 0.06, si sa propre présence était prise en compte (ce qui n'est pas le cas ici: $i \neq j$).

Nous calculons de la même manière la densité 3D, puisque celle-ci est plus représentative de la vraie densité de galaxies, bien que biaisée à cause des positions radiales incorrectes (espace des redshifts distordu par les effets des vitesses particulières). La distance comouvement (*comoving distance*)⁷ entre les galaxies i et j et s'obtient à partir des distances propres d_p des galaxies:

$$\begin{aligned}
 r_{ij} &= \sqrt{d_p^2(z_1) + d_p^2(z_2) - 2d_p(z_1)d_p(z_2)\cos\theta_{ij}} \\
 &\simeq \frac{c}{H_0} \sqrt{z_{ij}^2 + (\theta_{ij}\langle z \rangle)^2} .
 \end{aligned}
 \tag{2.12}$$

La densité 3D de galaxies sera donc:

⁷Voir le détail des distances à l'Appendice A.3.

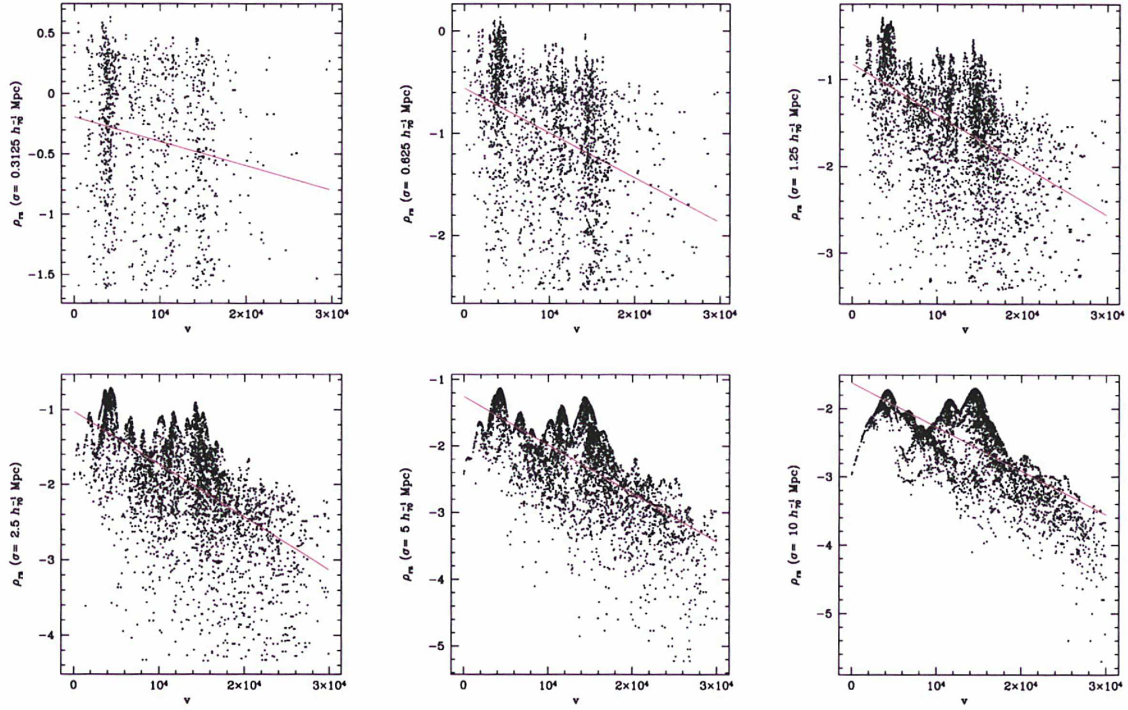


FIG. 2.9: La densité ρ_{rz} en fonction de la vitesse v , pour différentes échelles de lissage σ_{rz} . On recouvre la distribution des galaxies aux grandes échelles. On peut voir les amas se dessiner vers 1 – 2 Mpc, avec leurs formes d'apparence Gaussienne en vitesse. La droite rouge est une simple régression linéaire; sa pente négative met en évidence la fonction de sélection en distance (vitesses).

$$\rho_j^{rz}(\text{Mpc}^{-3}) = \frac{1}{(2\pi\sigma_{rz}^2)^{3/2}} \sum_{i \neq j} \exp\left(\frac{-r_{ij}^2}{2\sigma_{rz}^2}\right), \quad (2.13)$$

avec r_{ij} restreint à $3\sigma_{rz}$:

$$\rho_j = \begin{cases} \rho_j & r_{ij} < 3\sigma_{rz} \\ 0 & \text{sinon} \end{cases}. \quad (2.14)$$

La Figure 2.8 montre un lissage Gaussien à différents rayons de lissage des données du catalogue 6dFGS+FLASH, dans un diagramme ascension radiale en fonction de la vitesse de récession v . La densité lissée de chaque galaxie a été estimée: les galaxies en rouge sont celles qui ont une densité deux fois supérieure à la médiane des densités. Il est donc possible de se faire une idée des différents environnements ainsi examinés. On peut voir que les densités tracent bien les échelles voulues. Par exemple, à l'échelle de lissage la plus petite ($\sigma = 0.3125$ Mpc), les hautes densités ρ_{rz} tracent les paires de galaxies, voire certains groupes compacts. En ce qui concerne les échelles de lissage plus grandes comme celle de $\sigma = 10$ Mpc, les densités les plus

grandes tracent cette fois les coeurs d'amas denses ou les complexes d'amas; il est par exemple possible de reconnaître la région centrale du SSC.

Des problèmes subsistent néanmoins. En effet, aux plus grandes échelles, le coeur de l'amas de Hydra est estimé de même densité que le coeur du SSC, qui est un complexe d'amas. Ceci est dû à la fonction de sélection en distance. La Figure 2.9 montre que la simple estimation des densités dans un catalogue de redshift n'est pas suffisante: la densité est ici négativement corrélée avec la distance, comme le montre la simple régression linéaire (droite rouge). Il est donc nécessaire de corriger ce biais avec la distance.

2.4.3 Biais, incomplétude et catalogues aléatoires

Notre statistique est affectée par différents biais, comme l'incomplétude des données avec la distance ou encore les effets de bords. Le fait que le volume ait des limites finies, autant en ascension radiale et déclinaison qu'en distance, va avoir un effet important sur les densités, surtout aux grandes échelles. Il y a dans la littérature de nombreuses façons de corriger les biais et l'incomplétude (en densité, en luminosité ou autre). Chacunes ont bien sûr leurs qualités et leurs défauts respectifs.

Par exemple l'approche analytique consiste à corriger la densité par une fonction de sélection ϕ , inverse à l'incomplétude. De son côté, Tully (1988) prend le parti d'augmenter le rayon de lissage avec la distance, d'un facteur proportionnel à l'augmentation de l'incomplétude avec la distance:

$$\rho_j^{rz}(\text{Mpc}^{-3}) = \frac{1}{(2\pi\sigma^2)^{3/2}} \sum_{i \neq j} \exp\left(\frac{-r_{ij}^2}{2(F^{1/3}\sigma_{rz})^2}\right) \quad (2.15)$$

où F est une fonction de la distance qui compense pour l'incomplétude. Cependant, cette approche n'est pas très réaliste (comme le fait aussi remarquer Giuricin et al. 1993), dans le sens où cela ne tient pas compte du regroupement des galaxies. Bien sûr, quelque soit la façon dont on s'y prend pour corriger des biais, cela ne sera pas entièrement physique.

L'approche que nous avons prise ici consiste à normaliser nos densités par celles de catalogues tirés au hasard mais avec une densité décroissante avec la distance de façon analogue au catalogue original 6dFGS+FLASH. Ainsi le biais est pris en compte naturellement et il n'est pas nécessaire d'introduire un facteur dans l'équation ou bien d'augmenter le rayon de lissage artificiellement. Nous générons donc des catalogues aléatoires équivalents à celui dont du 6dFGS+FLASH dont nous disposons: même limites en Ra et Dec (Figure 2.11) et même distribution en z , en répartissant les points selon un ajustement des données réelles (Figure 2.10). On tire des nombres aléatoires selon la fonction de probabilité obtenue par l'ajustement $p(x)$ précédent (méthode d'acceptation-rejet):

$$p(x)dx = \begin{cases} dx & 0 < x < 1 \\ 0 & \text{sinon} \end{cases} \quad (2.16)$$

avec p tel que:

$$\begin{cases} l_{\text{random}} = \min(l) + q_l [\max(l) - \min(l)] \\ b_{\text{random}} = \arcsin \{ \sin(\min(b)) + q_b [\sin(\max(b)) - \sin(\min(b))] \} \end{cases} \quad (2.17)$$

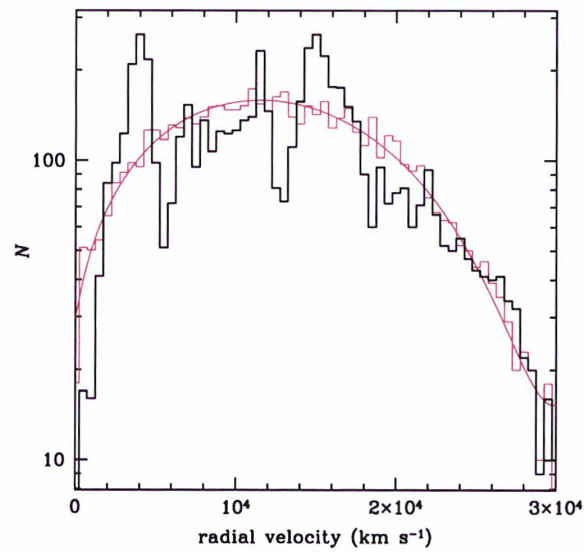


FIG. 2.10: L'histogramme noir représente la distribution des galaxies optiques en fonction de la vitesse radiale. La courbe rouge est l'ajustement (polynôme d'ordre 4) de cette distribution. L'histogramme en rouge est le catalogue aléatoire généré à partir de l'ajustement.

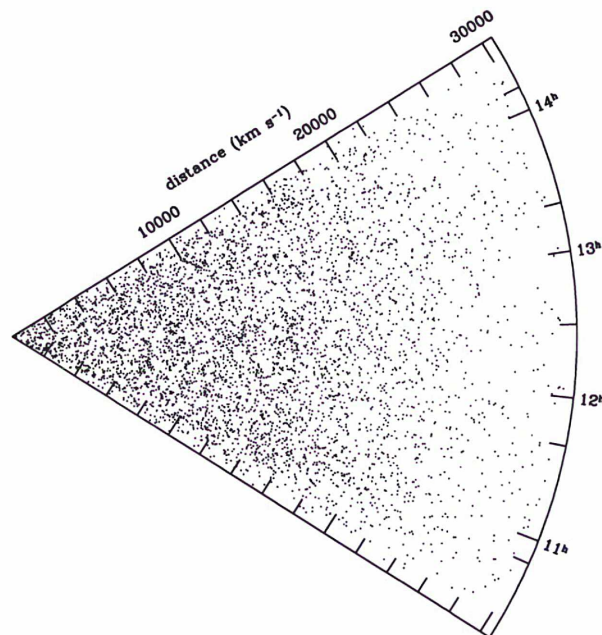


FIG. 2.11: Distribution spatiale en ascension droite et redshift du catalogue aléatoire. On voit ici très clairement la prise en compte de l'effet de biais de Malmquist avec la distance.

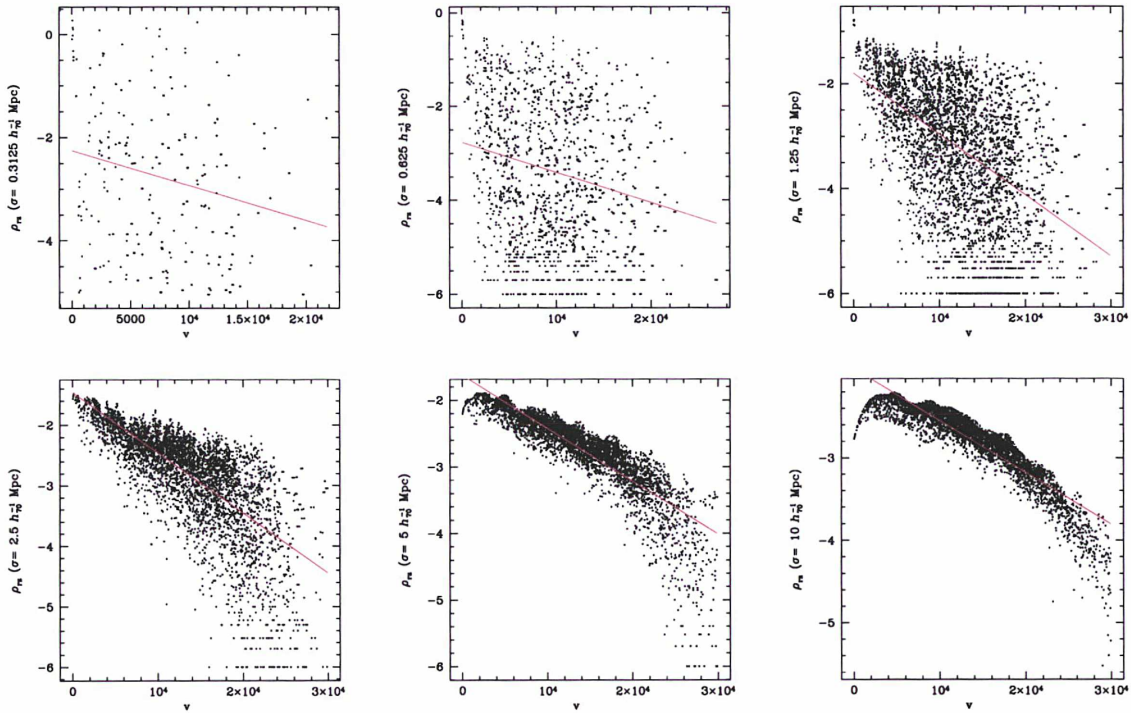


FIG. 2.12: Les densités ρ_{rz} (random) aux différentes échelles en fonction des vitesses aléatoires attribuées. On retrouve le biais de Malmquist dans les catalogues aléatoires ainsi générés. Aux grandes échelles on retrouve évidemment l'allure générale du fit des données suivant lequel on a généré ces catalogues.

où q_1 et q_b sont des nombres aléatoires compris entre 0 et 1.

La Figure 2.12 montre les densités aléatoires en fonction de la vitesse, faisant ainsi le parallèle avec la Figure 2.9.

Afin d'obtenir une densité locale non-nulle et totalement aléatoire, nous générons un nombre N de catalogues aléatoires pour lesquels on calcule à chaque fois les densités lissées. Ces densités sont ensuite sommées et divisées par le nombre de catalogues utilisés pour obtenir une densité moyenne. On peut alors normaliser les densités du vrai catalogue par cette moyenne.

Le résultat de cette normalisation est visible dans la Figure 2.13. On remarque que les densités ainsi normalisées ne dépendent pas de la distance. La simple régression linéaire (en rouge) montre un certain redressement des densités, même si cela n'est pas parfait et dépend des catalogues aléatoires générés. Notamment, l'amas de Hydra n'apparaît plus comme ayant une densité comparable, voire plus forte, que les complexes du SSC (c.f. Figure 2.9); au contraire, le superamas ressort bien par rapport au reste du volume. D'autre part, il est notable cependant qu'aux grands rayons de lissage, on retrouve la distribution à grande échelle des galaxies tel qu'on a pu le voir dans les Figures 2.7 et 2.10 (histogrammes noirs) mais cette fois sans les biais de distance. Les petits rayons de lissage différencient les galaxies isolés (faibles den-

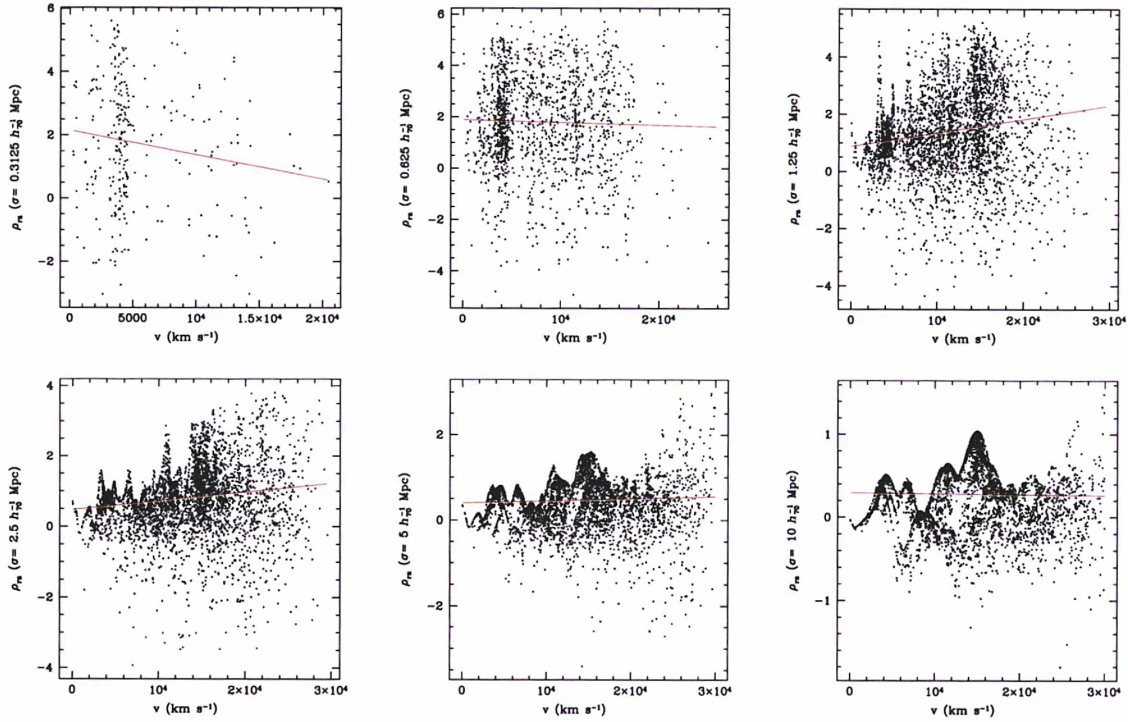


FIG. 2.13: La densité ρ_{rz} (normalisée) en fonction de la vitesse v . Les densités normalisées (ici par la densité moyenne de 20 catalogues aléatoires) en fonction des vitesses. On voit ici le redressement dû à la tentative de correction du biais. On voit cependant que la corrélation avec la distance ne peut pas être complètement ignorée. Par ailleurs, les effets de bord sont aussi censés être minimisés par ce processus.

sités) de celles ayant une proche voisine ou bien appartenant à des groupes compacts (les plus hautes densités). Les grands rayons de lissage quant à eux, montrent l'environnement à grande échelle. Les faibles densités sont donc les vides alors que les grandes densités sont les complexes d'amas.

De nombreux autres problèmes d'incomplétude restent présents et difficiles à corriger. L'un d'entre eux est l'incomplétude au cœur des amas, dû à l'espacement limité entre les fibres du spectrographe du 6dFGS. On espère alors que la fusion avec le catalogue FLASH réduit ce biais. Un autre problème qui n'est pas tout de suite apparent mais qui peut rapidement prêter à confusion est le fait qu'il y a des dégénérescences au sein de ces densités lissées. En effet lorsque l'on parle de grandes densités, on pense souvent aux amas. Cependant si l'on considère un groupe compact de 10 galaxies, sa densité surfacique peut être plus élevée que les régions centrales d'un amas diffus de 50 galaxies. Cet effet est aussi mis en avant par Best (2004) puisqu'il remarque des différences certaines entre ses deux approches, densité de surface par $n^{\text{ième}}$ voisin et appartenance à une structure.

2.4.4 Estimations de densités à l'aide de méthodes SPH

Récemment, Sharma & Steinmetz (2006) ont développé et mis à la disposition de tous un algorithme (ENBID) permettant d'évaluer automatiquement les densités d'une distribution de particules en n'importe quelle dimension, à travers un grand choix de méthodes. Un nombre de particules/galaxies est fixé et les densités lissées selon différents noyaux sont calculées dans le volume ainsi défini. Les effets de bord sont aussi automatiquement pris en compte en générant des catalogues adjacents qui viennent compléter les bords du volume par des opérations de symétries.

Certaines de ces méthodes sont directement applicables aux catalogues de galaxies. En effet, il existe une méthode qui s'adapte aux effets d'anisotropie et qui serait donc tout à fait indiquée pour l'espace des redshifts. Elle consiste à rechercher des effets d'anisotropie (c'est-à-dire d'allongement selon un axe privilégié dans le cas des doigts de Dieu apparents dans les catalogues de vitesse) autour de la galaxie et de corriger de ces effets avant d'estimer la densité.

Nous avons tout récemment testé cet algorithme sur nos données. Nous recouvrons le même genre de distribution que celle de la Figure 2.9. L'estimateur SPH et notre estimateur apparaissent corrélés, même si la dispersion reste très large. Une comparaison exacte entre ces estimateurs n'est pas malheureusement possible puisqu'ils ne sont pas tout à fait équivalents. En effet, la méthode SPH corrige des biais dû à la géométrie du catalogue mais pas de l'incomplétude des données, sur laquelle elle n'a aucune connaissance préalable. Notre méthode utilise les catalogues aléatoires pour corriger de l'incomplétude ainsi que des effets de bord. Ni la première estimation de densités ni celle après correction ne correspond donc à la méthode SPH.

2.5 Emission radio des galaxies en fonction de la densité

2.5.1 Tests de corrélations

Les densités des galaxies nous permettent maintenant d'avoir accès à une estimation de leur environnement, et ce à tous les rayons de lissage. Nous pouvons donc maintenant nous intéresser aux propriétés intrinsèques de ces galaxies afin d'estimer la dépendance de ces dernières par rapport à l'environnement. Nous avons tout d'abord testé certaines corrélations bien établies afin d'avoir une idée de la fiabilité des statistiques obtenues à partir de ces densités. Le mieux aurait été de coder d'autres estimateurs de densité parmi ceux décrits plus haut et de vérifier leur cohérence; ceci n'a pas été fait pour des raisons d'harmonisation difficiles entre les estimateurs (section 2.4.4) mais demande bien sûr à l'être. Il est bien évidemment trivial mais cependant rassurant de noter que lorsque les densités aux différents échelles sont comparées entre elles, i.e entre le rayon de lissage ρ_{rz} ($\sigma = 0.3125$ Mpc) et les rayons successifs ρ_{rz} ($\sigma = 0.3125, 0.625, 1.25, 2.5, 5, 10, 20$ Mpc), le coefficient de corrélation r part de 1 et tend rapidement vers 0, puisque plus les échelles explorées augmentent, plus elles sont décorréliées entre elles. De plus, à toutes les échelles, les densités calculées en 2D et 3D sont aussi corrélées (dans une moindre mesure puisque la densité 2D est contaminée par les effets de projection).

Nous disposons de quelques variables que l'on peut comparer aux densités et dont les corrélations sont déjà potentiellement connues: les magnitudes B et K , et donc leur couleur

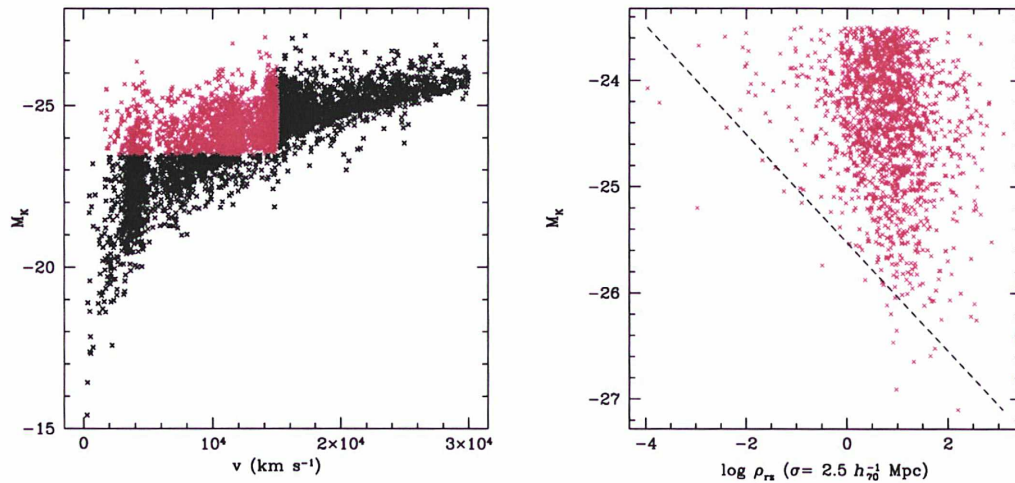


FIG. 2.14: *A gauche*: Magnitude absolue M_K en fonction de la vitesse v . Les points rouges correspondent au sous-échantillon complet en luminosité sur lequel les densités seront calculées. *A droite*: Corrélation entre la densité ρ_{rz} lissée à 2.5 Mpc et la magnitude M_K . La diagonale n'a pas de signification physique mais permet de souligner que le quadrant en bas à gauche est très vide.

$B - K$, ainsi que leur distance à nous. En comparant la densité ρ_{rz} aux magnitudes B et K à notre disposition (en considérant un sous-échantillon complet en magnitude du catalogue 6dFGS+FLASH, voir Figure 2.14) nous trouvons aussi une corrélation positive à toutes les échelles. Le coefficient de corrélation est en moyenne de l'ordre de $r \approx 0.3$. Les galaxies les plus lumineuses se trouvent bien dans les environnements les plus denses, et ce à toutes les échelles. Le pic de corrélation, $r \approx 0.43$, est obtenu pour l'échelle de lissage $\sigma = 1.25 - 2.5$ Mpc, i.e les amas de galaxies. Si la tendance n'est pas extrêmement forte, on peut néanmoins voir clairement que les galaxies les plus lumineuses dans les environnements denses sont nettement plus lumineuses que les galaxies les plus lumineuses dans les environnements de faible densité. Un résultat similaire a été encore récemment confirmé et quantifié de manière beaucoup plus précise par Einasto et al. (2005) avec le SDSS. Ces derniers trouvent en effet que les galaxies dans des environnements denses sont environ 25 fois plus lumineuses (3.5 mag) que les plus lumineuses dans des environnements peu denses. On pourrait aussi ne pas se limiter à l'échantillon de la région du SSC et faire l'étude sur tout le relevé du 6dFGS pour obtenir un résultat plus robuste mais l'objectif n'était ici que de valider notre approche sur la base d'un résultat connu.

En considérant le catalogue 6dFGS+FLASH dans les limites de complétude précédemment définies (zone restreinte à l'équation 2.5), nous trouvons une forte corrélation négative avec la densité (Figure 2.15), et ce quelque soit la densité utilisée (projetée ou 3D). En ce qui concerne les rayons de lissage $\sigma = 2.5$ et 10 Mpc par exemple, les coefficients de corrélation sont de $r = -0.32$ et -0.22 (respectivement), à plus de 99.5% de confiance.

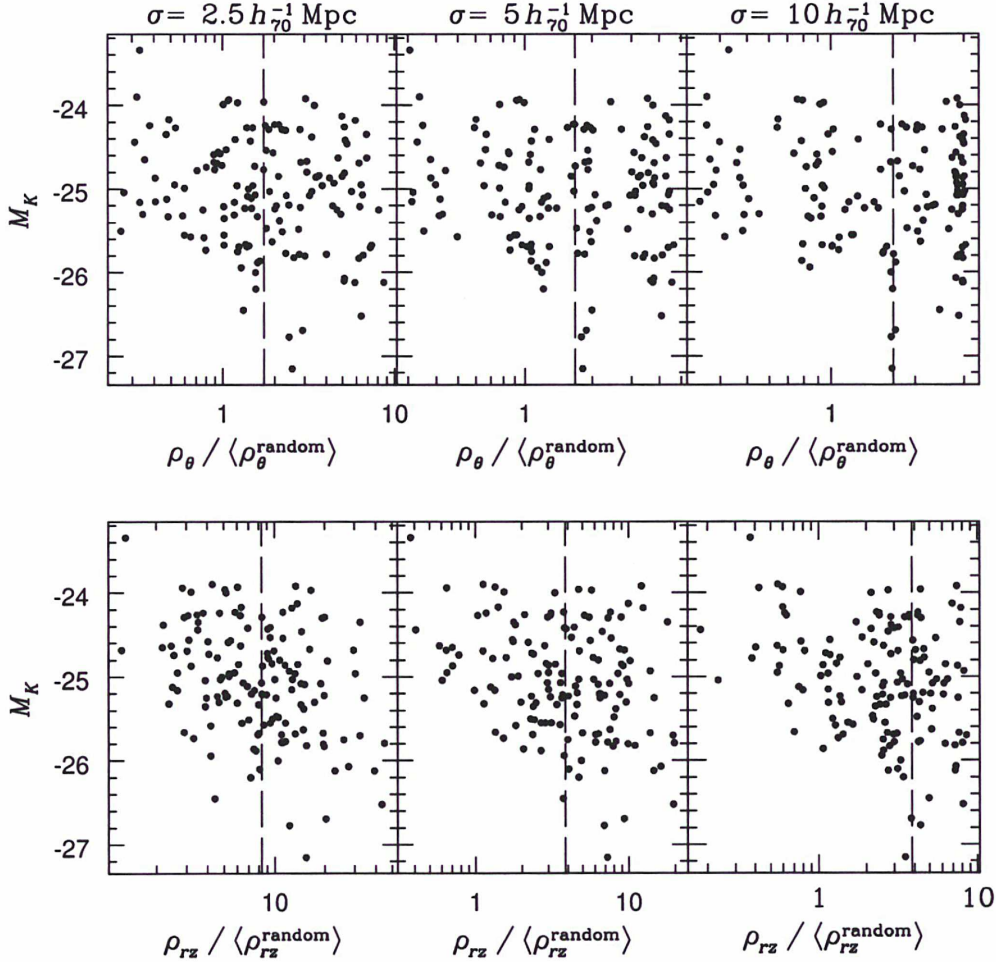


FIG. 2.15: Densités Gaussiennes lissées en fonction de la luminosité radio M_K . De gauche à droite: l'échelle de lissage augmente de 2.5, 5, à 10 Mpc. De haut en bas: densités projetées et 3D. La ligne horizontale en pointillés courts représente la limite entre les environnements de grande et basse densités (médiane).

2.5.2 Echelles de lissage et séparations des sous-échantillons

Nous allons maintenant explorer les paramètres reliés à l'émission radio des galaxies de notre échantillon, la luminosité radio $\log L_{1.4\text{GHz}}$ et le radio-loudness \mathcal{R}_K , en fonction de leur environnement, quantifiés par leur densité projetée (ρ_θ) et 3D (ρ_{rz}). Nous calculons ces densités pour différentes échelles de lissage: $\sigma = 0.625, 1.25, 2.5, 5, 10$, et 20 Mpc. Il est très important de regarder chacune de ces échelles de lissage puisqu'une ouverture fixe induit toujours des biais (c.f. section 2.4.1). D'autre part, afin de comparer les différents environnements et le comportement des deux populations de galaxies radio, nous définissons les deux coupes suivantes

dans l'échantillon de galaxies radio.

- (1) Le premier est la médiane de la densité de galaxies: ρ_{med} . Ceci permet de comparer les différentes tendances entre les environnements denses et les environnements peu denses à chaque rayon de lissage (ligne verticale dans les Figures 2.16 & 2.17) pour chaque type de galaxies radio.
- (2) La deuxième est la séparation entre SBGs et AGN (ligne horizontale à $\log(L_{1.4\text{GHz}}) = 23.05 \text{ WHz}^{-1}$ dans les mêmes figures). Bien sûr, une fois la luminosité radio normalisée à la luminosité en bande K , il n'est plus possible de distinguer entre les SBGs et les AGN.

2.5.3 Absence de corrélation entre $L_{1.4\text{GHz}}$ et la densité

La Figure 2.16 montre la densité projetée (ρ_{θ}) et la densité 3D (ρ_{rz}) en fonction de la luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$ pour les échelles de lissage suivantes $\sigma = 0.4, 2$ and 10 Mpc . Un résumé de l'analyse statistique de ces figures est présenté dans la Table 2.1.

Les effets de corrélations entre la densité d'environnement et la luminosité radio ne sont pas évidents. Tout d'abord, les coefficients de corrélation r sont très faibles et les probabilités de Spearman ⁸ associées marginalement significatives. Les deux méthodes, en 2D et 3D, donnent des résultats assez différents, surtout aux petites échelles de lissage, là où les probabilités montrent qu'il n'est de toute façon pas possible de conclure. Bien que très faibles, des corrélations négatives apparaissent cependant, vers les plus grandes échelles (p.ex. $> 10 \text{ Mpc}$). Par exemple, pour $\rho_{rz}(\sigma = 20 \text{ Mpc})$, la probabilité $P_{\text{Spearman}} = 95\%$ indique un résultat en lequel on peut potentiellement avoir confiance. Si l'anti-corrélation n'est que très faible: $r(rz, \sigma = 20 \text{ Mpc}) = -0.11$, ceci est déjà un résultat intéressant en lui-même puisqu'on se serait attendu à une corrélation positive des *luminosités radio* avec la structure sous-jacente à grande échelle. En d'autres termes, la puissance de l'émission radio d'une galaxie n'est pas corrélée à la densité des galaxies, à petite ou à grande échelle. Notre résultat particulier montre donc que la sur-densité de galaxies du superamas ne se reflète pas dans des luminosités radio plus fortes, contrairement à ce que l'on attendrait.

On peut voir des comportements assez différents, voire contraires, en fonction du type de galaxies radio qui empêchent des tendances claires de se dégager. En effet, si l'on considère les galaxies SBG uniquement, c'est à dire en dessous de la ligne horizontale de la Figure 2.16 marquant la séparation SBG/AGN à $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23.05 \text{ WHz}^{-1}$, il n'y a pas de corrélation apparente, même si leurs luminosités semblent plus corrélées à de très petites échelles (p.ex. les groupes). Les luminosités des AGN, quant à eux, n'ont aucune corrélation particulière à de telles échelles. De plus, elles semblent être responsables de l'anti-corrélation aux grandes échelles. Ceci apparaît déjà contraire à ce qu'avait pu trouver Best (2004). Celui-ci montre en effet que les luminosités radio des AGN de son échantillon sont corrélées à la densité (densité surfacique estimée selon la distance du 10^{ième} plus proche voisin). Cependant, en distinguant trois sous-classes d'AGN ⁹, il trouve que seules les luminosités radio des AGN possédant des raies en absorption sont corrélées avec la densité. Les luminosités radio des AGN avec raies

⁸Voir le détail de la statistique de Spearman dans l'Appendice B.2.

⁹Les sous-classes d'AGN sont définies par Sadler et al. (2002) selon des critères liés au spectre: Aa = AGN avec des raies en absorption, Ae avec des raies en émission seulement et Aae avec les deux types de raies. Voir aussi la Figure 6.4 du chapitre 6.

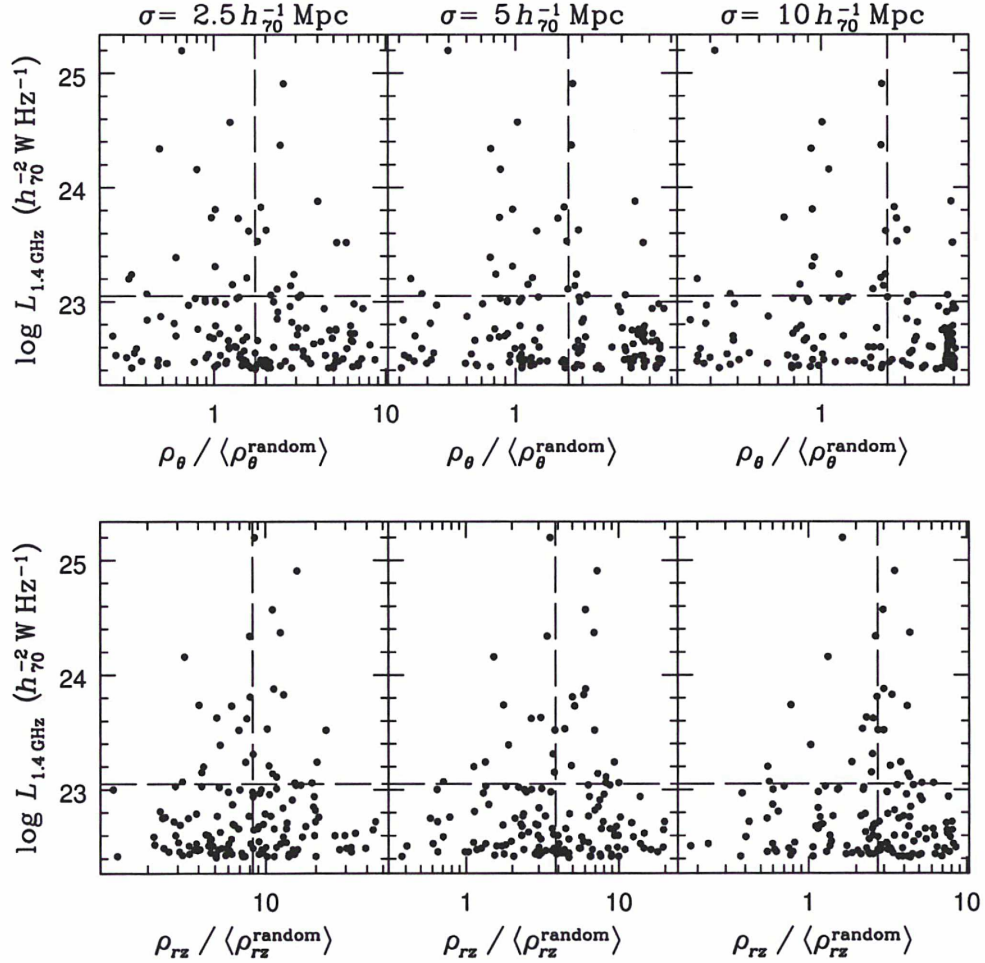


FIG. 2.16: Densités Gaussiennes lissées en fonction de la luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$. De gauche à droite: l'échelle de lissage augmente de 2.5, 5, à 10 Mpc. De haut en bas: densités projetées et 3D. La ligne en pointillés horizontale et verticale représentent respectivement la séparation entre SBGs et AGNs, comme définie dans le texte (section 2.5.2) et la limite entre les environnements de grande et basse densités, respectivement.

en absorption et en émission ou avec seulement des raies en émission ne présentent aucune corrélation significative avec la densité et les plus radio-lumineuses évitent même les grandes densités. Nous ne pouvons pas ici séparer les différents types d'AGN par leur spectre. Cependant, à la lueur des corrélations positives ou du moins de ce manque de corrélation avec la densité, l'apparition d'une corrélation négative, même faible, à grande échelle est intéressante en elle-même.

En ce qui concerne les *distributions* des galaxies radio par rapport à la densité, ces dernières

TAB. 2.1: Statistiques pour $L_{1.4\text{GHz}}$ vs ρ .

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
σ (Mpc)	r	P_{Spearman} (%)	P_{KS} (%)	P_{KS} (%)
σ_{θ}	$L_{1.4\text{GHz}}$ vs ρ correlation	high vs. low ρ	AGN vs SBGs	
1.25	-0.012	57.5	2.7	90.5
2.5	-0.057	80.2	5.5	64.4
5	-0.101	93.3	7.5	42.5
10	-0.101	93.4	5.9	7.2
20	-0.095	92.0	3.9	1.5
σ_{rz}				
1.25	0.161	0.8	69.9	0.02
2.5	0.113	4.6	46.8	67.5
5	0.045	25.3	30.3	82.7
10	-0.055	79.2	16.8	87.1
20	-0.112	95.2	6.1	26.3

Notes: Col. 1: échelles de lissage σ 2D et 3D; Col. 2: coefficient de corrélation Spearman r ; Col. 3: "probabilité de Spearman" $P_{\text{Spearman}} = (P_{\text{chance}} - 1/2) \text{sgn}(r) + 1/2$, où P_{chance} est la probabilité qu'on obtienne une corrélation plus grande que le coefficient $|r|$ par hasard. ($P_{\text{Spearman}} = 0$ pour des corrélations infiniment probables, $P_{\text{Spearman}} = 100\%$ pour des anti-corrélations infiniment probables, et $5\% < P_{\text{Spearman}} < 95\%$ pour des corrélations non-significatives); Col. 4: Probabilité de Kolmogorov-Smirnov (KS) P_{KS} que les distributions des luminosités radio entre les grandes et faibles densités soient plus différentes par hasard. Col. 5: Même KS pour SBGs/AGN.

semblent en général se distribuer de manière assez uniforme. Les SBGs ont une distribution très large, qui couvrent des gammes de densités très diverses, des plus basses ou plus hautes, contrairement aux AGN, qui semblent quant à elles se concentrer autour des densités intermédiaires, sans jamais se trouver dans les extrêmes. A l'écriture de cette thèse, Gilmour et al. (2007), qui ont étudié le superamas A901/2, montrent d'ailleurs que les AGN (observés en X) au sein de cette superstructure se situent majoritairement dans des environnements de densité projetée intermédiaire, à l'exception d'un AGN au centre d'un des amas de la zone. Bien que les galaxies hôtes-potentielles ne manquent pas, aucun AGN ne se trouve dans les densités les plus riches. Les AGN ne se trouvent pas non plus dans des zones peu denses.

Des caractéristiques se dégagent tout de même dans les distributions en densité de notre échantillon. Pour les échelles de lissage correspondant aux amas, on trouve peu de SBGs aux grandes densités, ce qui est un résultat maintenant assez connu (Lewis et al., 2002; Best, 2004):

il y a moins de SBGs dans les environnements denses d'amas. Il est cependant surprenant de noter que leur luminosité radio est faiblement corrélée (mais de manière significative) à de telles densités: la luminosité radio des SBGs étant proportionnelle à leur SFR (equation 1.8), celle-ci devrait être fortement anti-corrélée à la densité (Balogh et al., 1997, 1998, 1999; Lewis et al., 2002). Cependant, plus l'échelle de lissage augmente et plus la fraction de SBGs habitant des environnements de hautes densités augmente. Cet accroissement en nombre n'est pas reflété dans une augmentation de leur luminosité radio.

2.5.4 Anti-corrélation entre le radio-loudness \mathcal{R}_K et la densité

Nous avons par la suite exploré la relation entre le radio-loudness \mathcal{R}_K et la densité (voir la Figure 2.17).

Des corrélations faiblement négatives, mais cette fois fortement significatives, apparaissent. On peut voir dans la Table 2.2 que les coefficients de Spearman sont négatifs et que leurs probabilités de Spearman associées sont très fortement significatives, et ce pour les deux méthodes de lissage, en 2D ou en 3D.

TABLE 2.2: Statistiques pour \mathcal{R}_K vs ρ .

(1)	(2)	(3)	(4)
σ (Mpc)	r	P_{Spearman} (%)	P_{KS} (%)
σ_θ	\mathcal{R}_K vs. ρ correlation		high vs. low ρ
1.25	-0.194	99.8	5.7
2.5	-0.184	99.7	36.4
5	-0.188	99.8	59.7
10	-0.178	99.6	8.2
20	-0.147	98.6	1.8
<hr/>			
σ_{rz}			
1.25	-0.112	95.2	39.1
2.5	-0.166	99.3	2.0
5	-0.157	99.0	1.9
10	-0.184	99.7	4.3
20	-0.208	99.9	16.9

Notes: Mêmes statistiques que pour la Table 2.1 (colonnes 1 à 4).

Lorsque l'on regarde la distribution des radio-loudness, on voit encore une fois une distri-

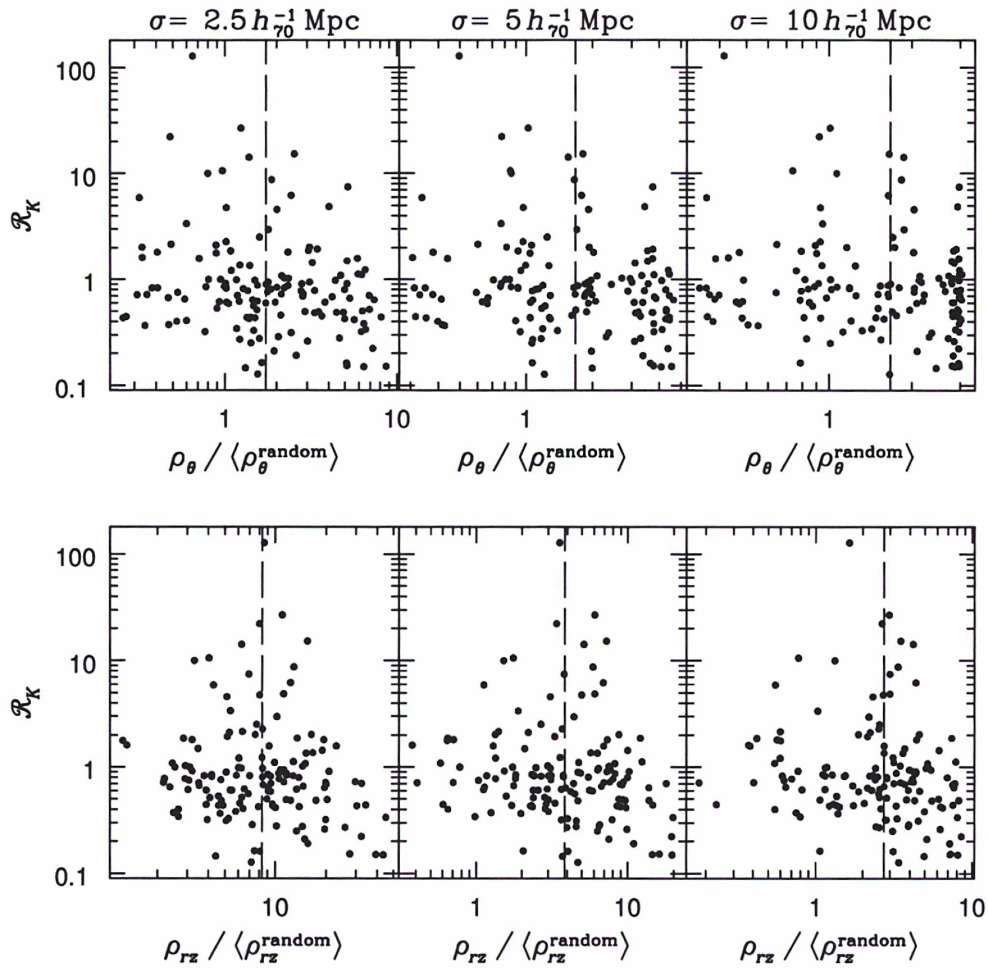


FIG. 2.17: Densités Gaussiennes lissées en fonction du radio-loudness \mathcal{R}_K . De gauche à droite: l'échelle de lissage augmente de 2.5, 5, à 10 Mpc. De haut en bas: densités projetées et 3D. La ligne verticale en pointillés représente la limite entre les environnements de grande et basse densités, comme définie dans le texte.

bution assez uniforme, avec toutefois une légère tendance à l'anti-corrélation. Les grands \mathcal{R}_K semblent se regrouper autour des densités intermédiaires, de façon similaire à ce qui avait été obtenu pour les grandes luminosités radio. On peut cependant voir que dans les environnements les plus denses, à toutes les échelles de lissage, on trouve des galaxies avec des \mathcal{R}_K très faibles. Les galaxies les plus radio-loud semblent donc éviter les densités les plus grandes.

Nous verrons par la suite que ces corrélations sont faibles à cause du mélange d'un grand nombre d'environnements différents. En effet, les amas et les complexes d'amas dans la région n'ont pas tous les mêmes caractéristiques. Nous avons donc par la suite cherché à comprendre

quelle zone était responsable de ce phénomène d'anti-corrélation. Il a été possible d'identifier plusieurs zones ayant des caractéristiques différentes. Ceci fera l'objet du Chapitre 3.

Il est important de garder à l'esprit que le paramètre \mathcal{R}_K est lié à la luminosité en bande K de la galaxie. On sait en effet qu'il y a une forte corrélation entre les magnitudes des galaxies et la densité de l'environnement (voir section 2.5.1). Il se pourrait donc que la corrélation négative significative obtenue pour \mathcal{R}_K soit en partie contaminée par la corrélation entre L_K et ρ . Si la corrélation entre la densité et la magnitude K est la plus forte à l'échelle de lissage $\sigma = 2.5$ Mpc, i.e. à l'échelle des amas, ce n'est pas le cas pour \mathcal{R}_K : c'est l'environnement à grande échelle ($\sigma = 20$ Mpc) qui est le plus anti-corrélé. Encore une fois, ceci pourrait être dû à l'effet cumulé des faibles anti-corrélation avec $L_{1.4\text{GHz}}$ et M_K . Il est finalement possible que les faibles anti-corrélations entre la luminosité radio et la densité obtenues dans la section précédente soient faibles du fait de la corrélation forte de la densité avec M_K .

Il est difficile de trancher sur ces corrélations. Cependant, comme nous le verrons dans le chapitre suivant, il semble que la corrélation positive avec M_K ne puisse pas à elle seule expliquer l'anti-corrélation avec \mathcal{R}_K , même au sein des amas: cette anti-corrélation apparaît dès lors comme un effet bien réel. A luminosité K donnée (ou en extrapolant, à *masse* donnée), les galaxies dans cette région semblent avoir une luminosité radio plus faible dans les régions de haute densités. Il y a en fait une région bien particulière qui génère cette anti-corrélation: la région centrale du superamas de Shapley.

2.6 Utilisation d'autres catalogues

Il a été possible de vérifier certains résultats à l'aide de catalogues complémentaires, notamment le catalogue de la région de Shapley de Proust et al. (2006). La Figure 2.18 montre la région du SSC dans les catalogues, choisie avec les mêmes limites en RA, Dec et v . Nous obtenons des résultats assez similaires avec ceux obtenus à partir du catalogue 6dFGS+FLASH sur les amas et les complexes d'amas. Le catalogue de Proust et al. est le plus complet à ce jour en ce qui concerne le nombre de galaxies dans le SSC mais n'est malheureusement ni hétérogène ni complet en magnitude. Il se trouve que si l'on croise ce catalogue avec 2MASS afin d'obtenir les magnitudes K de toutes les galaxies de cet échantillon, le nombre de galaxies est alors moindre que le catalogue construit à partir de 6dFGS et FLASH (la région étudiée par Proust et al. est plus petite), ce qui donne des statistiques moins significatives qu'avec nos données quant à l'analyse du lissage Gaussien.

2.7 Conclusions et perspectives

Un catalogue de galaxies (en NIR+optique, radio et spectroscopique) de la région du superamas de Shapley a été construit. Ce catalogue contenant le SSC est le plus homogène et complet à ce jour. Les sources radio ont par la suite été identifiées à l'aide d'un algorithme d'identification croisée puis vérifiées à l'oeil. Les SBGs et AGN ont été séparées sur la base de leur luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$. La séparation SBG/AGN sur la base de leur spectre optique a été récemment obtenue (Chapitre 6) et la comparaison de la répartition spatiale des échantillons *radio-loud* et *radio-quiet* est en cours.

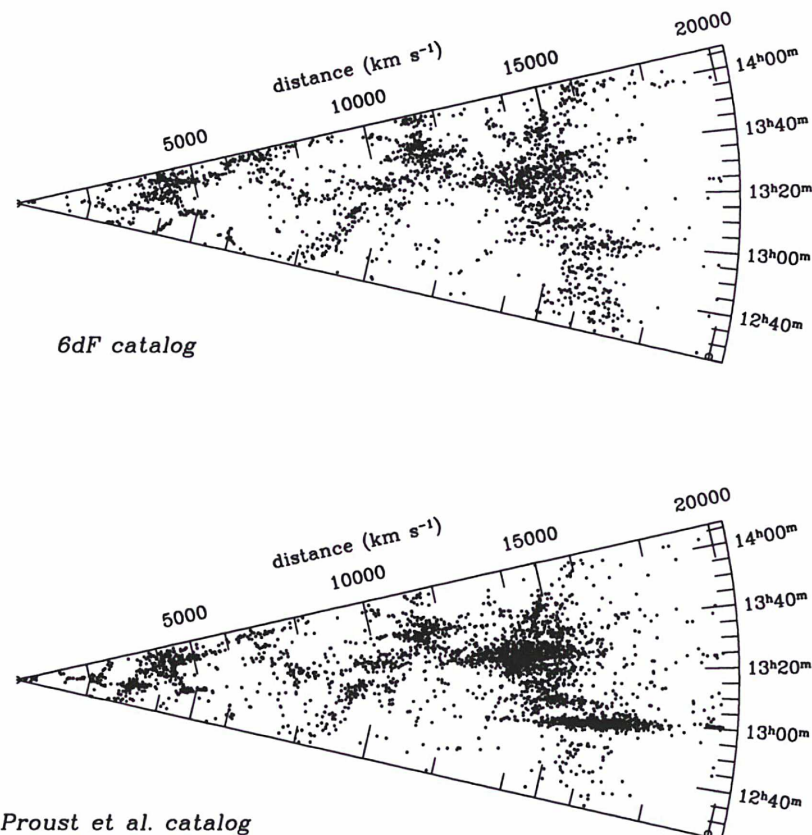


FIG. 2.18: Positions des galaxies dans le SSC en ascension radiale en fonction de la distance, projeté en déclinaison. *En haut*: relevé du 6dFGS. *En bas*: relevé de Proust et al. (2006).

Un estimateur de densité a été développé afin d’avoir accès à une variable d’environnement continue et la moins biaisée possible. La technique du lissage Gaussien utilisant des normalisations par des catalogues aléatoires permet de tenir compte des différents biais. Différentes échelles de lissage donnent accès à une grande variété d’environnements. A cause des problèmes dus à l’espace des redshifts, l’approche anisotropique apparaît comme prometteuse, en utilisant par exemple l’algorithme récemment disponible en ligne ENBID (Sharma & Steinmetz, 2006).

Des effets marginaux ont été détectés en appliquant notre estimateur de densité sur le catalogue radio de la région du SSC. Il n’y a pas de corrélation évidente entre la luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$ d’une galaxie et son environnement, quelque soit l’échelle de lissage utilisée, sauf aux très grandes échelles. Une tendance existe lorsque l’on considère le “radio-loudness” \mathcal{R}_K des sources, même si la ségrégation en masse des galaxies est prise en compte. Il semble que l’environnement du superamas soit responsable de ces tendances. Le Chapitre 3 aborde plus en détail les différents complexes du SSC et leur influence sur la population de galaxies émettrices en

radio.

La technique d'estimation de l'environnement ainsi développée peut être appliquée à n'importe quel échantillon très rapidement. Une étude de quelques autres grands superamas du ciel proche et situés dans l'hémisphère sud est en cours (voir la Figure 1.2, notamment les superamas de Lepus et de l'Horologium (Rose et al., 2002; Fleenor et al., 2006). A notre connaissance, ces superamas n'ont encore été que peu, voire pas du tout, étudiés dans le domaine radio (en ce qui concerne l'Horologium: voir Johnston-Hollitt et al. 2004). Il est aussi possible d'étudier le catalogue du 6dFGS dans son ensemble (tout en restant dans des tranches de redshifts et avec des limites de magnitude), afin de procéder à des études environnementales similaires à celles récemment effectuées à partir du SDSS, mais en NIR cette fois.

CHAPITRE 3

Les galaxies radio dans les complexes d'amas du SSC

3.1 Introduction

Ce chapitre contient un résumé des résultats présentés plus en détail dans l'article Mauduit & Mamon (2007), inclus en Appendice C. Dans le chapitre précédent, une absence de corrélation entre la luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$ et la densité, ainsi qu'une anti-corrélation avec le radio-loudness R_K ont été mises en évidence. Ces résultats sont surprenants et tendent à montrer que des phénomènes liés à l'environnement spécifique du superamas créent ces tendances. Nous allons donc ici nous concentrer sur les différents complexes du superamas afin d'isoler la région responsable. Il y a deux complexes majeurs au sein du SSC, le complexe 3558 et le complexe 3528. La Figure 3.1 montre où se situent les centres de ces deux complexes d'amas dans la région (restreinte aux limites de vitesse de l'équation 2.5) de notre catalogue 6dFGS+FLASH.

3.2 L'état dynamique des complexes d'amas du SSC

3.2.1 Le complexe d'amas central: le SSC-CR

Le complexe d'amas autour de A3358 occupe une position centrale (SSC-CR) au sein du SSC. La région centrale du SSC (ci-après SSC-CR (Central Region), suivant la nomenclature de Quintana et al. 2000, c'est-à-dire à moins de 10Mpc de A3558, que l'on appellera aussi par la suite le *complexe 3558* ou *C3558*) contient les amas A3562, A3558, A3556 et les groupes/amas pauvres SC 1329-314, SC 1327-312 (SSGC 081). Les vitesses (en unité de kms^{-1}) sont très comparables: $v_{A3562} = 14690$, $v_{A3558} = 14390$, $v_{A3556} = 14360$. Les deux groupes sont un peu plus loin en vitesses: $v_{SC1327-312} = 14841 \text{ kms}^{-1}$ et $v_{SC1329-314} = 13388 \text{ kms}^{-1}$, indiquant une chute gravitationnelle probablement le long de la ligne de visée. En calculant les séparations comobiles dans un rayon de 10Mpc, les amas A3560, 3554, 3559 et 3555 font théoriquement

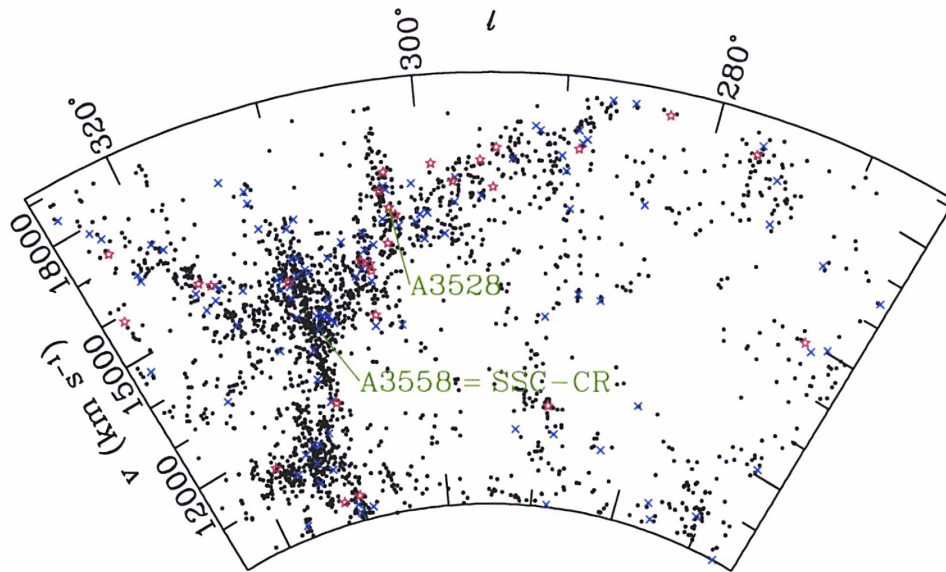


FIG. 3.1: Positions des complexes d'amas A3358 et A3528 (flèches vertes) dans le super-amas de Shapley en coordonnées galactiques. Les limites de vitesse $10000 < v < 18800 \text{ km s}^{-1}$ correspondent à l'équation (2.5). Les galaxies du catalogue sont en noir et les points bleus correspondent aux SBGs et les points rouges aux AGN.

encore partie du SSC-CR.

De par sa forte concentration 2D et sa faible dispersion de vitesse, il est probable que ce complexe soit en train de s'effondrer gravitationnellement. Bardelli et al. (1998b) émettent l'idée que ce complexe est vu juste après une première rencontre amas-amas, ce qu'ils confirment par des études dynamiques (Bardelli et al., 2000). Ils prédisent que le complexe est à un stade avancé de l'effondrement, qui devrait avoir lieu dans environ 1 Gyr. Reisenegger et al. (2000), utilisant un modèle d'effondrement sphérique simple, montrent que la structure contenue dans les 8 Mpc centraux est en contraction depuis plus d'un tiers de son "temps de vie" (voir aussi Proust et al. 2006). La région plus large de 20 Mpc est elle-même gravitationnellement liée à la région centrale. D'après Reisenegger et al. (2000), cette région envelopperait même le complexe 3528 ($\lesssim 20 h^{-1} \text{ Mpc}$).

L'état dynamique et l'histoire de fusion des amas et groupes de ce complexe sont encore mal compris, bien que les différentes études s'accordent pour dire que le SSC-CR dans son entier a été par le passé le lieu de fusions, c'est-à-dire que le complexe serait aujourd'hui dans un stade de *post-collision* (appelé aussi *post-fusion*, par abus de langage). Les premières études de l'état dynamique du SSC-CR sont présentées dans une série de travaux que l'on doit à Bardelli et al. (1994, 1996, 1998b). Deux hypothèses sont alors retenues: (1) le SSC-CR est le lieu d'une fusion majeure amas-amas vue après le premier passage coeur-à-coeur, ou bien (2) la région

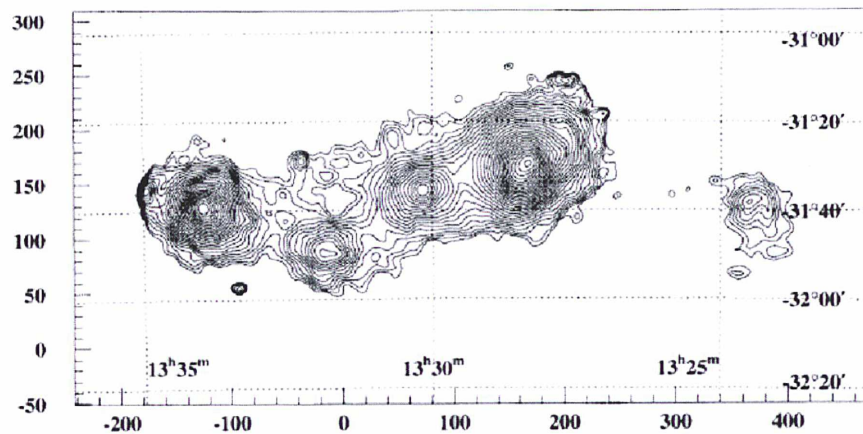


FIG. 3.2: Le complexe d'amas A3358 en rayons X. La chaîne d'amas se compose principalement des amas A3562, A3558 et A3556. Deux amas pauvres (SC1329-313 et SC1327-312) viennent s'intercaler entre A3562 et A3558. [Figure tirée de Hanami et al. (1999)]

entière est composée de fusions mineures multiples (groupe-amas, groupe-groupe). D'après les études en X qui suivirent, toute la chaîne du complexe central autour A3558 apparaît reliée par une grande structure filamenteuse (Kull & Böhringer, 1999), ce qui renforce l'idée d'une interaction forte entre tous les amas concernés. Hanami et al. (1999) suggèrent même une séquence dynamique de la chaîne: le groupe de galaxies SC 1329-313 serait en fusion et A3556 en post-fusion (voir la Figure 3.2). Cependant, cette interprétation est discutable puisque basée sur des résultats X très difficiles à interpréter. Il semblerait plutôt que A3556 soit dans un stade de post-collision par rapport à A3558. De plus, Finoguenov et al. (2004) déduisent de leurs analyses des observations XMM-Newton que le groupe SC 1329-313 serait récemment passé à travers la région externe de A3562. Bardelli et al. (2002) restent sur un scénario de post-collision dans laquelle tous les amas excepté A3558 serait des restes de la collision récente. Rossetti et al. (2007) ont récemment confirmé les résultats de Bardelli et al. (2002) par des observations X de cartes de température; ils proposent deux possibilités qui donnent un peu plus d'information que les travaux d'origine dynamique: A3558 serait bien en état de post-collision récente après avoir été traversé soit: (1) par le groupe SC 1327-312 ou bien (2) par un amas plus gros dont les restes seraient A3562, SC 1329-313 et SC 1327-312.

Il ressort de ces études une vision très dynamiquement perturbée de cette région, probablement en état de *post-collision*, bien que la séquence exacte de fusion soit encore un débat ouvert.

3.2.2 Un complexe d'amas périphérique: SSC-C3528

Un autre grand complexe d'amas dans la région du SSC est le complexe centré sur A3528 ($12^h54^m34^s$, $-29^\circ08'30''$, $\langle v \rangle = 16332 \text{ km s}^{-1}$) et contenant la paire d'amas A3532 et A3530 ainsi que A3535 (par la suite, ce complexe sera noté *complexe 3528* ou encore *C3528*). Le

complexe d'amas autour de A3528 se trouve en périphérie du SSC. Les amas de ce complexe ont des vitesses de récession comparables (en unités de km s^{-1}): $v_{A3528} = 16365$, $v_{A3530} = 16253$, $v_{A3532} = 16569$, mais l'amas A3528 est un peu éloigné de ces deux derniers en position sur le ciel. Le complexe 3528 apparaît un peu en retrait du superamas, avec A3542 comme plus proche voisin, à plus de 20 Mpc du complexe. Bardelli et al. (2000) estiment que le complexe 3528 est une structure plutôt jeune, du moins en comparaison au complexe 3558.

En ce qui concerne son état dynamique, les études divergent plus encore que dans le cas du SSC-CR. L'amas central de cette super-structure est A3528, un amas bimodal, composé de deux sous-structures appelées A3528-N et A3528-S et séparées de 0.9 Mpc (Raychaudhury et al., 1991; Schindler, 1996). Les galaxies de ces sous-structures seraient près de l'équilibre du viriel, d'après la forme Gaussienne en redshift (Bardelli et al., 2001) et l'apparence relaxée des coeurs des amas en X (Donnelly et al., 2001). Le complexe 3528 (C3528) dans son entier

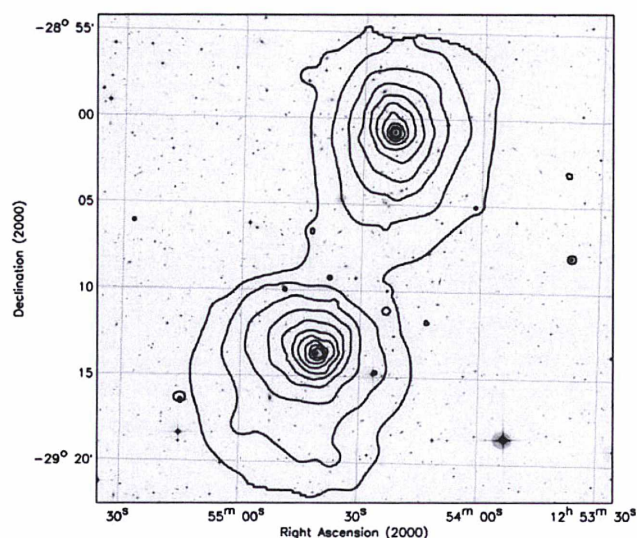


FIG. 3.3: L'amas bi-modal A3528 en rayons X. [Figure tirée de Gastaldello et al. (2003a)]

n'est pas trop fragmenté et contient moins de sous-structures que le SSC-CR. Le C3528 serait donc une structure jeune, à un stade précoce d'effondrement. A3528 serait donc en situation de pré-fusion, en train de tomber sur la paire d'amas A3530-A3532 (Bardelli et al., 2001). Cependant, l'étude de Gastaldello et al. (2003a), basée sur des cartes de brillance de surface et de métallicité obtenues avec XMM-Newton, montrerait que A3528 serait plutôt en post-fusion. La très faible séparation angulaire des deux coeurs et l'absence de choc les poussent à conclure que les deux groupes se seraient rencontrés il y a 1 – 2 Gyr, hors-axe et avec un grand paramètre d'impact. Ceci n'explique pourtant pas comment les coeurs pourraient toujours être relaxés et les galaxies virialisées, i.e. ne sentant pas les effets de marée de l'interaction amas-amas. Une récente comparaison avec des simulations (Kapferer et al., 2006) suggère à nouveau que A3528-N et A3528-S seraient dans un stade de pré-fusion, reprenant les conclusions initiales de Bardelli et al. (2001) et Baldi et al. (2001).

Encore une fois, il s'avère très difficile de savoir exactement dans quel état dynamique se

trouve le complexe 3528, même si les résultats les plus récents tendent à confirmer un état de *pré-fusion*, que cela soit pour le complexe ou pour l'amas bi-modal A3528.

3.2.3 Etudes radio des complexes C3558 & C3528

Des études de la population radio des galaxies de ces deux complexes majeurs du SSC ont été effectuées au cours des années (Venturi et al., 2000, 2001; Giacintucci et al., 2004; Miller, 2005). Cependant, les échantillons radio utilisés ne sont pas toujours homogènes. Ces études observationnelles se sont portées quasi exclusivement sur l'analyse de la morphologie radio des galaxies ainsi qu'à leur distribution de luminosités radio (RLF). Venturi et al. (2000) ont détecté un manque de galaxies radio puissantes dans la région centrale du SSC et concluent que l'état dynamique de la zone doit être responsable.

La variation de la luminosité radio en fonction de la densité n'a été que jusqu'ici très sommairement étudiée et aucune corrélation n'a été trouvée. Venturi et al. (2000) n'ont pas trouvé de corrélation entre la densité et le radio-loudness défini en optique \mathcal{R}_{opt} . Cependant, Venturi et al. ne donnent aucune indication ni sur l'estimateur de densité utilisé, ni sur leur définition du radio-loudness. De même, Miller (2005) ne trouve pas de *variation* de \mathcal{R}_{opt} à travers le complexe 3558 dans différentes régions (ces régions ne sont pas définies par l'auteur). Seule la région du groupe SC1329-313 est mentionnée comme ayant une formation d'étoiles plus forte (à moins de 2σ). Miller utilise la définition suivante du radio-loudness: $\mathcal{R}_{\text{opt}} = \log(L_{1.4\text{GHz}}/L_R)$, où L_R est la luminosité en bande R à 6940 \AA . Seules les galaxies starbursts sont gardées (les AGN sont considérés comme des galaxies plus lumineuses que $M_R = -22$ et plus rouges que $B - R = 1.5$): seule la formation d'étoiles est donc étudiée dans leur analyse.

3.3 Effet des différents complexes du SSC

Afin de comprendre de quelle région pourrait provenir les corrélations précédemment obtenues, la même étude statistique qu'au Chapitre 3 est effectuée mais en enlevant certaines parties du SSC de notre échantillon.

3.3.1 Découpage du SSC-CR

Le but est d'ôter des galaxies du catalogue d'origine et de recalculer les corrélations sur le sous-échantillon restant afin de déterminer si les corrélations changent (par exemple redeviennent positives). Plusieurs approches sont possibles lorsqu'il s'agit d'enlever des régions particulières d'un catalogue. Toutes ne sont cependant pas valides car elles peuvent potentiellement introduire des biais. La première approche que nous avons suivie a été d'enlever les galaxies des catalogues optiques et radio contenues dans une sphère centrée sur l'amas central du complexe. Une fois cela fait, nous recalculons les densités autour de chaque galaxies radio en dehors de la coupure. Un des problèmes de cette méthode est l'asymétrie abrupte qu'elle génère. En effet les galaxies radio juste en dehors de la coupure ne verront pas les concentrations possibles de galaxies optiques à l'intérieur de la coupure mais un vide total et auront donc des densités plus basses. Nous préférons finalement utiliser une deuxième approche qui consiste à enlever

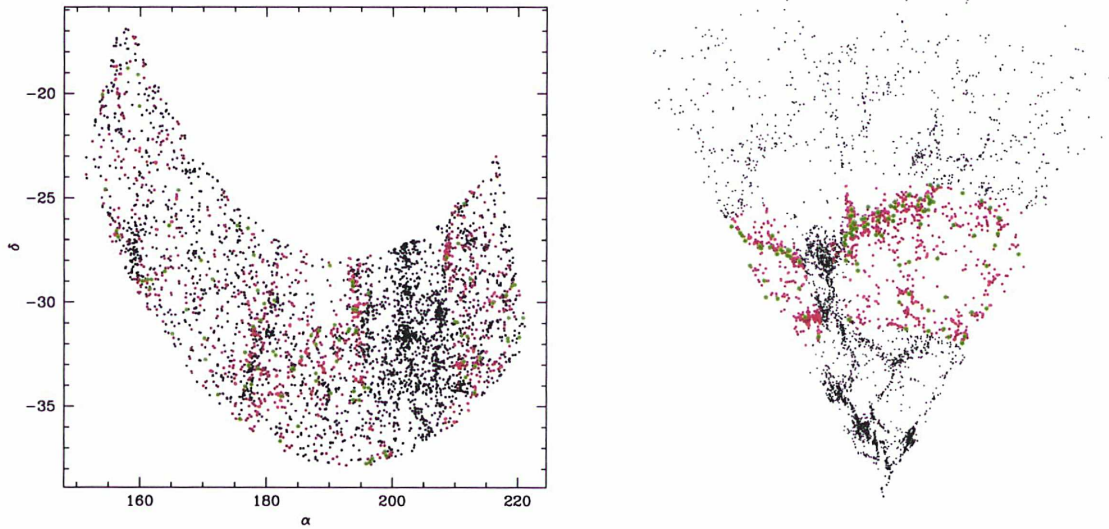


FIG. 3.4: *A gauche*: vue de la coupe du SSC en coordonnées équatoriales (α, δ) (qui apparaît ici courbée car la zone FLASH est un rectangle en coordonnées galactiques). (*A droite*: idem dans le plan (α, ν). Les points noirs sont les galaxies du catalogue 6dFGS+FLASH en entier. Les galaxies en couleur se trouvent dans les limites de vitesse de l'équation 2.5. Les points rouges et verts sont les galaxies du sous-échantillon après coupure de la région centrale (ici 20Mpc et $\pm 3\sigma_{\text{vir}}$).

seulement les galaxies radio à l'intérieur de la coupure et estimer les densités sur le champ global de galaxies 6dFGS+FLASH.

Sélectionner des complexes d'amas est un exercice délicat et reste dépendant de la méthode utilisée. A cause du phénomène "doigt de Dieu" et des différentes dispersions de vitesse des amas appartenant au complexe, il est difficile de définir proprement un complexe d'amas dans un relevé de redshift. La définition suivante est ici choisie: les galaxies appartiennent aux amas du complexe si

- (1) elles se trouvent à une distance projetée $D_{\text{proj}} < 10\text{Mpc}$ du centre de l'amas central du complexe.
- (2) elles appartiennent à des amas du complexe (i.e. contenues dans le rayon du viriel ¹ projeté et à moins de $3\sigma_{\text{vir}}$ de l'amas en question), on calcule le $\sigma_{\text{vir}}(\text{total})$ de ces galaxies et on sélectionne toutes les galaxies de (1) dans un intervalle de redshift tel que $|v - v_{\text{amas}}| < 3\sigma_{\text{vir}}(\text{total})$.

La Figure 3.4 montre la région ainsi définie en 2D et 3D. Le complexe 3558 ainsi enlevé

¹Le rayon du viriel correspond au rayon de l'amas auquel la densité moyenne de galaxies est égale à $\Delta\rho_c$, avec ρ_c la densité critique de l'Univers (équation A.7) et Δ un certain facteur. Lorsque l'on considère la valeur $\Delta \approx 200$, le rayon de viriel est aussi noté r_{200} .

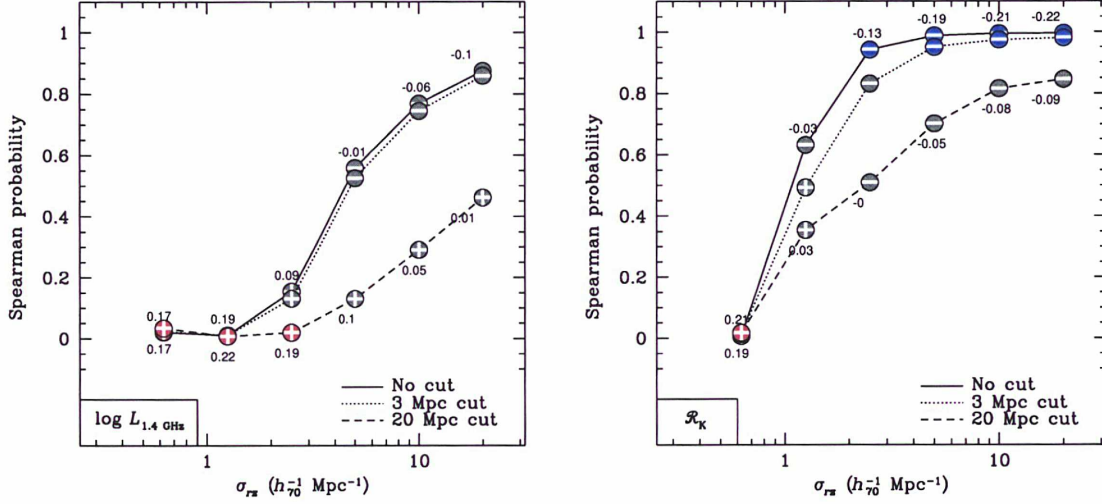


FIG. 3.5: Effet sur les statistiques de deux exemples de coupure en 3D (3 & 20 Mpc) du SSC, pour $L_{1.4\text{GHz}}$ (à gauche) et R_K (à droite) pour différents rayons de lissage. Les points correspondent à la probabilité de Spearman (en ordonnée) associée à chaque coefficient de corrélation (valeurs sous les points) et ce pour chaque rayon de lissage (en abscisse). Lorsque les corrélations r sont significatives, les points sont colorés: corrélations positives en rouge et négatives en bleu. Par convention ici: $P_{\text{Spearman}} \rightarrow 1$ pour les corrélations positives ($r < 0$) significatives et $P_{\text{Spearman}} \rightarrow 0$ pour les corrélations négatives ($r < 0$) significatives (voir équation 3.1). Voir le texte pour l'explication plus détaillée de la figure, section 3.3.1.

du catalogue, il est possible recalculer les corrélations du chapitre précédent en faisant varier la distance projetée D_{proj} définie plus haut afin de voir jusqu'où s'étend l'influence des complexes respectifs.

La Figure 3.5 montre les statistiques des corrélations obtenues en fonction des différentes coupures considérées. Les probabilités associées sont en ordonnée et les rayons de lissage en abscisse. Pour chaque rayon de lissage (6 en tout: 0.625, 1.25, 2.5, 5, 10 & 20Mpc), les coefficients de corrélation sont indiqués. Afin de pouvoir montrer les probabilités des corrélations positives et négatives sur un même graphique, nous redéfinissons les probabilités P_{Spearman} de la manière suivante: si la corrélation est négative ($r < 0$) alors $P = 100\%$ est la plus grande significativité; par contre, pour une corrélation positive ($r > 0$) alors $P = 0\%$ représente bien aussi la plus grande significativité. Ceci peut se résumer par l'équation:

$$P_{\text{Spearman}} = (P_{\text{chance}} - 1/2) \text{sgn}(r) + 1/2 \quad (3.1)$$

Dans la Figure 3.5, les points sont en couleur lorsque la corrélation est significative: rouge pour les corrélations positives significatives ($P_{\text{Spearman}} < 5\%$) et bleu pour les corrélations négatives ($P_{\text{Spearman}} > 95\%$) (anti-corrélation). Les corrélations grisées sont celles qui ne sont pas significatives ($5\% < P_{\text{Spearman}} < 95\%$). Il est ainsi possible de voir en un seul diagramme les coefficients de corrélations et leur significativité associées, et ce à toutes les échelles de lissage, pour

n'importe quel des trois rayons de coupure D_{proj} ici considérés. La figure de gauche montre les corrélations entre la luminosité radio $L_{1.4\text{GHz}}$ et la densité lissée en 3D. Sans coupure, on retrouve le manque de corrélation entre la densité et la luminosité $L_{1.4\text{GHz}}$. Si on enlève une zone contenue dans $D_{\text{proj}} = 3\text{Mpc}$, on note que les corrélations ne changent quasiment pas. Cependant, lorsqu'une zone de 20Mpc est retirée de l'analyse, certaines corrélations apparaissent comme significatives, comme à l'échelle des amas (lissage à $\sigma = 2.5\text{Mpc}$). Il y a un effet minime, mais bien présent, de ce complexe d'amas sur les luminosités radio. En ce qui concerne les corrélations entre la densité lissée en 3D et le radio-loudness \mathcal{R}_K , on peut remarquer que l'anti-corrélation à grande échelle disparaît complètement lorsqu'une zone importante autour du complexe 3558 est retirée. Si l'on considère maintenant le complexe 3528 et qu'on refait la même étude, on ne trouve pas de changement significatif des différentes corrélations.

Ceci montre donc que la région centrale du superamas est celle qui pourrait potentiellement responsable des anti-corrélations obtenues.

3.3.2 Sélection du SSC-CR

Dans cette section, nous nous focalisons sur le centre du superamas. A l'inverse de la section précédente, seules les galaxies du complexe 3558 sont maintenant sélectionnées, avec comme définition du complexe une distance projetée de 10Mpc. Le processus de sélection des galaxies des amas est expliqué en détail au Chapitre 4. Brièvement, les galaxies sont sélectionnées à l'intérieur du rayon de viriel de chaque amas et comme ayant une vitesse relative à la vitesse de l'amas $|v_{\text{rel}}| < 3\sigma_v(\text{amas})$. Mais ici ce n'est pas suffisant: comme ces régions de complexe sont très denses certains amas peuvent se chevaucher. Il faut donc un moyen pour ne pas attribuer une galaxie à plusieurs amas à la fois. Pour chaque galaxie, on calcule sa distance normalisée R/r_{200} aux amas de la tranche $|v - v_{\text{amas}}| < 3\sigma_{v,\text{amas}}$ et on garde l'amas à la distance normalisée la plus faible. La Figure 3.6 montre les amas sélectionnés ainsi que leurs galaxies associées.

La Figure 3.7 montre le radio-loudness \mathcal{R}_K des galaxies du catalogue en fonction de leur densité (dans les limites de vitesse de l'équation 2.5, en noir) et la corrélation entre les deux paramètres en ce qui concerne les galaxies appartenant au complexe 3558 (points rouges). Certaines des galaxies du SSC-CR sont dans les environnements les plus denses. On voit nettement la corrélation négative apparaître. La corrélation négative est de $r = -0.57$ (à 99% de confiance) en densité 3D ($\sigma = 2.5\text{Mpc}$) et $r = -0.27$ (à 95% de confiance) en 2D. Il ne semble pas y avoir de galaxies très radio-louds dans le SSC-CR. On peut remarquer que cette anti-corrélation forte est majoritairement due aux galaxies dans les environnements les plus denses à une échelle de 2.5Mpc. Ceci laisserait penser que ce sont là des galaxies centrales d'amas. Il est possible de rentrer plus dans le détail et de distinguer les galaxies à l'intérieur des amas de celles à leur périphérie en utilisant l'information sur leur r_{200} . Deux populations de galaxies sont ainsi séparées à une limite arbitraire $R = 0.8r_{200}$.

Une autre façon d'aborder le problème est de regarder la distribution des galaxies radio directement en fonction de la distance amas-centrique. Ce paramètre est équivalent à un estimateur de densité mais que l'on ne peut utiliser que dans certains environnements. On peut d'ailleurs s'apercevoir que le même genre de corrélation est obtenue dans la Figure 3.8 que dans la Figure 3.7. La corrélation entre \mathcal{R}_K et R/r_{200} est aussi très forte et clairement visible lorsque l'on considère uniquement les galaxies du SSC-CR (en rouge). De plus, le paramètre R/r_{200}

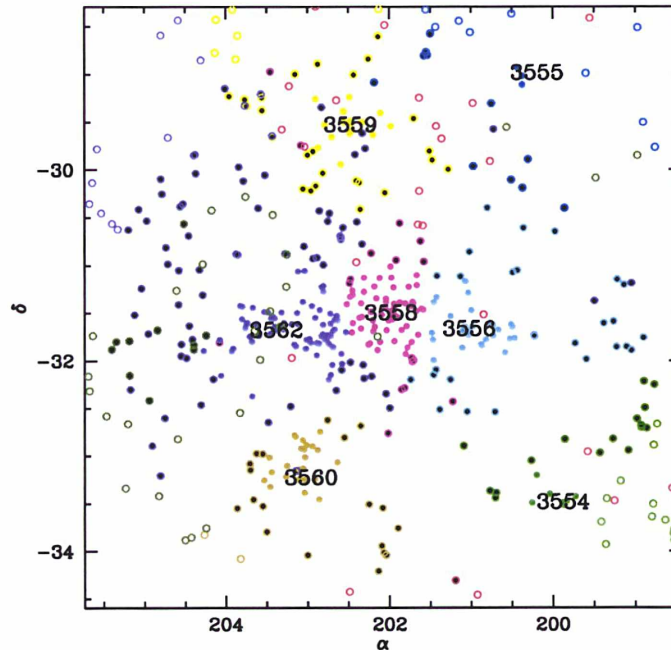


FIG. 3.6: Identification des galaxies des amas du complexe central. Les galaxies de chaque amas sont d'une couleur différente. Les points fermés symbolisent les galaxies appartenant au complexe d'amas, les points ouverts les galaxies en dehors. La chaîne centrale composée de A3562-A3558-A3556 est clairement visible ici. Avec notre définition, certaines des galaxies des amas A3354, A3555, A3559 et A3560 appartiennent ainsi au complexe.

donne accès à des informations plus précises qu'avec la densité ρ_{rz} . A cause des coordonnées des centres d'amas NED qui ne sont pas toujours ajustées sur la galaxie centrale de l'amas, ces galaxies peuvent être trouvées jusqu'à des rayons $R/r_{200} < 0.04$ (ligne verticale verte en pointillés dans le Figure 3.8). On peut remarquer que ces galaxies centrales d'amas ont les \mathcal{R}_K les plus bas de l'échantillon. Ces dernières sont d'ailleurs sûrement des AGN. Il faudrait vérifier les spectres pour conclure. Cependant les classifications dans NED de ces quelques galaxies montrent que ce sont des cD (le détail des galaxies d'amas sera présenté dans le Chapitre 5). Cela laisserait penser que ces galaxies centrales d'amas ont un trou noir quasiment éteint en leur centre. L'absence d'un flot de refroidissement central d'amas pourrait être la cause d'un phénomène de sous-alimentation (*starvation*) des AGN centraux (voir la section 3.4.2 pour une discussion du phénomène de courant de refroidissement central et ses implications dans le cas présent). Néanmoins, même jusqu'à $R/r_{200} < 0.8$ les \mathcal{R}_K des galaxies sont assez bas. Ceci induit donc que les conditions physiques internes des amas se ressentent même au-delà des régions centrales. L'absence de flot de refroidissement central (*cooling flow*) ne peut alors pas être la seule raison en ce qui concerne les galaxies les plus excentrées. Le balayage par pression de choc (*ram pressure stripping*, r.p.s.) pourrait en partie expliquer cette diminution de \mathcal{R}_K . Nous

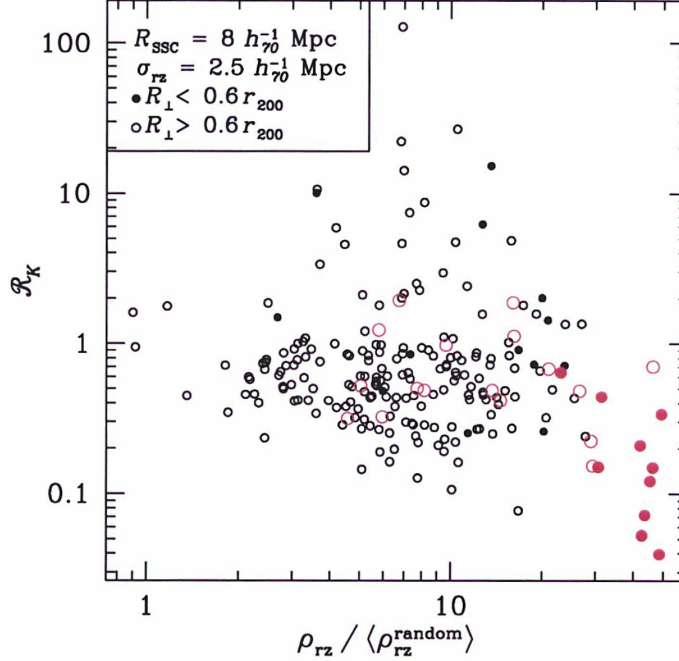


FIG. 3.7: \mathcal{R}_K en fonction de la densité 3D $\rho(\sigma = 2.5 \text{ Mpc})$ normalisée. Les points fermés symbolisent les galaxies à moins de $R/r_{200} < 0.6$, donc à l'intérieur des amas. Les points ouverts symbolisent les galaxies au-delà de cette limite. Les points rouges sont les galaxies du complexe d'amas A3358 (SSC-CR).

reviendrons en détail sur les différents processus physiques à la section 3.4.2)

Il est cependant dangereux d'utiliser ici le paramètre R/r_{200} couplé avec \mathcal{R}_K car il y a une corrélation forte indéniable entre R/r_{200} et M_K . Il est intéressant de noter que les galaxies du complexe 3528 ont des \mathcal{R}_K assez élevés. Une corrélation négative est aussi obtenue entre R/r_{200} et \mathcal{R}_K pour ce complexe, bien que les galaxies centrales soient très lumineuses en K . En effet, ces galaxies ont des luminosités radio si fortes que le \mathcal{R}_K est très grand. Malgré les liens forts entre la position d'une galaxie dans son amas et sa magnitude M_K , surtout pour les centrales, on voit donc que la corrélation entre \mathcal{R}_K et R/r_{200} dans le SSC-CR n'est pas uniquement due à cet effet.

3.3.3 Distributions $L_{1.4\text{GHz}}$ et \mathcal{R}_K

Les études précédentes ont comparé les RLF de leur échantillon avec celles obtenues pour un échantillon d'amas de Ledlow & Owen (1996). Ceci n'est pas toujours facile du fait des différences notables entre les échantillons utilisés. Venturi et al. ont essayé de corriger ces différences en sélectionnant les galaxies correspondant aux mêmes limites que Ledlow & Owen (1996) et en faisant une série d'hypothèses quant à leur morphologies.

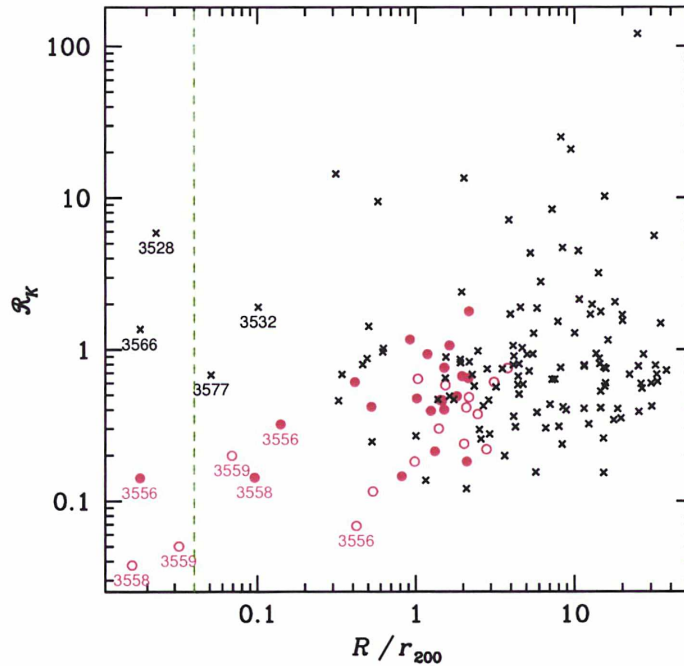


FIG. 3.8: \mathcal{R}_K en fonction de R/r_{200} , la distance au centre des amas. Les croix noirs représentent les galaxies radio se trouvant dans les limites de vitesse de la région du SSC (voir Figure 3.6). Les points rouge sont plus spécifiquement les galaxies appartenant aux amas du complexe central. Des limites différentes en luminosités radio ont des symboles différents, points ouverts ($L_{1.4\text{GHz}} > 22.21$) et points fermés ($L_{1.4\text{GHz}} > 22.41$). La ligne verticale verte en pointillés indique les coeurs d'amas ($R/r_{200} < 0.04$).

Afin de pouvoir comparer plus directement nos résultats avec les travaux de Venturi et al. (2000), nous avons calculé les distributions de $L_{1.4\text{GHz}}$ (équivalent de la RLF) ainsi que les distributions de \mathcal{R}_K pour les complexes A3528 et A3558. Une approche un peu différente est considérée ici. Puisque nous disposons d'un grand échantillon de galaxies radio complet et homogène, nous pouvons comparer les galaxies radio des différents complexes avec les distributions en $L_{1.4\text{GHz}}$ et en \mathcal{R}_K de toutes les galaxies radio du reste du catalogue. Ceci présente l'avantage de pouvoir comparer les différentes distributions sans avoir à compenser des biais induits par les différences entre les échantillons. Les galaxies radio du reste du catalogue (en noir dans la Figure 3.9) ont été sélectionnées dans les mêmes limites de vitesse, flux et luminosité radio. Un point important est cependant à noter ici. Il aurait peut-être été plus juste de prendre uniquement les galaxies d'amas pour comparaison. Si Ledlow & Owen (1996) montrent qu'en général, si la RLF (univariate) n'est pas dépendante de l'environnement, la RLF (bivariate, avec la luminosité optique) semble l'être. Mais les amas de notre catalogue appartenant tous au SSC, il se peut que sélectionner uniquement ces galaxies induisent un biais, plus fort que la sélection de toutes les galaxies du catalogue. Ceci serait à vérifier.

Nous calculons donc simplement les distributions cumulées pour les trois environnements

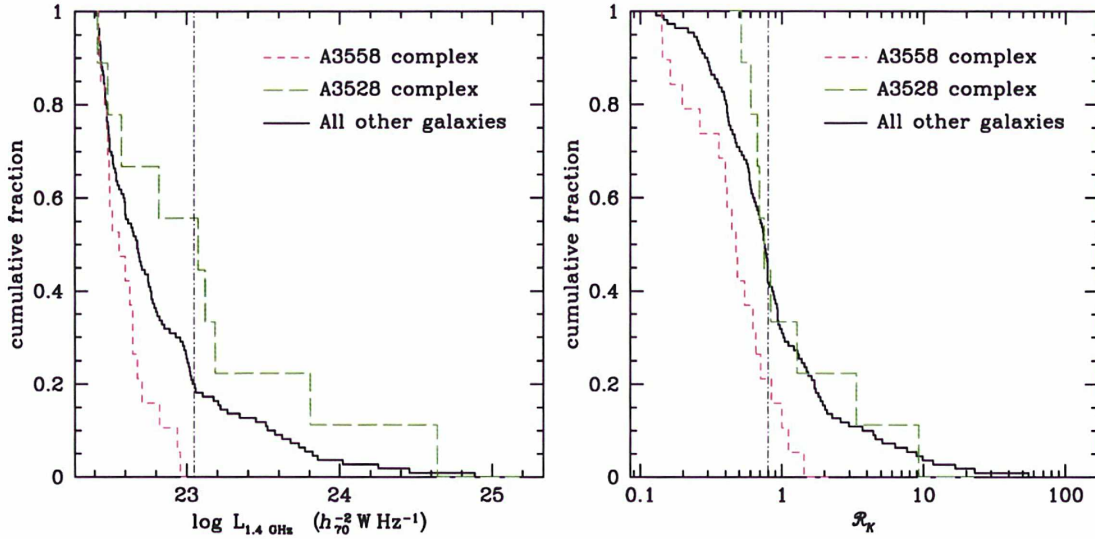


FIG. 3.9: Distributions cumulées des luminosités $L_{1.4\text{GHz}}$ (à gauche) et des radio-loudness \mathcal{R}_K (à droite) des complexes A3558 (pointillés courts rouges) et A3528 (pointillés longs verts) ainsi que pour toutes les galaxies du reste du catalogue.

différents: le complexe 3528, le complexe 3558 et le reste du catalogue. La Figure 3.9 montre, à droite, les distributions cumulées en $L_{1.4\text{GHz}}$ et à gauche, les distributions cumulées en \mathcal{R}_K . On peut tout d'abord remarquer que les distributions en $L_{1.4\text{GHz}}$ sont assez différentes pour les trois environnements. Le manque de galaxies radio puissantes détecté par Venturi et al. (2000) et Miller (2005) est ici confirmé: ce complexe ne contient aucune AGN puissante, la distribution s'arrêtant clairement avant $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23$. Le manque de galaxies à fortes luminosités radio commence d'ailleurs à apparaître dès les luminosités radio faibles ($\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.45$), ce qui est un peu différent par rapport aux études précédentes $\log L_{1.4\text{GHz}} \lesssim 22.31$ (Venturi et al.), et $\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.6$ (Miller), après correction du paramètre de Hubble. Au contraire, les luminosités radio dans 3528 semblent être plus fortes, bien que cela ne soit marginalement significatif. Venturi et al. (2001) avaient trouvé une RLF dans 3528 comparable à Ledlow & Owen (1996).

La distribution de \mathcal{R}_K dans ces complexes n'a pas été étudiée auparavant, il n'est donc pas possible de faire des comparaisons. Les \mathcal{R}_K du complexe 3558 sont deux fois moins fortes que celle de l'échantillon de référence et ce à n'importe quelle luminosité radio. Les tests de Kolmogorov-Smirnov (KS) et Wilcoxon² indiquent que la RLF en \mathcal{R}_K du complexe 3558 est significativement différente de celle du reste des galaxies radio. De même, celle du complexe 3528 semble plus haute mais ce décalage n'est pas significatif.

²Le test de Kolmogorov-Smirnov permet de déterminer si deux échantillons de données sont significativement différents ou bien au contraire issus de distributions similaires. Le test de Wilcoxon donne la probabilité que deux distributions soient aléatoirement égales.

3.4 Fusions amas-amas: quelques considérations analytiques simples

Comme il a été rappelé à la section 3.2 et montré dans la section 3.3, l'état dynamique des complexes d'amas joue un rôle indéniable sur la population de galaxies radio. Notamment dans le cas d'A3358, la fusion amas-amas (Bardelli et al., 1998b) semble supprimer l'activité radio de ces galaxies. Mais quels seraient les processus physiques capables de supprimer l'activité radio des galaxies ? Nous nous intéressons ici aux nombreux processus physiques susceptibles d'affecter les galaxies radio dans les amas. Si ils sont relativement bien compris, l'importance relative de ces processus reste encore mal quantifiée. Nous en rappellerons quelques-uns ici et les étudierons dans le cas plus particulier des fusions amas-amas. Pour une revue plus complète des observations récentes ainsi qu'une présentation des différents processus physiques et de leurs échelles de temps, on pourra se référer par exemple à Boselli & Gavazzi (2006).

3.4.1 Les processus physiques liés aux galaxies d'amas

Les fusions de galaxies

Lorsque l'activité radio d'une galaxie est évoquée, qu'elle soit d'origine starburst ou AGN, on pense le plus souvent aux fusions de galaxies. Ces événements violents sont en effet à même de déclencher de la formation d'étoiles par perturbation et compression des régions HII d'une galaxie. C'est aussi un des moyens les plus efficaces pour apporter le gaz nécessaire au centre d'une galaxie et alimenter ainsi son trou noir. Cependant, les fusions de galaxies sont assez rares dans les amas relaxés du fait de leur dispersion de vitesse élevée: les fusions de galaxies seraient plus courantes dans les groupes (p.ex. Mamon 1992, 2000). On peut cependant se demander quel est l'effet des fusions amas-amas sur les fusions de galaxies. Ces fusions sont-elles augmentées ou bien réduites ? A ce jour, il n'y a pas de réponse analytique à ce problème.

Introduisons tout d'abord quelques rappels sur les fusions de galaxies dans un amas isolé qui sera noté *amas 1*. Le nombre de fusion dépend de la vitesse relative v de la galaxie par rapport à la galaxie avec laquelle elle fusionne ainsi que de sa section efficace S :

$$\frac{dN_1}{dt} = n_1 v S(v) \quad (3.2)$$

où la section efficace $S(v)$ est aussi une fonction de la vitesse relative de la rencontre:

$$S(v) = \pi p_{\text{crit}}^2(v) \quad (3.3)$$

avec p est le paramètre d'impact maximal pour donner lieu à une fusion. Dans le cas simplifié d'un paramètre d'impact variant linéairement avec la vitesse relative, la section efficace peut se réduire à:

$$S(v) = \pi p_0^2 \left(1 - \frac{v}{v_0}\right)^2 \quad (3.4)$$

où p_0 et $v_0 = 3.1 \sqrt{3} \sigma_g$ (avec σ_g la vitesse de dispersion interne de la galaxie) sont les paramètres maximum donnant lieu à une fusion (voir Roos & Norman 1979).

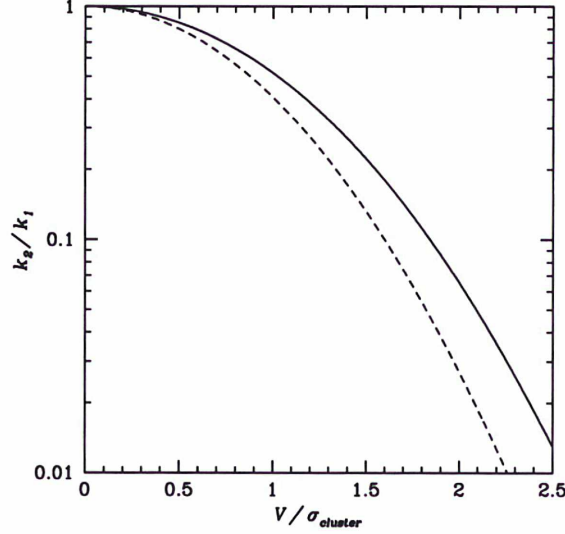


FIG. 3.10: Rapport des taux de fusions directes des galaxies de l'amas 1 avec celles de l'amas 2 et 1 respectivement, en fonction de la vitesse inter-amas V et de la dispersion de vitesse σ_{amas} (les deux amas ont la même masse et dispersion de vitesse). La courbe solide correspond au cas $\sigma_g/\sigma_c = 1/4$ et la courbe en pointillé à $\sigma_g/\sigma_c = 1/8$ (voir explication dans le texte)

Il est ensuite nécessaire d'intégrer sur les vitesses et on obtient donc le taux de fusion k_1 d'une galaxie dans l'amas 1:

$$\frac{dN_1}{dt} = n_1 \langle vS(v) \rangle = n_1 \int_0^\infty f_1(v) v S(v) dv = n k_1 \quad (3.5)$$

où $f_1(v)$ est la distribution des vitesses dans l'amas 1. Elle est ici considérée comme Gaussienne (voir p.ex. Faltenbacher & Diemand 2006):

$$f_1(v) = \frac{1}{2\sqrt{\pi}\sigma^3} v^2 \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right). \quad (3.6)$$

Ainsi le taux de fusions des galaxies de l'amas 1 est (Mamon, 1992):

$$k_1 = \frac{1}{2\sqrt{\pi}\sigma^3} \int_0^\infty v^3 \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv. \quad (3.7)$$

On peut donc maintenant considérer le cas d'un deuxième amas, noté *amas 2*, qui fusionne avec l'amas 1. Analytiquement, il n'est vraiment possible de considérer les deux amas qu'au moment de leur superposition. Dans ce cas, une galaxie appartenant initialement à l'amas 1 fusionnera avec les galaxies de 1 à un taux k_1 et avec les galaxies de l'amas 2 à un taux k_2 . On considère de plus que $n_1 = n_2$. Ainsi le nombre total de fusions sera:

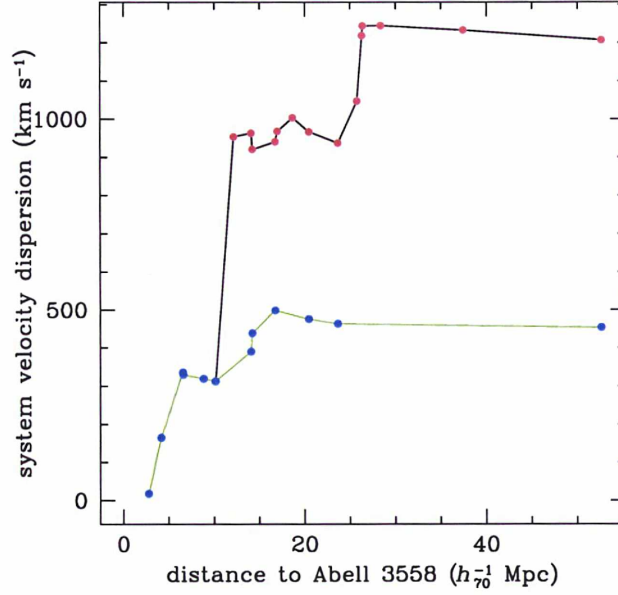


FIG. 3.11: Dispersions de vitesse inter-amas en fonction de la distance des amas au coeur de Shapley, avec une coupure à $3\,000\text{ km s}^{-1}$ (courbe noire) ou à $1\,000\text{ km s}^{-1}$ (courbe verte). Chaque point représente la nouvelle dispersion de vitesse obtenue lorsqu'un amas supplémentaire est ajouté au calcul (cumul).

$$\frac{dN}{dt} = n_1 k_1 + n_2 k_2 = n (k_1 + k_2) \quad . \quad (3.8)$$

Le taux k_2 a été obtenu analytiquement par G. Mamon et le détail du calcul peut être trouvé dans l'Appendice B de Mauduit & Mamon (2007):

$$k_2 = \frac{1}{\sqrt{\pi} V \sigma} \exp\left(-\frac{V^2}{4\sigma^2}\right) \int_0^\infty v^2 \sinh\left(\frac{vV}{2\sigma^2}\right) \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv, \quad (3.9)$$

où V est la vitesse relative entre les deux amas fusionnants.

Il est ainsi possible d'obtenir le taux relatif de fusion k_2/k_1 d'une galaxie de l'amas 1 avec celles de l'amas 2 et de l'amas 1 respectivement, en fonction de la vitesse relative V inter-amas, comme l'illustre la Figure 3.10, pour deux rapports σ_g/σ_A (où les indices g et A font respectivement référence à la galaxie et à l'amas). Afin d'estimer quel est la variation du taux relatif k_1/k_2 d'une fusion amas-amas possible dans le complexe central du SSC, on calcule les vitesses relatives des amas de la zone. Deux coupes en vitesse sont utilisées pour enlever les amas d'avant et d'arrière plan possibles. La Figure 3.11 montre la vitesse relative inter-amas en fonction de la distance projetée à l'amas central A3558. Nous n'avons pas considéré les deux groupes de galaxies SC1329-312 et SC1329-313 dans cette estimation car le taux relatif n'a été calculé que pour deux amas de même masse, ce qui est en première approximation

le cas pour les trois amas majeurs de la chaîne (A3556-A3558-A3562). Au sein du complexe (tel qu'il a été défini dans 10 Mpc), la vitesse relative interne est (d'après la courbe verte de la Figure 3.11): $V = \sqrt{3} \times \sigma_v^{\text{SSC}} = \sqrt{3} \times 311 \approx 538 \text{ km s}^{-1}$ (à cause des effets de projections, la vitesse relative caractéristique sera à multiplier par un facteur $\sqrt{3}$). Si l'on considère des galaxies avec une vitesse de dispersion interne de l'ordre de $\sigma_g = 200 \text{ km s}^{-1}$ et la dispersion de vitesse d'un amas typique de la zone $\sigma_A = 800 \text{ km s}^{-1}$ (donc un rapport $\sigma_g/\sigma_A = 1/4$ – courbe solide de la Figure 3.10), $V/\sigma_A = 538/800 \approx 0.67$ implique une augmentation relative du taux de fusion de plus de 74%, soit une augmentation total d'un facteur ≈ 1.8 . Lorsque deux amas sont superposés, jusqu'à ~ 2 fois plus de fusions de galaxies sont donc possibles.

Pendant l'équivalent d'un temps de traversée amas-amas, la relaxation violente³ est susceptible de "relaxer" rapidement l'amas (équilibre du viriel). Ainsi si on fait l'hypothèse que les amas retrouvent un état "relaxé" après la première traversée coeur-coeur, on peut faire l'hypothèse du viriel. La relation $M_{\text{vir}} = (3 r_{\text{vir}} \sigma_v^2)/G$ implique que $M_{\text{vir}} \propto \sigma^3$ et que le taux de fusions peut être approximé comme (Mamon, 1992):

$$k \propto \frac{1}{\sigma_A^3} \propto \frac{1}{M_A} \quad (3.10)$$

(confirmée par les simulations de Makino & Hut 1997). Ainsi le taux de fusion sera réduit de moitié par rapport à un amas isolé) au stade final de la fusion, c'est-à-dire une fois que les deux amas auront complètement fusionnés, i.e. atteignant une masse finale de $2M_A$.

En résumé, dans les régions de fusions amas-amas, un facteur de $1.8/0.5 = 3.6$ est attendu pour le taux de fusions des galaxies, par rapport à des amas isolés de même masse.

Cependant, le moment où les deux amas sont exactement superposés est assez court: même si le taux de fusion est plus grand, les fusions restent quand même négligeables sur un temps très court: au maximum, le nombre moyen de fusions est de l'ordre de ~ 0.1 par temps de Hubble ($n \bar{k} H_0^{-1} = 0.1$) pour des amas riches (Mamon, 2000). Ainsi, bien que le taux de fusion soit temporairement augmenté à la superposition, il est assez peu probable que les fusions de galaxies soient responsables d'un phénomène SBG/AGN accru ou diminué.

Les interactions rapides

A cause des dispersions de vitesse élevées des amas, les fusions entre galaxies sont donc assez rares. La grande concentration des amas ainsi que la vitesse élevée des galaxies amènent plus souvent à des passages proches à grande vitesse entre les galaxies (voir par exemple Moore et al. 1996), connus sous nom de "fly-bys" ou de "galaxy harassment". Ces interactions rapides sont 10 fois plus fréquentes que les fusions de galaxies ($n \bar{k} H_0^{-1} = 1$, d'après Mamon 2000). Le

³Le phénomène de *relaxation violente* intervient lorsqu'il y a une variation rapide de l'énergie potentielle gravitationnelle E_p d'un système créée par des variations rapides dans le temps du potentiel gravitationnel $\Phi(r, t)$ (p.ex. dans le cas d'une collision entre deux systèmes). Ces fluctuations de $\Phi(r, t)$ engendrent des fluctuations rapides dans le temps de $E_p(t)$ et dispersent les particules qui échangent de l'énergie. De fait, les particules oublient rapidement leur condition initiale et le système atteint l'équilibre en temps équivalent à son temps de chute (Lynden-Bell, 1967).

taux d'interactions fortes k_i varie comme

$$k_i \propto \frac{1}{\sigma_A} \propto \frac{1}{M_A^{1/3}} . \quad (3.11)$$

En suivant le même raisonnement qu'à la section précédente, le taux d'interactions rapides sera plus grand que pour un amas isolé au péricentre. De même, au stade final de la fusion amas-amas, le taux devient $k_i = 2^{(-1/3)} \approx 0.8$ du fait de l'addition de masse.

En résumé, dans les régions de fusions amas-amas, un facteur maximal de $2/0.8 = 2.5$ est attendu pour le taux d'interactions rapides, par rapport au cas d'amas isolés.

Le champ de marée de l'amas

Lors d'une rencontre amas-amas, les marées créées par les potentiels gravitationnels des amas vont engendrer des phénomènes de gonflement ("*puff-up*") des amas. Les répercussions sur les taux de fusions sont les suivantes. Comparons les deux états pré- et post-collision (caractérisé par des indices primes). Si l'on considère l'état de post-fusion, le rayon de l'amas R' a donc augmenté d'un facteur x par rapport à l'état initial: $R' = R/x$, (avec $x < 1$): son énergie potentielle est donc diminuée de $W'/W = x$. D'après la conservation de l'énergie entre les deux états: $\Delta K = \Delta W \Rightarrow \Delta K = (1 - x)W$. En utilisant le théorème du viriel ($K = -2W$), on a donc:

$$\frac{K'}{K} = \frac{x+1}{2} . \quad (3.12)$$

D'autre part, puisque $K \propto \sigma^2$:

$$\frac{K'}{K} = \left(\frac{\sigma'}{\sigma}\right)^2 . \quad (3.13)$$

En combinant 3.12 et 3.13, on obtient directement:

$$\frac{\sigma'}{\sigma} = \sqrt{\frac{1+x}{2}} . \quad (3.14)$$

Ainsi, d'après l'équation 3.10, on obtient la variation du taux de fusion entre les deux états en fonction du facteur d'élargissement de l'amas:

$$\frac{n' k'}{n k} = 2^{3/2} \frac{x^3}{(1+x)^{3/2}} . \quad (3.15)$$

En ce qui concerne la variation du taux interactions rapides k_i des galaxies, les équations 3.11 et 3.14 donnent alors:

$$\frac{n' k'_i}{n k_i} = 2^{1/2} \frac{x^3}{\sqrt{1+x}} . \quad (3.16)$$

Il n'existe à ce jour pas beaucoup de simulations de fusion amas-amas. Cependant quelques exemples de simulations peuvent nous donner un ordre de grandeur quant au facteur d'augmentation de taille des amas, telle que celles de Roettiger et al. (1993). Il est aussi possible de s'inspirer des simulations de fusions de galaxies plus récentes de di Matteo et al. (2007). On

peut ainsi noter que la composante non-dissipative ne gonfle pas plus que 20%. Le facteur x doit donc être nécessairement $x \geq 0.8$.

Ainsi, d'après les équations 3.15 (respectivement 3.16), si l'on veut que le taux de fusions (respectivement d'interactions rapides) soit réduit de moitié, cela requiert un facteur $x = 0.74$ (resp. 0.78), c'est-à-dire un gonflement irréaliste de plus de 35 % (resp. 28%). Bien sûr, ces estimations sont très incertaines et il est difficile de les relier à la diminution d'un facteur 2 de la fraction des galaxies radio-loud.

3.4.2 Les processus physiques liés à la physique de l'amas

Balayage par pression de choc

Le pression de choc (*ram pressure*) caractérise la pression exercée sur un objet se déplaçant dans un fluide. Dans le cas présent, une galaxie se déplaçant dans le milieu intra-amas (ICM) va subir une pression proportionnelle au carré de sa vitesse et à la densité du milieu (Gunn & Gott, 1972):

$$P = \rho_{\text{ICM}} v^2 \quad , \quad (3.17)$$

où ρ_{ICM} est la densité du gaz et v la vitesse orbitale de la galaxie. Cette pression P est susceptible d'enlever une partie du gaz d'une galaxie si la condition (Gunn & Gott, 1972):

$$P > 2\pi G \Sigma_* \Sigma_g \quad (3.18)$$

est satisfaite, où le terme de droite dans l'équation correspond à la force de rétention gravitationnelle, avec Σ_* et Σ_g les densités surfaciques d'étoiles et de gaz respectivement. Ce phénomène a pour nom le "balayage par pression de choc" (*ram pressure stripping*, ci-après r.p.s.).

Les galaxies dans les amas sont constamment soumises à la pression de l'ICM, qui augmente au fur et à mesure qu'elles se rapprochent du centre de l'amas. Cette pression peut devenir suffisamment forte pour déposséder la galaxie d'une partie de son gaz, comme le suggèrent par exemple les simulations hydrodynamiques de Abadi et al. (1999), Quilis et al. (2000), Vollmer et al. (2001) et tout dernièrement celles de Jáchym et al. (2007) et Roediger & Brueggen (2007). En effet, ceci permettrait d'expliquer pourquoi les galaxies dans le centre des amas sont plus rouges, avec une formation d'étoiles diminuée et sont plus déficientes en HI que des galaxies de masse similaire dans le champ (Gómez et al., 2003; Goto et al., 2003; Hogg et al., 2003, 2004; Hester, 2007).

Dans le cas plus spécifique des fusions amas-amas, plusieurs effets contribuent à l'augmentation du r.p.s. On considère ici le cas simplifié d'une galaxie se déplaçant le long de l'axe de la collision des deux amas (que l'on prendra ici de même masse, i.e. de même dispersion de vitesse σ_v). Elle subit donc une pression typique $P = \rho \sigma_v$. En notant V la vitesse relative entre les deux amas, la galaxie subira un vent additionnel de norme: $v' = \sigma_v^2 + V/2^2$. Ainsi, le rapport des pressions par balayage de choc entre les deux états amas isolé/amas en fusion (indices primes), est:

$$\frac{P'}{P} = \frac{\rho' (\sigma_v^2 + (V/2)^2)}{\rho \sigma_v^2} \quad . \quad (3.19)$$

Lorsque les deux amas s'interpénètrent, la rencontre des deux ICM donne lieu à un choc. Lors d'un choc, la densité augmente typiquement d'un facteur $\rho'/\rho = 4$ et la galaxie verra donc une pression accrue de:

$$\frac{P'}{P} = 4 + \left(\frac{V}{\sigma_v}\right)^2 . \quad (3.20)$$

Après son passage à travers le choc, la galaxie continue sa course au sein de l'amas 2. Puisque nous avons considéré ici $\rho = \rho'$, l'augmentation de pression s'exprime comme:

$$\frac{P'}{P} = 1 + \left(\frac{V}{\sigma_v}\right)^2 . \quad (3.21)$$

En considérant une dispersion de vitesse typique de $\sigma_v = 800 \text{ km s}^{-1}$ et la vitesse relative de $V = 538 \text{ km s}^{-1}$ dans le complexe 3558, une galaxie se déplaçant dans l'axe de collision verra une pression brièvement augmentée d'un facteur ≈ 4.45 (équation 3.20) et de ≈ 1.45 après le choc (équation 3.21). Cependant le front du choc n'est pas épais: l'augmentation de pression est de courte durée et il n'est pas certain que le choc puisse souffler le gaz de la galaxie. Il n'est pas évident de savoir quelle quantité de gaz la galaxie perdra dans une collision amas-amas, mais elle en perdra certainement plus que dans un amas isolé. Si le r.p.s. enlève efficacement le gaz atomique de faible densité, il peut aussi comprimer les nuages de gaz moléculaire et donc participer au déclenchement de l'activité radio. Cependant, une fois le gaz enlevé, la galaxie ne pourra plus être l'hôte de formation d'étoiles par exemple (sauf à en ré-accréter).

Flot de refroidissement central (cooling flow)

Le gaz contenu dans les amas se refroidit sans cesse, perdant de son énergie interne par des processus d'émission. Mais les premières observations d'amas en X révélèrent que le temps⁴ de refroidissement t_{cool} du gaz est équivalent à un temps de Hubble (Lea et al., 1973), l'équilibre hydrostatique du gaz dans l'amas est donc maintenu. Pour une revue détaillée de la physique et des caractéristiques des flots de refroidissement dans les amas, on pourra se référer à Fabian (1994). Cependant, au centre des amas, la densité du gaz est suffisamment grande pour que le temps de refroidissement soit rapide. Ainsi, au centre d'un amas, l'équilibre hydrostatique ne peut plus être maintenu, la pression décroît et le gaz afflue vers l'intérieur, accélérant par la même le processus de refroidissement central (Cowie & Binney, 1977). Cette accumulation de gaz au centre des amas pourrait être en partie responsable de la formation des cD centrales (Silk, 1976).

Il a été récemment proposé (von der Linden et al., 2007; Best et al., 2007) que l'activité radio des AGN centrales puisse être déclenchée par ces mêmes courants de refroidissement, qui apportent du gaz (jusqu'à $100 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) directement sur la cD (voir aussi les travaux précurseurs de Burns (1990) qui montrent que la probabilité qu'une cD soit un AGN est trois fois plus grande si l'amas contient un courant de refroidissement central). Les AGN seraient aussi à même de réguler les flots de refroidissement et expliquer pourquoi on ne trouve pas des flots trop massifs dans les amas. On pourra notamment se référer aux observations récentes de Wise et al. 2007, les

⁴ $t_{\text{cool}} = u/\epsilon^{\text{ff}} \approx 8.5 \times 10^{10} \text{ yr} (n_e/10^{-3} \text{ cm}^{-3})^{-1} (T_g/10^8 \text{ K})^{1/2}$, où u est la densité d'énergie du gaz, ϵ l'émissivité par Bremsstrahlung et n_e la densité électronique.

considérations analytiques de McNamara et al. 2005 et les simulations de Cattaneo & Teyssier 2007 utilisant le code RAMSES (Teyssier, 2002).

Une autre façon de perturber, voir détruire, un flot de refroidissement central serait par les collisions amas-amas (Bialek et al., 2002). En effet, les chocs engendrés par la collision de leur ICM respectifs peut affecter le refroidissement central. Il est cependant intéressant de noter que de nombreux amas dans des environnements denses ont des flots de refroidissement (Loken et al., 1999) et que des flots de refroidissements centraux pourraient survivre à des épisodes d'accrétion (Gómez et al., 2002; Motl et al., 2004).

Après les considérations précédentes sur les courants de refroidissement, il nous est maintenant possible de revenir sur la Figure 3.8. On peut voir en effet que les \mathcal{R}_K (ainsi que les $L_{1.4\text{GHz}}$) des galaxies centrales ont des valeurs très différentes en fonction des amas auxquelles elles appartiennent. Une des galaxies les moins radio-loud est la cD centrale d'A3558; il se trouve qu'il n'y a pas de courant de refroidissement détecté au centre de A3558 (Sanderson et al., 2006b). Dans le cas d'A3528, celui-ci possède bien un noyau froid (les deux centres X) (Gastaldello et al., 2003b): une cD très radio-loud est bien détectée.

3.5 Conclusions

Dans ce Chapitre, nous nous sommes intéressés à l'influence des différents complexes du SSC. En reprenant une étude environnementale similaire au Chapitre 2 et en enlevant successivement les deux complexes principaux du SSC, nous avons pu montré que le complexe central autour d'A3558 était majoritairement responsable de l'anti-corrélation $\rho - \mathcal{R}_K$ précédemment trouvée.

Une étude plus en détail de ce complexe central révèle une anti-corrélation forte $\rho - \mathcal{R}_K$, ainsi que des distributions de $L_{1.4\text{GHz}}$ et \mathcal{R}_K plus faibles que le reste du catalogue. Non seulement les galaxies centrales d'amas ont des \mathcal{R}_K parmi les plus bas de l'échantillon, ce qui pourrait par exemple indiquer un flot de refroidissement détruit, mais les galaxies dans chaque amas du complexe central ont des valeurs de \mathcal{R}_K d'autant plus basses qu'elles se situent près du centre de leur amas-hôte. Ceci indiquerait que des processus comme le r.p.s. sont peut-être à l'oeuvre, du fait d'une post-fusion amas-amas au sein du complexe.

Quelques considérations analytiques simples basées sur l'hypothèse d'un scénario de post-fusion amas-amas dans le complexe 3558 montrent qu'il est possible que le phénomène de r.p.s. augmenté soit responsable du manque d'émission radio dans ce complexe. En effet, lors d'une collision amas-amas, les galaxies doivent traverser un choc puis passer à travers le vent du second amas: de telles conditions seraient potentiellement suffisantes pour enlever une grosse partie du gaz d'une galaxie. D'autres processus physiques potentiellement responsables de l'activité radio ont aussi été discutés (fusions et interactions rapides de galaxies). Il apparaît cependant que les échelles de temps des différents phénomènes (fusions amas-amas, durée du phénomène radio SBG et AGN) sont cruciales pour une bonne compréhension du scénario global.

Plusieurs approches sont possibles vers une meilleure compréhension de l'influence de l'environnement à grande échelle (ici les fusions amas-amas dans des complexes d'amas) sur la

population de galaxies radio. Observationnellement, une meilleure sensibilité en radio (limite de flux plus basse) sera bien sûr importante afin de mieux gérer les éventuels biais sur $L_{1.4\text{GHz}}$ et \mathcal{R}_K . Il sera particulièrement intéressant d'avoir accès au relevé de vitesse particulière du 6dFGS- v , puisque celui-ci nous donnera des informations quant aux flots de galaxies dans ces différents amas. D'autre part, une étude statistique de fusions amas-amas à différents stades de leur évolution paraît essentielle. Nous présentons une ébauche d'étude au Chapitre 4. Il est aussi possible d'avoir recours aux simulations. Si des simulations de r.p.s. de galaxies dans les amas existent déjà, il serait intéressant de simuler l'effet que peut avoir une fusion amas-amas afin de pouvoir comparer les effets de choc et de vent additionnel subis par les galaxies.

CHAPITRE 4

Distribution des galaxies actives dans un échantillon d'amas

4.1 Introduction

Les liens entre l'environnement local d'une galaxie et son activité radio n'est plus à prouver. Les processus physiques tels que les fusions de galaxies, les interactions rapides ou bien encore la présence d'un courant de refroidissement peuvent déclencher ou stopper la formation d'étoiles dans les galaxies mais aussi l'activité des jets de leur trou noir central. Mais quelle est l'influence de l'environnement à grande échelle sur l'activité radio des galaxies ? On sait que leurs caractéristiques physiques varient selon qu'elles appartiennent à des amas, des groupes ou si elles se situent dans le champ. De plus ces environnements ont une influence certaine sur leur activité radio d'ensemble. Nous allons ici rapidement rappeler les résultats sur la distribution des galaxies radio dans des environnements cette fois plus spécifiques aux amas pauvres et riches.

Les AGN qui émettent en radio se situent préférentiellement dans les groupes ou les amas de richesse pauvre à modérée (Best, 2004). Dans les amas, les AGN se concentrent plus vers le centre tandis que les SFGs se répartissent uniformément (Miller & Owen, 2002). Ces derniers s'intéressent aussi aux galaxies qui forment activement des étoiles mais qui subissent une extinction forte due à la poussière et montrent que celles-ci ont une distribution intermédiaire entre AGN et SFGs (voir p.ex. les Figures 7, 8 & 9 de Miller & Owen 2002). Ils remarquent aussi que le point d'inflexion dans la fonction de luminosité radio SFGs/AGN est plus bas en luminosité radio dans les amas que dans le champ: ($\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.7 \text{ WHz}^{-1}$ par rapport à 23.2 WHz^{-1}).

Cependant, Söchting et al. (2002) montrent qu'aucun quasar "radio-quiet" ne se trouve au coeur des amas mais détectent des sur-densités de ce type de quasar à moins de 3 Mpc du centre de l'amas. Cette étude utilise cependant des amas à des redshifts un peu plus lointains ($z \approx 0.3$). A des échelles plus grandes, la fraction d'AGN semble être plus dépendante de la structure à grande échelle que de l'environnement local.

Si les galaxies d'amas ont tendance à se comporter dans leur ensemble assez différemment

des galaxies de groupes ou de champ, même à richesse égale des différences notables persistent entre des sous-classes d'amas, qui viennent compliquer encore un peu plus la situation. En effet, dans les dernières années, différents auteurs ont trouvé que l'activité radio des galaxies était dans certains cas plus élevée que la normale alors que dans d'autre cas elle était étrangement basse. Rapidement, le lien avec les fusions d'amas a été avancé. Celles-ci pourraient notamment être responsables de l'état d'activité radio des galaxies d'amas, suggérant ainsi que l'environnement à grande échelle joue un rôle important dans l'évolution de ces galaxies. Bien sûr, le stade de la fusion (ou collision) amas-amas (on peut décomposer la fusion en différents stades: pré-collision, collision, post-collision, fusion, post-fusion, mais les appellations varient dans la littérature.) est crucial en ce qui concerne l'activité radio des galaxies. Sans pour autant rentrer dans les détails du stade de fusion, il semble donc possible d'établir un lien entre l'environnement d'un amas et l'activité de ses galaxies: un amas isolé et un amas dans un environnement riche (par exemple au sein d'un complexe d'amas) n'ont évidemment pas le même passé fusionnel et n'en sont donc pas au même stade d'évolution. Une certaine répercussion de cet état d'évolution à grande échelle des amas sur leurs galaxies semblerait donc concevable. Plus encore que les caractéristiques usuelles de couleur ou de morphologie, l'activité radio serait rapidement touchée par l'environnement à grande échelle: les fusions amas-groupe ou amas-amas ont des conséquences dramatiques sur le contenu en gaz de leurs galaxies, comme nous avons pu le suggérer dans le Chapitre 2.

Nous nous intéresserons donc dans ce chapitre à une étude plus statistique qu'observationnelle, en essayant de construire un grand échantillon d'amas (section 4.2) que nous pourrons par la suite classer en différentes classes environnementales (section 4.3). Nous étudierons les fractions de galaxies actives de ces amas ainsi que leur corrélation à des paramètres propres aux amas (section 4.4).

4.2 Construction d'un échantillon d'amas: la méthode

4.2.1 L'échantillon d'amas

Nous considérons pour l'instant dans cette étude uniquement les amas d'Abell. Dans le futur, il sera tout à fait possible d'étendre rapidement la liste à d'autres types d'amas, voir de considérer aussi les groupes de galaxies. La liste des centres des amas d'Abell provient du catalogue ACO (Abell et al., 1989). Les centres Abell sont assez approximatifs et ont été généralement été estimés par une simple méthode barycentrique sur les plaques photographiques, bien que parfois centrés sur la cD. Les redshifts et les dispersions de vitesse ont été récemment calculés et publiés par Struble & Rood (1999). Les centres des amas analysés par Abell sont connus pour leur imprécision, surtout depuis l'avènement des observations X. Cependant aucune méthode n'est sans biais; il est possible que les centres X soient par exemple décentrés par rapport aux galaxies de l'amas si l'amas a subi une fusion récente: le gaz émetteur en X des deux structures en fusion peut être choqué et ne pas s'interpénétrer alors que les galaxies continuent leur course. Dans ce cas, il est préférable de rester centré sur les galaxies (notamment pour l'estimation des profils radiaux, comme nous le verrons plus loin). En fusionnant les catalogues d'Abell et al. et de Struble & Rood, nous disposons donc au final d'une liste de 1572 amas d'Abell contenant toutes les informations nécessaires pour sélectionner les ga-

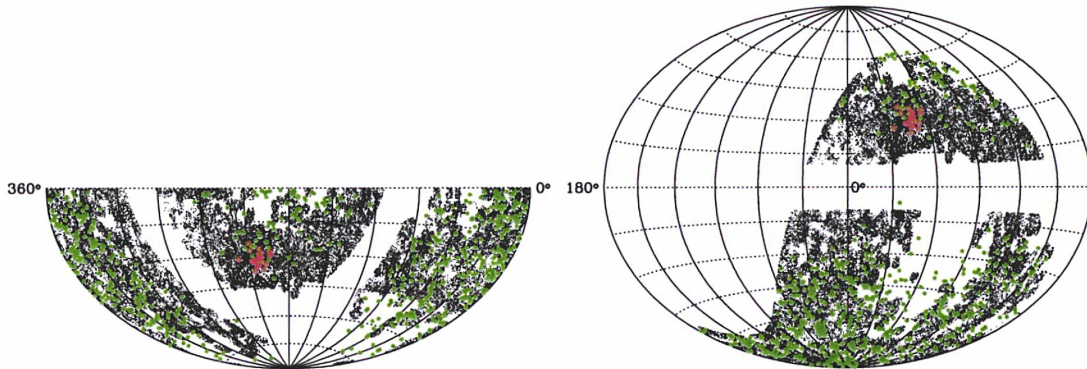


FIG. 4.1: Positions des amas d'Abell de l'hémisphère Sud (en vert) en coordonnées équatoriales (à gauche) et galactiques (à droite) avec les galaxies du relevé 6dFGS-DR2 sous-jacente (points noirs). Les amas de la région du superamas de Shapley sont encerclés de rouge.

laxies des différents relevés leur appartenant: ascension droite, déclinaison, redshift, dispersion de vitesse et nombre de galaxies.

4.2.2 Obtention des galaxies des différents relevés

Pour une telle étude, de nombreuses bases de données sont à notre disposition; on peut citer: NED, 6dFGS-DR2/DR3 ou encore le SDSS-DR5 pour les galaxies "optiques" et NVSS et FIRST pour les galaxies radios.

Le catalogue issu de NED a été rapidement écarté puisqu'il combine de nombreux relevés de galaxies et n'est donc pas homogène. Il a cependant été d'une utilité cruciale. En effet, il a l'avantage de contenir un nombre impressionnant de galaxies. Comme il est plus probable qu'il y ait plus de galaxies dans NED que dans le 6dFGS pour un amas donné, nous y avons eu fréquemment recours lors de la détermination des dispersions de vitesse des amas: plus le nombre des galaxies est élevé, plus la dispersion de vitesse calculée est précise. De plus, comme nous verrons par la suite, étudier la distribution des galaxies NED, même si elle est hétérogène, peut se révéler riche d'enseignements. Ceci peut par exemple mettre en évidence certains biais présents dans les différents échantillons.

Le catalogue du SDSS-DR5 pourrait aussi être utilisé rapidement, couplé au catalogue d'amas C4 (Miller et al., 2005) puisque toute la procédure décrite ci-après a été automatisée. Cependant, le C4 ne couvre pas l'hémisphère Sud, dans lequel se trouvent certains amas (les amas du superamas de Shapley) que nous tenons particulièrement à étudier (Figure 4.1) et n'a donc pas été immédiatement retenu.

Le catalogue du 6dFGS paraît donc tout indiqué puisque nous l'avons déjà largement utilisé dans cette thèse. De plus, il est homogène aux longueurs d'ondes proche-infrarouge et nous

avons facilement accès à toutes les données FITS (images 2MASS/DENIS en bandes I, J, H, K et spectres optique).

A l'aide des informations sur les amas d'Abell, nous obtenons toutes les galaxies de NED contenues dans un angle θ sur le ciel autour du centre de chaque amas¹. Cet angle est calculé à partir du rayon du viriel ACO ou, s'il est absent, à partir d'un rayon de viriel r_{vir} par défaut de 1.5 Mpc. Pour chaque amas, on a donc:

$$\theta[\text{arcmin}] = \left(\frac{k r_{\text{vir}}}{d_{\text{pm}}(\text{amas})} \right) \frac{180}{\pi} \times 60 \quad , \quad (4.1)$$

où $d_{\text{pm}}(\text{amas})$ est la distance propre à l'amas en h^{-1} Mpc. Ceci permet de tenir compte de la variation entre la taille intrinsèque de l'amas et de sa taille effective sur le ciel (effet de perspective): un amas plus distant occupe un angle plus petit sur le ciel et a donc un rayon du viriel apparent plus petit. Le facteur k permet de régler jusqu'à quelle distance radiale de l'amas on veut pouvoir obtenir les galaxies par rapport à son rayon du viriel.

4.2.3 Détermination des paramètres d'amas et sélection des galaxies

La distance des galaxies au centre de chaque amas est calculée par la formule suivante:

$$d_{(\text{gal-amas})} = \theta \left[(\alpha, \delta)_{\text{gal}}, (\alpha, \delta)_{\text{amas}} \right] \times d_A(z_{\text{amas}}) \quad , \quad (4.2)$$

où θ est l'angle en radians entre une galaxie et le centre de l'amas et d_A est la distance angulaire à laquelle se trouve le centre de l'amas. Le nombre de galaxies N_{lit} utilisé par Struble & Rood pour déterminer la dispersion de vitesse σ_{vir} de l'amas est souvent différent de celui que l'on obtient en utilisant NED (N_{NED}) ou bien le relevé 6dFGS ($N_{6\text{dFGS}}$). La dispersion de vitesse est donc systématiquement recalculée à partir des galaxies de nos deux échantillons. Disposant maintenant de l'information sur les vitesses des galaxies précédemment téléchargées par la formule 4.1, nous sélectionnons celles qui satisfont à l'information 3D suivante:

$$\begin{cases} d_{(\text{gal-amas})} < r_{\text{vir}} \\ |v_{\text{gal}} - c z_{\text{amas}}| < 3 \sigma_{\text{vir}} \end{cases} \quad , \quad (4.3)$$

où $r_{\text{vir}} = 1.5 h^{-1}$ Mpc et $\sigma_{\text{vir}} = 750 \text{ km s}^{-1}$, valeurs typiques pour la dispersion de vitesse d'un amas. Ces chiffres sont ensuite normalisés à la distance à laquelle se trouve l'amas en question. Lorsque les galaxies sont ainsi choisies, une nouvelle dispersion de vitesse est donc calculée. Nous voulons ensuite en déduire un rayon de viriel correspondant.

Il est possible d'obtenir une relation directe entre la dispersion de vitesse σ_{vir} et le rayon de viriel r_{vir} d'un amas. Considérons la masse M_{vir} contenue dans le rayon de viriel r_{vir} . Elle s'exprime comme

$$M_{\text{vir}} = \frac{4\pi}{3} \Delta_c \rho_c r_{\text{vir}}^3 \quad , \quad (4.4)$$

¹Les galaxies NED sont téléchargées automatiquement grâce un algorithme conçu par G. Mamon et qui prend en entrée l'angle sur le ciel souhaité. Il peut être obtenu par ftp à l'adresse suivante: ftp://ftp.iap.fr/pub/from_users/gam/SOFT/. La structure du catalogue NED est très hétérogène et il peut être extrêmement difficile de mettre en forme les diverses informations contenues dans cette base.

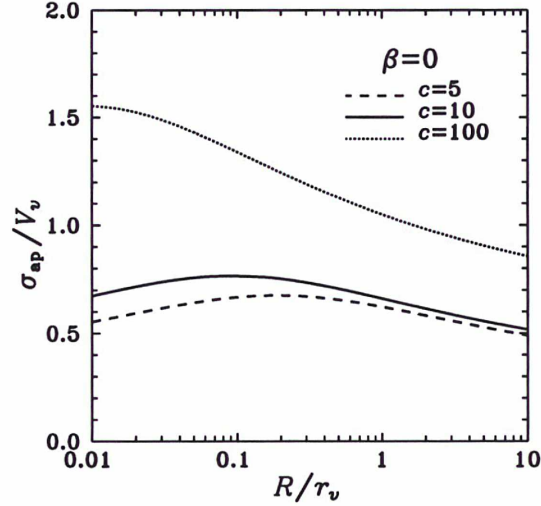


FIG. 4.2: Profils radiaux de la dispersion de vitesse dans le modèle NFW à vitesse isotropes pour trois paramètres de concentration. σ_{ap} est la dispersion de vitesse dans une ouverture de rayon R (comme c'est le cas pour un amas). [Figure d'après Łokas & Mamon (2001)]

où Δ_c est la densité moyenne de l'amas contenue dans le rayon de viriel, relative à la densité critique ρ_c (équation A.7). En utilisant l'expression de la vitesse circulaire au rayon du viriel

$$v_{vir} = (GM_{vir}/r_{vir})^{1/2} , \quad (4.5)$$

on obtient alors directement:

$$\sigma_{vir} = H \left(\frac{\sigma_{vir}}{v_{vir}} \right) \left(\frac{\Delta_c}{2} \right)^{1/2} r_{vir} . \quad (4.6)$$

A l'aide de la Figure 4.2 (Łokas & Mamon, 2001), on trouve pour un modèle NFW typique ($c = 5$) une dispersion de vitesse (dans une ouverture de rayon R , comme c'est le cas ici puisque nous sélectionnons les galaxies d'un amas par l'équation 4.3): $\sigma_{vir} \approx 0.62 v_{vir}$. Pour une cosmologie Λ CDM, le modèle "top hat" sphérique donne $\Delta_c = 102$ (Eke et al., 1996; Bryan & Norman, 1998), mais on adopte plus généralement la valeur $\Delta_c = 200$, ce que nous faisons ici. Ainsi, avec $\sigma_{vir} = 0.62 v_{vir}$ et $\Delta_c = 200$, on obtient:

$$\left(\frac{r_{vir}}{1 \text{ Mpc}} \right) = \left(\frac{\sigma_{vir}}{436 \text{ km s}^{-1}} \right) . \quad (4.7)$$

En comparant les échantillons de bases (NED/6dFGS) on choisit celui qui a le nombre le plus élevé de galaxies à l'intérieur de ce rayon par défaut. On calcule ainsi une dispersion de vitesse pour les échantillons à partir du plus grand nombre. Si les deux populations de galaxies sont égales, on donne la prévalence au relevés les plus uniformes (i.e. 6dFGS). Si la dispersion de vitesse de la littérature a été calculée avec un nombre de galaxies supérieur à celui sélectionné avec NED ou le relevé de redshift dans le rayon initial, on choisit la dispersion de vitesse

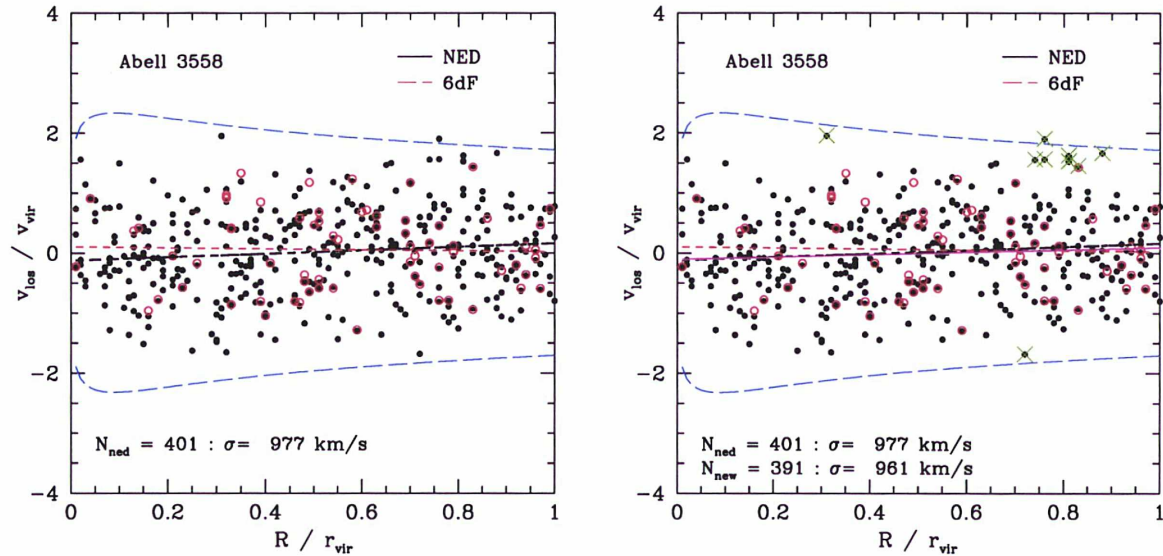


FIG. 4.3: Diagrammes de phase projeté pour l'amas d'Abell 3558. Les points noirs représentent les galaxies NED, les cercles rouges les galaxies 6dFGS. Les courbes bleues correspondent aux caustiques estimées d'après les simulations cosmologiques (Mamon & Biviano, 2007). Les droites noires et rouges en pointillés sont des ajustements linéaires des points. *A gauche*: première étape du calcul: les galaxies éliminées (croix vertes) ne sont pas prises en compte dans le calcul final de σ_{vir} . *A droite*: sélection finale: on peut noter que la sélection est assez subjective.

de la littérature. Dans le cas contraire, on se sert par la suite du σ_{vir} obtenu par nos propres moyens. Lorsqu'il n'y a pas de mesure de dispersion de vitesse dans la littérature, ou bien lorsque cette dispersion de vitesse a été calculée avec moins de galaxies que ce rayon par défaut contient, alors le calcul est refait à partir des vitesses à notre disposition. Nous utilisons la méthode itérative du sigma clipping. La liste ACO n'étant pas forcément à jour, le mieux serait de chercher dans la littérature les dernières déterminations de la dispersion de vitesse et rayon de viriel (par observations dédiées par exemple – donc contenant un grand nombre de galaxies). Cependant, puisque le nombre d'amas considéré dans cette étude est élevé, nous procédons de cette manière pour l'instant. Le rayon du viriel redéfini, on peut re-sélectionner les galaxies dans le nouveau rayon du viriel ainsi calculé. La distance (rayon R) de chaque galaxie au centre de l'amas est obtenue et normalisée au rayon du viriel de son amas hôte: $x = R/r_{\text{vir}}$. Certains centres d'amas correspondant à la position exacte de la cD centrale (ACO étant basé sur les plaques optiques, c.f. section précédente) fait que certaines galaxies ont des valeurs proches de zéro. Une condition est appliquée ici: si l'amas ne contient pas plus de 10 galaxies, il ne sera pas considéré dans l'échantillon d'amas final.

Il s'agit donc maintenant de vérifier la bonne sélection des galaxies pour chaque amas, notamment de voir si certaines de ces galaxies utilisées dans le calcul de σ_{vir} ne seraient pas en dehors de l'amas ainsi défini. On utilise donc des diagrammes de phase projetés (v/v_{vir} en fonction de r/r_{vir} , voir Figure 4.3). Ceux-ci permettent de savoir rapidement si certaines

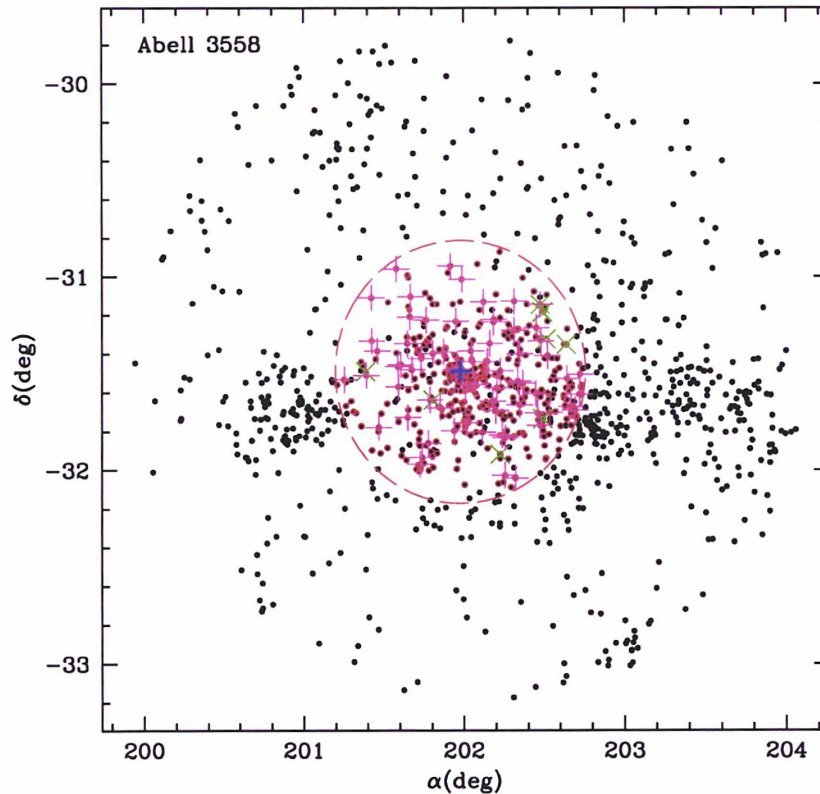


FIG. 4.4: Projection sur le ciel de l'amas Abell 3558. La croix bleue montre l'emplacement du centre de l'amas, comme indiqué dans les tables ACO. Les points noirs symbolisent les galaxies NED téléchargées dans un premier temps, les points rouges les galaxies sélectionnées à l'aide du rayon de viriel, déduit soit de la dispersion de vitesse ACO ou bien recalculé par nos soins à partir d'un rayon de viriel par défaut. Les croix vertes superposées aux points rouges montrent les galaxies qui ont été enlevées leur de l'analyse du diagramme en vitesse. Les croix en magenta symbolisent les galaxies 6dFGS de l'amas. Le cercle rouge discontinu montre le nouveau rayon de viriel ainsi obtenu.

galaxies ont été mal attribuées par la méthode ci-dessus. Ces diagrammes sont souvent utilisés pour enlever les galaxies de champ qui pourraient contaminer les galaxies d'un amas et dont il est difficile de s'affranchir. Les caustiques dans ce diagramme proviennent d'un calcul de Mamon & Biviano (2007) à partir de simulations cosmologiques et représentent la limite à $3\sigma_{\text{vir}}$. Ceci permet de vérifier si celles-ci faisaient partie d'une sous-structure éventuelle ou par exemple d'un groupe adjacent. Ce procédé demande un certain temps puisqu'il faut vérifier chaque distribution visuellement, sélectionner manuellement les galaxies qu'on estime hors de l'amas et relancer la chaîne de calcul si besoin est. La sélection/rejet des galaxies peut être visualisée en projection sur le ciel. La Figure 4.4 illustre le cas de l'amas A3558. Les galaxies rejetées sont représentées par des croix vertes (de la même manière que dans la Figure 4.3). Les différentes caractéristiques des amas de galaxies peuvent ensuite être vérifiés en inspectant

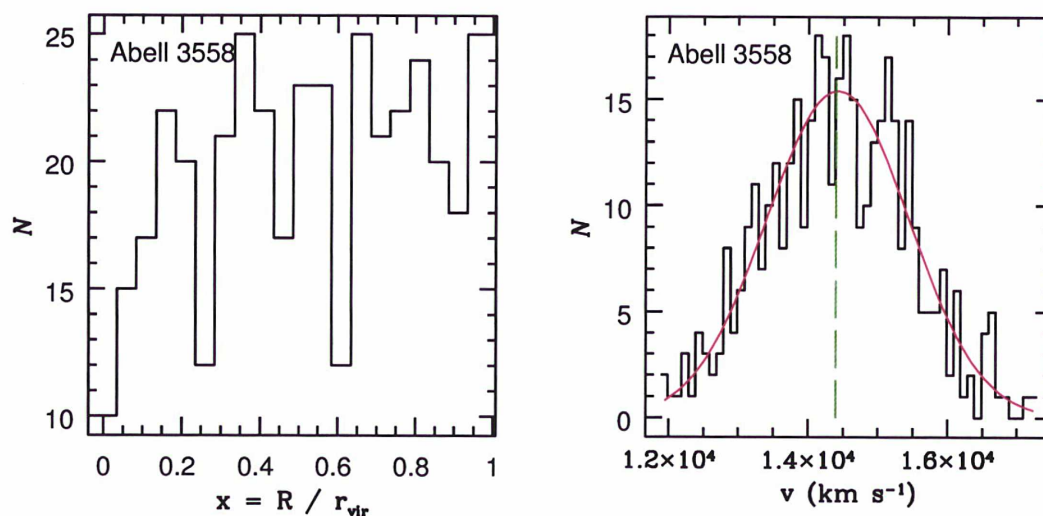


FIG. 4.5: *A gauche*: distribution des rayons normalisés des galaxies de A3558. *A droite*: distribution des vitesses dans A3558, la ligne verticale en pointillés verts montre la vitesse répertoriée dans Struble & Rood (1999), la courbe rouge est un simple ajustement Gaussien de la distribution.

la distribution des galaxies sur le ciel, la distribution des vitesses ou encore la distribution des rayons normalisés de chaque galaxie (Figure 4.5).

La Figure 4.6 montre la distribution des rayons de viriel et des dispersions de vitesse ainsi obtenues pour notre échantillon d'amas d'Abell. Une vue d'ensemble de la sélection des galaxies d'un amas est présentée en Appendice D, pour le cas de l'amas d'Abell 3558 (Figure D.1).

4.2.4 Présence de sous-structures dans les amas

Il est connu depuis longtemps que les amas ne forment pas tous des structures homogènes mais qu'ils peuvent contenir des sous-structures: en utilisant des cartes d'isodensités à partir de comptages de galaxies dans 55 amas, Dressler (1980) trouve des sous-structures significatives dans $\sim 40\%$ des cas. Plus récemment, Schuecker et al. (2001) trouvent des sous-structures dans les régions centrales ($< 1 \text{ Mpc}$, $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) dans la majorité ($52\% \pm 7\%$) des amas de l'échantillon REFLEX+BCS. La présence de sous-structures serait caractéristique d'épisodes d'accrétions ou de fusions suffisamment récents pour qu'elles ne soient pas effacées par relaxation de l'amas (Roettiger et al., 1996).

Il est donc important de pouvoir quantifier la présence de ces sous-structures dans notre échantillon d'amas puisque celles-ci peuvent avoir des répercussions sur l'estimation des dispersions de vitesse des amas (van Haarlem et al., 1997; Biviano et al., 2006). Nous utilisons les tests robustes ² de Beers et al. (1990) pour détecter la présence éventuelle de sous-structures dans les amas. Cette étude statistique est en cours. Par exemple, en ce qui concerne les deux

²Les tests contenus dans le programme ROSTAT (communiqué par K. Gebhardt) sont utilisés. Une autre possibilité est de considérer le test de Dressler & Shectman (1988).

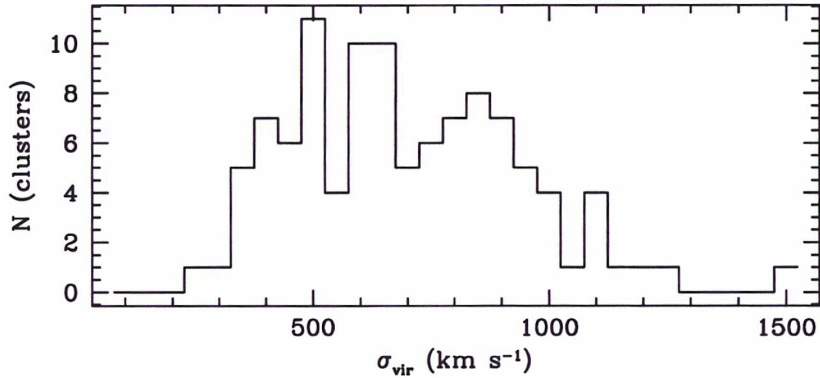


FIG. 4.6: Distribution des σ_{vir} des amas de l'échantillon final. Les dispersions de vitesse ne dépassent pas 1300 km s^{-1} , sauf un cas probablement mal évalué ($\sigma_{\text{vir}} = 1500 \text{ km s}^{-1}$).

graphiques de la Figure 4.5, distribution des rayons normalisés des galaxies (à gauche) et distribution des vitesses (à droite), l'algorithme détecte 8 (18, respectivement) trous dans la distribution (on peut d'ailleurs voir certaines de ces irrégularités à l'oeil). Ceci peut donc laisser penser que la structure n'est pas virialisée, ce qui avait déjà été noté par Bardelli et al. (1998a,b). Cependant les amas contenant des sous-structures, même importantes, ne sont pas enlevés de l'étude. Il est en effet important ici de ne pas biaiser notre échantillon en faveur d'amas relaxés. Nous ne recherchons pas ici à obtenir des profils exempts de biais mais à quantifier leur variation en fonction de leur environnement à grande échelle.

4.3 Sélection des amas en fonction de leur environnement

Pour l'instant, l'estimation de l'environnement des amas dans l'échantillon est effectuée de manière très simple. Les distances comobiles entre chaque amas de l'échantillon sont calculées. On compte le nombre de voisins N_{voisins} se trouvant à une distance $d_{\text{inter-amas}}$ prédéfinie. On sépare ensuite en deux catégories les amas ayant des voisins à cette distance de ceux qui sont isolés, voir en plusieurs catégories fonction du nombre de voisins. La Figure 4.7 illustre la sélection des amas en fonction de la variable d'environnement N_{voisins} . Dans un rayon $d_{\text{inter-amas}} = 8 \text{ Mpc}$, le nombre maximum d'amas voisins est 4. De nombreux amas se trouvent isolés selon cette définition.

Bien que cette sélection ait l'avantage d'être simple, elle présente cependant plusieurs inconvénients majeurs et demande à être raffinée. Un des biais provient du fait que le catalogue ACO ne contient que des amas d'Abell et il est probable que des groupes se situent aux abords de certains amas dit "isolés". Il serait donc utile d'utiliser aussi un catalogue de groupes.

D'autre part, il existe d'autres façons de raffiner les informations quant à l'environnement des amas. Avant toute analyse, les galaxies 6dFGS ont été extraites dans un cercle de 8 Mpc autour de chaque centre d'amas. Cela nous permet ainsi d'avoir une estimation de la densité à grande échelle grâce à des estimations de densité développées au Chapitre 2. Il est possible de

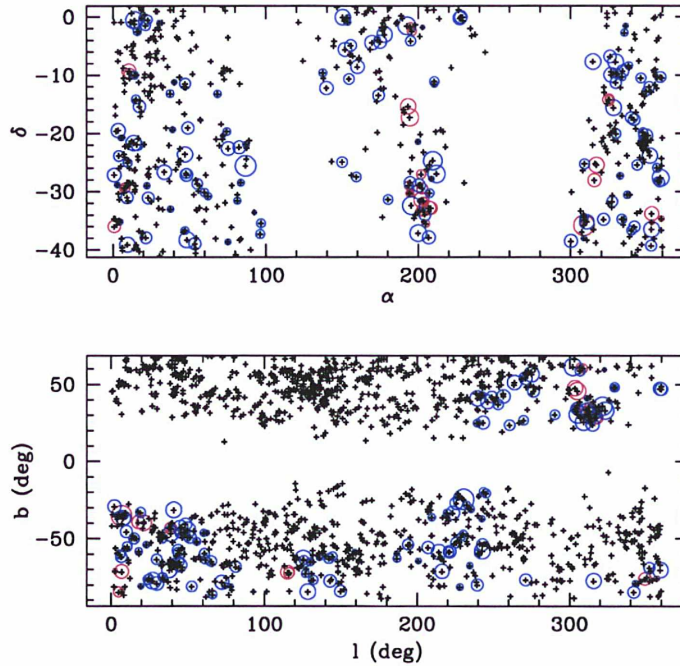


FIG. 4.7: Répartition des amas sur le ciel en coordonnées équatoriales (*en haut*) et galactiques (*en bas*). La taille des cercles augmente avec la dispersion de vitesse des amas. Les amas n'ayant pas de voisins proches selon la définition donnée dans le texte sont indiqués en bleu et ceux ayant des voisins en rouge.

calculer les densités Gaussiennes $\rho_{\theta,rz}(\text{amas})$ lissées à des rayons de 1.25 à 10 Mpc. Ainsi cette estimation prendrait en compte toutes les sur-densités présentes autour de l'amas comme par exemple les groupes de galaxies. Ceci donnerait accès à une variable d'environnement continue, à la place de la variable utilisée jusqu'à présent (N_{voisins}).

L'information sur l'environnement à grande échelle, qu'elle soit discrète ou continue est biaisée. En effet, comme nous l'avons vu au Chapitre 3, bien qu'ils aient des voisins proches et donc potentiellement classés dans la même catégorie, tous les complexes d'amas ne sont pas au même stade dynamique de l'effondrement. Par exemple, les complexes A3558 et A3528 se trouvent tous les deux dans des environnements denses à 8 Mpc mais n'ont pas les mêmes propriétés dynamiques, l'un étant probablement en post-fusion et l'autre en pré-fusion (voir p.ex. Bardelli et al. 2000, 2001), avec toutes les répercussions importantes que ceci peut avoir sur leur population de galaxies radio (Chapitre 3). Comme nous le verrons à la section 4.4, ceci n'a pourtant qu'un impact limité sur l'étude préliminaire mais demande à être considéré en détail par la suite. Le nombre d'amas ne renseigne donc pas complètement quant au stade de la fusion du complexe. Il est possible de contourner ce problème pour un certain nombre d'amas. En effet, la présence d'un flot de refroidissement central pourrait renseigner sur l'état dynamique des amas considérés. Comme on l'a vu au Chapitre 3, un amas possédant un flot de refroidissement central n'aurait pas eu de fusions majeures récentes. Il est très probable que dans

la grande majorité des cas, les flots de refroidissements soient détruits (Bialek et al., 2002) ou du moins amoindris (Sanderson et al., 2006a), notamment lors de fusions amas-amas avec des rapports de masse assez faible (on peut aussi rappeler le cas d'A3558). Néanmoins, certaines études appellent tout de même à la prudence. Loken et al. (1999) ou encore Motl et al. (2004) montrent qu'un flot de refroidissement pourrait survivre à une fusion avec une sous-structure, voir même l'alimenter.

Une des meilleures façons de connaître le véritable état dynamique d'un amas est d'obtenir sa carte de température ou son profil de température. Les cartes de température renseignent sur l'état du gaz contenu dans l'amas. Le gaz réagit sur des échelles de temps assez courtes par rapport aux galaxies et donne donc une information assez instantanée: comme il n'y a momentanément pas d'interpénétration du contenu gazeux des deux structures fusionnantes, des variables comme la température et la pression augmentent sous l'effet du choc. La répartition de température et de pression sera donc très hétérogène dans un amas en train de fusionner ou en post-fusion récente. Il est cependant très difficile d'obtenir ces cartes de température pour un grand échantillon d'amas. Le calcul de température prend beaucoup de temps et n'est pas toujours possible. Les simples cartes de brillance de surface sont plus faciles à obtenir que les cartes de température car elles sont souvent à disposition de la communauté sous forme d'archives, par exemple dans l'archive XMM³ ou Chandra. Celles-ci peuvent être utilisées pour quantifier l'état de fusion d'un amas. Certains auteurs utilisent le simple aspect morphologique en X (contours "perturbés" ou non des contours X) des cartes de brillance de surface. En utilisant un échantillon d'amas ROSAT, Buote & Tsai (1996) avaient, dès les années 90, proposé une méthode pour déterminer ainsi rapidement l'état dynamique d'un amas.

4.4 Fraction de galaxies actives et corrélations

4.4.1 Identification des galaxies actives radio-loud et radio-quiet

Comme dans les chapitres précédents, nous utilisons le catalogue radio NVSS pour l'identification croisée des galaxies actives en radio. Comme celui-ci comporte de nombreuses sources, nous sélectionnons au préalable toutes les sources radios comprises dans un rayon de 8 Mpc autour du centre des amas étudiés et procédons ensuite à l'identification afin de réduire le temps de calcul. Avec le nouveau rayon du viriel r_{vir} et donc la nouvelle dispersion de vitesse obtenue, nous sélectionnons toutes les galaxies radio comprises dans un rayon de $k r_{\text{vir}}$, où k peut varier afin d'étudier l'environnement plus ou moins lointain des amas. Les AGN et SFGs sont différenciés d'après leur luminosité $L_{1.4\text{GHz}}$ (section 1.6.3).

Puisque nous étudions la population de galaxies du 6dFGS, nous avons à notre disposition les spectres optique de chaque galaxie. Comme il est expliqué au Chapitre 6, nous disposons des identifiants des galaxies 6dFGS appartenant à chaque amas et ceci permet donc de télécharger chacun de ces spectres depuis la base de données du 6dFGS. Les spectres de toutes les galaxies 6dFGS sont ensuite analysés, afin de déterminer par différents rapports de raies si elles sont "actives" ou pas.

³L'archive XMM peut être consultée à l'adresse suivante <http://xmm.vilspa.esa.es/xsa/>

Au final, nous disposons d'un échantillon de 94 amas contenant un total de 1531 galaxies, dont 140 galaxies radio-émettrices.

4.4.2 f_{AGN} , f_{SBG} en fonction de la dispersion de vitesse σ_v

De nombreux auteurs ont cherché à relier les fractions de galaxies avec différentes propriétés (types morphologiques, couleurs) aux paramètres globaux des amas. Parmi les paramètres des amas, on peut citer le nombre de galaxies, la richesse, la dispersion de vitesse, la masse, la concentration ou encore la luminosité L_X . Une des dernières études en date (utilisant un échantillon de 88 amas issus du SDSS-DR4, Miller et al. 2005) est celle d'Agueri et al. (2007) qui ne trouvent aucune corrélation entre la fraction de galaxies bleues et la concentration de l'amas ou la dispersion de vitesse des amas mais une corrélation avec la luminosité X.

Un des paramètres importants en ce qui concerne plus spécifiquement la population de galaxies actives est la dispersion de vitesse puisque celle-ci renseigne plus directement sur la dynamique du système (fusions de galaxies, interactions rapides). Récemment, certains auteurs ont essayé de relier la présence de galaxies actives et/ou radio-émettrices aux paramètres globaux des amas. Popesso & Biviano (2006) ont récemment corréler la fraction d'AGN (classés d'après leurs spectres optiques) à la dispersion de vitesse des amas et trouvent une corrélation négative, en utilisant deux échantillons différents d'amas: le RASS-SDSS (Popesso et al., 2004) et le SDSS-C4. En ce qui concerne la population radio-loud, Best et al. (2007) trouvent que la fraction de galaxies radio est indépendante de la dispersion de vitesse de l'amas (mais ils considèrent seulement deux catégories d'amas séparés par la limite $\sigma_v = 500 \text{ km s}^{-1}$). Malheureusement, Best et al. n'ont pas fait la même étude sur la fraction d'AGN radio-quiet en fonction de la dispersion de vitesse. À l'aide de la population de galaxies radio-loud de notre échantillon, nous pouvons ici tenter de savoir si leur fraction est corrélée ou non à la dispersion de vitesse des amas.

La fraction de toutes les galaxies émettrices en radio par rapport au nombre de galaxies dans l'amas est calculée de façon très simple:

$$f_{\text{radio}} = \frac{N_{\text{gals radio}}}{N_{\text{gals}}} \quad (4.8)$$

Puisque nous disposons de deux populations distinctes en radio, la fraction de SBGs et d'AGN peut aussi être obtenu séparément. On a alors simplement: $f_{AGN} = N_{AGN}/N_{\text{gals}}$ et $f_{SBG} = N_{SBG}/N_{\text{gals}}$. Les Figures 4.8 et 4.9 illustrent les corrélations entre la fraction totale de galaxies radio (SBG + AGN) et la dispersion de vitesse de leur amas hôte.

La Figure 4.8 ne peut pas être interprétée puisque les galaxies NED proviennent de catalogues très différents, cet échantillon n'est donc ni homogène, ni complet. Cependant ceci montre que des échantillons hétérogènes peuvent conduire à une corrélation négative forte ($r = -0.31$) et très significative ($P = 99.45\%$). D'où vient cette tendance ? Il est difficile de le savoir. Il faudra donc être très vigilant quant aux corrélations obtenues, même avec l'échantillon homogène du 6dFGS. La partie de gauche de la Figure 4.9 montre la fraction totale de galaxies radio, identifiées cette fois à partir des galaxies 6dFGS, en fonction de la dispersion de vitesse des amas. Le test de Spearman détecte une corrélation négative $r = -0.16$ mais peu significative

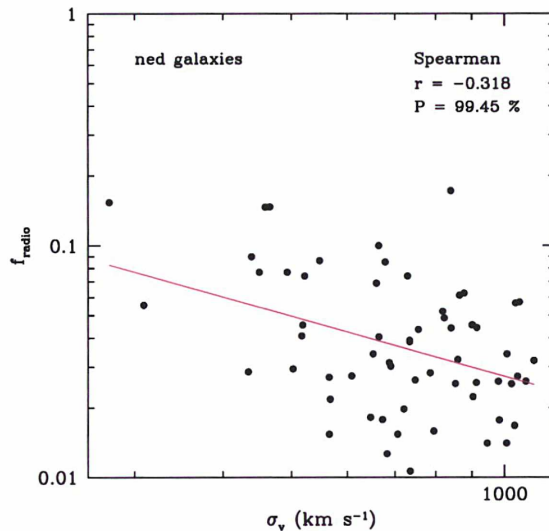


FIG. 4.8: Fraction de galaxies radio parmi les galaxies NED dans les amas sélectionnés, en fonction de la dispersion de vitesse σ_{vir} . La ligne rouge montre un simple ajustement linéaire des points. Un test de Spearman montre une anti-corrélation certaine entre la fraction de galaxies radio et la dispersion de vitesse des amas.

($P \approx 87\%$). La partie de droite de la Figure 4.9 différencie entre les population de galaxies SBGs et AGN. Aucune corrélation n'est détectée, que ce soit pour les SBGs ou pour les AGN.

Au final, la population de galaxies radio pourrait être plus sensible à l'environnement à grande échelle dans lequel se situe l'amas plutôt qu'à la masse de l'amas (ou sa dispersion de vitesse). Il est étonnant de ne pas trouver une fraction de galaxies radio plus élevée dans des structures plus petites en nombre N_{gals} et donc ayant une dispersion de vitesse σ_{vir} faible. En effet les groupes et les amas pauvres sont plus à même de contenir des galaxies actives en radio (Prestage & Peacock, 1988; Hill & Lilly, 1991; Miller & Owen, 2002; Best, 2004). Il serait intéressant de prolonger l'échantillon vers les groupes et donc vers les dispersions de vitesse faible car il serait alors peut-être possible de détecter une corrélation négative.

4.4.3 f_{AGN} , f_{SBG} en fonction de l'environnement à grande échelle des amas

Les amas ont été classés en deux catégories principales dans la section 4.3. Des variables d'environnement ont aussi été attribuées, telles que le nombre d'amas voisins d'un amas. Il est donc maintenant possible d'explorer le lien possible entre la fraction de galaxies radio (AGN, SBGs et AGN+SBG) et le nombre d'amas voisins d'une structure, en d'autres termes s'il s'agit d'un *amas isolé* ($N_{\text{voisins}} = 0$), d'un *complexe d'amas pauvre* ($N_{\text{voisins}} = 1$) ou encore d'un *complexe d'amas riche* ($N_{\text{voisins}} \geq 2$).

Ceci est illustré dans la Figure 4.10. On peut tout d'abord remarquer que les valeurs des fractions de galaxies radio couvrent une gamme assez large pour la classe des amas isolés. Ceci montre que des amas isolés peuvent contenir une population de galaxies radio-émettrices non-

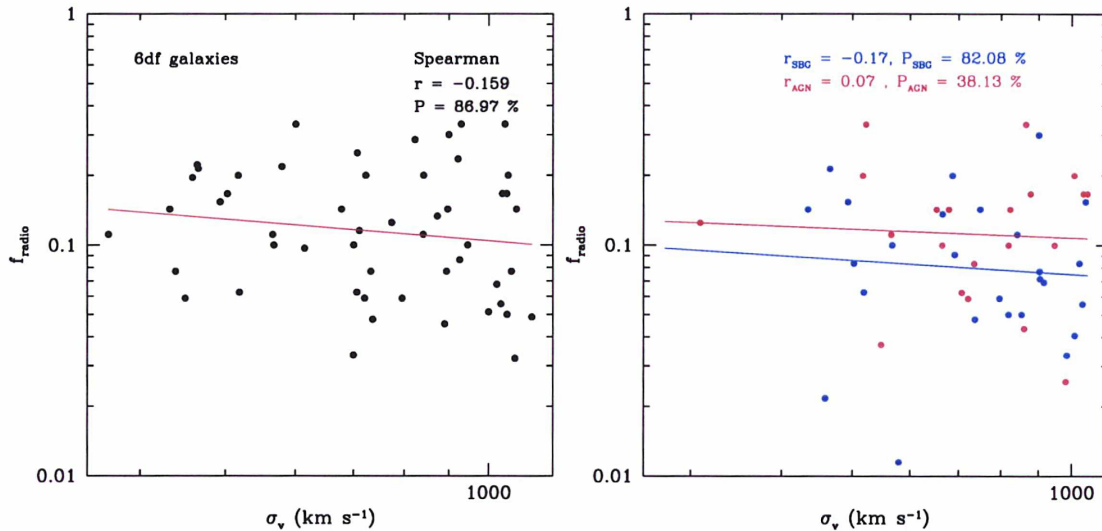


FIG. 4.9: *A gauche* : Fraction de galaxies radio parmi les galaxies 6dFGS dans les amas sélectionnés, en fonction de la dispersion de vitesse σ_{vir} . La ligne rouge montre un simple ajustement linéaire des points. Un test de Spearman montre une anti-corrélation marginalement significative entre la fraction de galaxies radio et la dispersion de vitesse des amas. *A droite* : Les galaxies radio sont séparées en deux classes selon leur $L_{1.4\text{GHz}}$, AGN (*rouge*) et SBG (*bleue*).

négligeable. Il est possible que ces amas soient en train d'accréter des petits groupes. Il serait donc intéressant de catégoriser ces amas isolés selon leur degré de sous-structuration, ainsi que selon leur richesse. Il est cependant assez surprenant de voir que plus le nombre de voisins augmente, moins la gamme de valeurs des fractions de galaxies radio est large. Bien sûr, plus le nombre N_{voisins} augmente, moins il y a d'amas. Cependant, ceci ne devrait pas avoir d'influence sur la gamme de valeurs: l'absence de points vers les grandes fractions est donc bien réelle.

Nous avons par la suite exploré le lien possible entre l'environnement des amas et des variables plus directement reliées à l'émission des galaxies radio, telles que leur luminosité radio et le radio-loudness. Puisque les amas peuvent contenir plusieurs galaxies radio, nous étudions la luminosité moyenne $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ et le radio-loudness moyen $\langle \mathcal{R}_K \rangle$ des galaxies radio des amas, ceci au risque de perdre de l'information. Les Figures 4.11 et 4.12 en sont donc d'autant plus saisissantes: la gamme des $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ couverte par les amas isolés est à nouveau importante, alors que les $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ des catégories $N_{\text{voisins}} > 1$ sont assez basses. Dans certains cas cependant, les $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ sont très fortes. Ceci provient sans doute de la dégénérescence de la variable N_{voisins} ainsi qu'il a été expliqué précédemment: ces complexes d'amas peuvent être à différents stades de leur effondrement, ceux avec des $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ faibles seraient des post-fusions alors que les $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ forts correspondraient à des pré-fusions. Cette interprétation est renforcée par le fait qu'il semble y avoir une dichotomie claire dans les $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$, contrairement au cas des amas isolés. Il serait intéressant de vérifier si les galaxies très lumineuses participant au $\langle L_{1.4\text{GHz}} \rangle$ élevés sont des galaxies centrales d'amas encore non perturbées par la fusion amas-

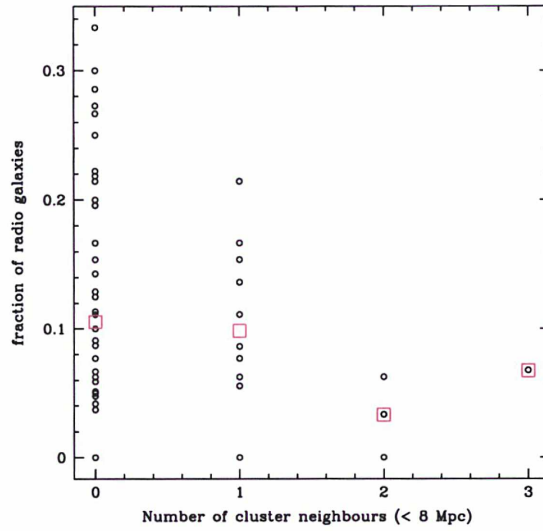


FIG. 4.10: Fraction de galaxies radio en fonction du nombre d'amas contenu dans un rayon de 8 Mpc. La médiane de chaque classe d'environnement est symbolisée par les carrés rouges.

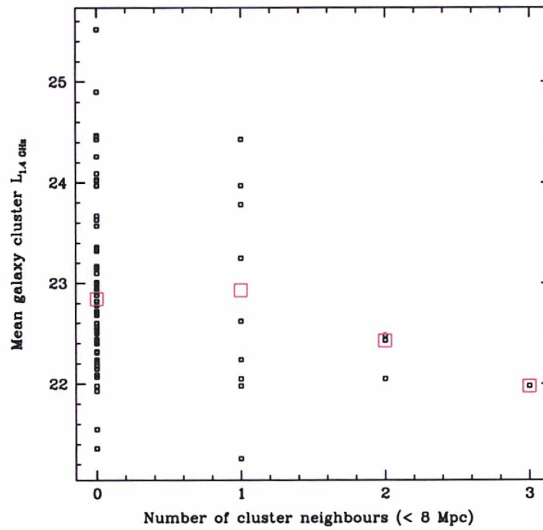


FIG. 4.11: Luminosité radio moyenne en fonction du nombre d'amas contenu dans un rayon de 8 Mpc. La médiane de chaque classe d'environnement est symbolisée par les carrés rouges.

amas. La même tendance est notable lorsque la variable $\langle \mathcal{R}_K \rangle$ est considérée. L'effet semble même plus fort encore: une corrélation négative est presque visible entre le $\langle \mathcal{R}_K \rangle$ d'un amas et son environnement à grande échelle (toujours mis à part les cas extrêmes). De plus, la variable

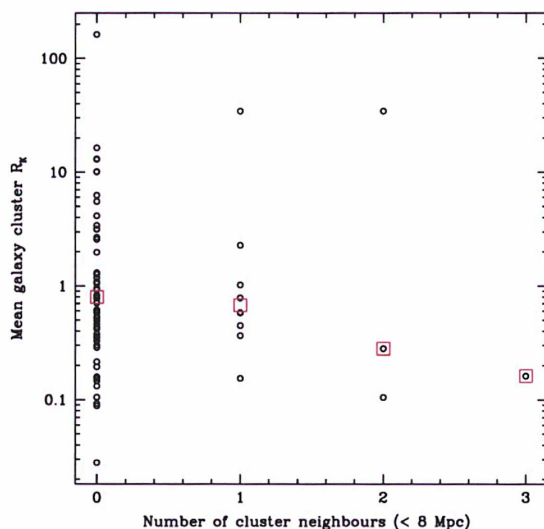


FIG. 4.12: Radio-loudness moyen en fonction du nombre d'amas contenu dans un rayon de 8 Mpc. La médiane de chaque classe d'environnement est symbolisée par les carrés rouges.

$\langle \mathcal{R}_K \rangle$ est indépendante des effets de sélection. Ceci fait écho aux corrélations négatives plus fortes en \mathcal{R}_K qu'en $L_{1.4\text{GHz}}$ trouvées au Chapitre 3. Il est probable que l'effet soit renforcé par des luminosités K plus fortes dans les complexes d'amas riches (peut-être du fait de l'histoire d'accrétion plus ancienne de ces amas et la présence de galaxies très massives dans ces environnements particulièrement riches). Cependant ceci n'est qu'une hypothèse et demande à être vérifié.

4.5 Conclusions et perspectives

Nous avons construit un échantillon d'amas à partir des amas d'Abell du ciel Sud. Les paramètres de ces amas ($r_{\text{vir}}, \sigma_{\text{vir}}$) ont été soigneusement vérifiés et les galaxies NED et 6dFGS de chaque amas sélectionnées en conséquence. Les galaxies radio ont été ensuite identifiées et classées à partir de leur luminosités radio $L_{1.4\text{GHz}}$ en SFGs et AGN.

La comparaison avec des fractions de galaxies radio avec les variables internes des amas telle que la dispersion de vitesse σ_{vir} ne laisse entrevoir qu'une très faible anti-corrélation. Lorsque les deux classes SFGs/AGN sont considérées séparément, il ne semble pas que l'une ou l'autre des populations de galaxies radio-émettrices soit responsable de cette anti-corrélation. Une vérification plus en détail du mécanisme d'émission (régions HII ou AGN à partir des spectres optiques) permettra peut-être de dégager des tendances plus claires en fonction de la population de galaxies étudiée.

Les amas ont ensuite été classés en différentes catégories en fonction de leur environnement à grande échelle, à savoir leur appartenance à un complexe d'amas (la présence d'amas voisins proches). De nombreuses améliorations possibles quant à la définition de ces classes

ont été aussi proposées. Cette classification, encore trop simpliste, mène néanmoins à quelques résultats intéressants. En effet, l'étude des radio-loudness moyennés $\langle \mathcal{R}_K \rangle$ révèle que ceux-ci sont en général diminués dans les environnements denses en amas. Ceci laisse penser que les phénomènes de fusions amas-amas, ou amas-groupe, pourraient être responsables du manque d'activité radio de certains amas.

Il y a de nombreuses perspectives à ce travail préliminaire sur l'influence de l'environnement à grande échelle d'un amas sur sa population de galaxies radio. Les amas se doivent d'être le mieux défini possible afin de ne pas inclure des galaxies qui engendrent de mauvais paramètres globaux d'amas tels que la dispersion de vitesse et le rayon du viriel. Les profils NFW d'amas du chapitre suivant pourraient être utilisés pour mieux contraindre ces paramètres. De plus, comme il a été mentionné à la section 4.3, l'estimation de la variable d'environnement à grande échelle demande à être affinée. En outre, il est aussi possible de vérifier un par un les complexes d'amas ainsi que les amas isolés pour comprendre la situation particulière de chacun des cas et les classer ainsi plus soigneusement. L'inclusion d'un catalogue de groupes apparaît aussi nécessaire. Il sera aussi possible d'étudier rapidement les corrélations avec la luminosité X car nous disposons de celle-ci pour un sous-échantillon de nos amas (obtenues à partir du catalogue XBACS). Nous avons tenté d'utiliser le catalogue SDSS-C4 afin de valider notre démarche sur un échantillon d'amas précédemment étudié, mais les centres d'amas ne semblaient pas immédiatement correspondre. Nous avons donc reporté son étude ultérieurement.

CHAPITRE 5

Profils de densité des amas et environnement à grande échelle

Dans le chapitre précédent, un échantillon d'amas d'Abell du ciel Sud a été construit (section 4.2) et l'environnement à grande échelle estimé très simplement à l'aide d'une variable discrète évaluant le nombre d'amas voisin dans un rayon de 8 Mpc autour de la structure. Nous nous intéressons ici à l'influence de l'environnement à grande échelle sur la distribution des galaxies au sein de ces amas et notamment leurs profils, qu'elles soient en NIR ou en radio.

5.1 Les profils analytiques des amas

De nombreux auteurs ont cherché des formules analytiques pour décrire les profils des structures. Dès les années 40, de Vaucouleurs (1948) a proposé un profil de brillance de surface pour les galaxies elliptiques en fonction du simple rayon projeté R :

$$\Sigma \propto \exp \left[-(R/a)^{1/4} \right] . \quad (5.1)$$

Il se trouve que ce profil décrivait assez bien les structures des premières simulations N-corps (van Albada, 1982). Il n'a cependant pas de forme analytique simple en 3D, ce qui poussa Hernquist (1990) à donner une nouvelle formule 3D qui a une projection 2D proche de $R^{1/4}$:

$$\rho_{\text{Hernquist}}(r) \propto \frac{1}{r(r+a)^3} . \quad (5.2)$$

Dans les simulations cosmologiques récentes, Navarro et al. (1997) ont montré que la pente des profils est moins forte près du rayon de virialisation que celle de Hernquist. Ils ont donc proposé un nouveau type de profil analytique:

$$\rho_{\text{NFW}}(r) \propto \frac{1}{r(r+a)^2} . \quad (5.3)$$

Plus récemment, le profil a été généralisé sous la forme :

$$\rho(r) \propto \frac{1}{r^\alpha (r+a)^{3-\alpha}} , \quad (5.4)$$

où $\alpha \approx 1.5$, par exemple. La raison en est que le profil dans les régions les plus internes est plus compliqué qu'une simple loi de puissance.

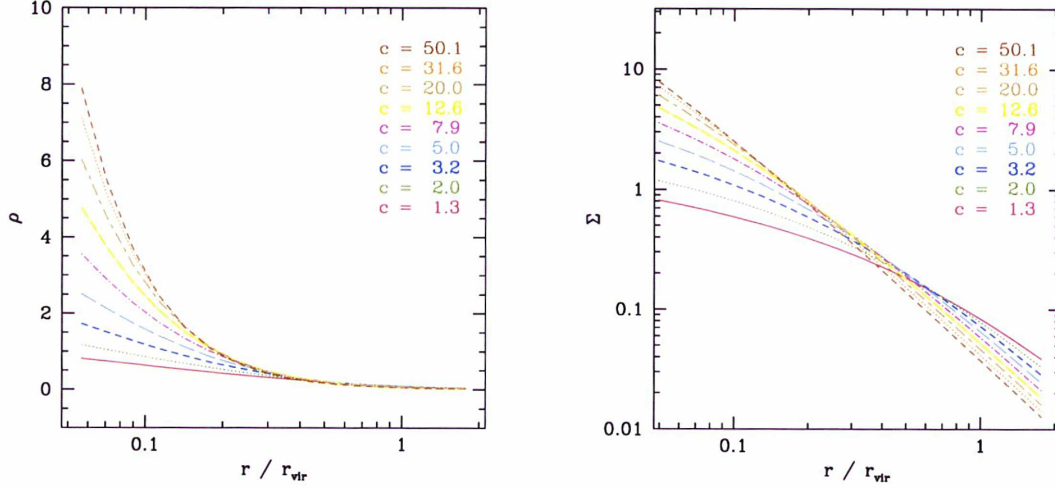


FIG. 5.1: Profils NFW, linéaire et log pour différents paramètres de concentration.

Le profil NFW permet en fait d'ajuster d'une manière quasi-universelle les structures à de nombreuses échelles. Le nom du profil est donc resté dans la communauté sous les initiales de ses trois inventeurs Navarro, Frenk et White: le profil "NFW". On peut exprimer le profil NFW en fonction de quelques paramètres d'échelle clés:

$$\rho_{\text{NFW}}(r) = \frac{\rho_c \delta_c}{(r/r_s)[1 + (r/r_s)]^2} \quad (5.5)$$

où le rayon d'échelle r_s est relié au rayon du viriel et à la concentration c selon :

$$r_s = \frac{r_{\text{vir}}}{c} \quad (5.6)$$

De même, le paramètre δ_c est relié à la densité caractéristique par:

$$\delta_c = \frac{\Delta_c c^3}{3} g(c) \quad (5.7)$$

avec

$$g(c) = \frac{1}{\ln(1+c) - c/(1+c)} \quad (5.8)$$

Le profil NFW peut donc s'écrire en fonction du seul paramètre de concentration c . La Figure 5.1 illustre la dépendance du profil NFW avec c . De même, la distribution de masse est (en unités de la masse du viriel):

$$\frac{M(x)}{M_{\text{vir}}} = g(c) \left[\ln(1+cx) - \frac{cx}{1+cx} \right] \quad (5.9)$$

ce qui diverge d'ailleurs pour les grandes valeurs de x .

Les quantités théoriques NFW utilisées dans ce chapitre sont les quantités projetées du modèle NFW (les quantités projetées sont en effet celles qu'on "observe", bien que NFW s'applique à la matière noire des simulations et qu'il existe un biais certain entre matière noire et matière lumineuse). D'après Bartelmann (1996) et Łokas & Mamon (2001), la densité de masse projetée NFW est:

$$\begin{aligned}\Sigma_M(R) &= 2 \int_R^\infty \frac{r\rho(r)}{(r^2 - R^2)^{1/2}} dr \\ &= \frac{c^2 g(c)}{2\pi} \frac{1 - |c^2 x^2 - 1|^{-1/2} C^{-1}[1/(cx)]}{(c^2 x^2 - 1)^2} \frac{M_{\text{vir}}}{r_{\text{vir}}^2}\end{aligned}\quad (5.10)$$

où :

$$C^{-1}(x) = \begin{cases} \cos^{-1}(x) & \text{si } R > r_s \\ \cosh^{-1}(x) & \text{si } R < r_s \end{cases} .$$

5.2 Calcul des profils en densité de nombre

La densité surfacique en nombre de galaxies, notée Σ_N , est calculée pour chaque amas de l'échantillon. La distance projetée R d'une galaxie au centre de l'amas est normalisée au rayon du viriel r_{vir} de celui-ci, tel que:

$$x = \frac{R}{r_{\text{vir}}} . \quad (5.11)$$

La densité surfacique en nombre de galaxies, où N est le nombre de galaxies, s'exprime en linéaire simplement:

$$\Sigma_{N,\text{lin}} = \frac{1}{2\pi x} \frac{dN(x)}{dx} ; \quad (5.12)$$

c'est-à-dire, en pas constants en logarithme, comme:

$$\Sigma_{N,\text{log}} = \frac{1}{2\pi x^2 \ln(10)} \frac{dN}{d\log x} . \quad (5.13)$$

La densité surfacique normalisée des galaxies dans l'amas est alors:

$$\Sigma_M = \frac{\Sigma_N}{N_{\text{tot}}} . \quad (5.14)$$

où N_{tot} est le nombre de galaxies contenues dans l'amas. La distribution projetée de masse de l'amas est ensuite ajustée par le distribution théorique NFW de l'équation (5.10).

Dans certains cas, les amas contiennent trop peu de galaxies et il est alors nécessaire d'utiliser des distributions "cumulées". Les profils de chacun des amas du SSC dans l'appendice D sont donc des profils cumulés.

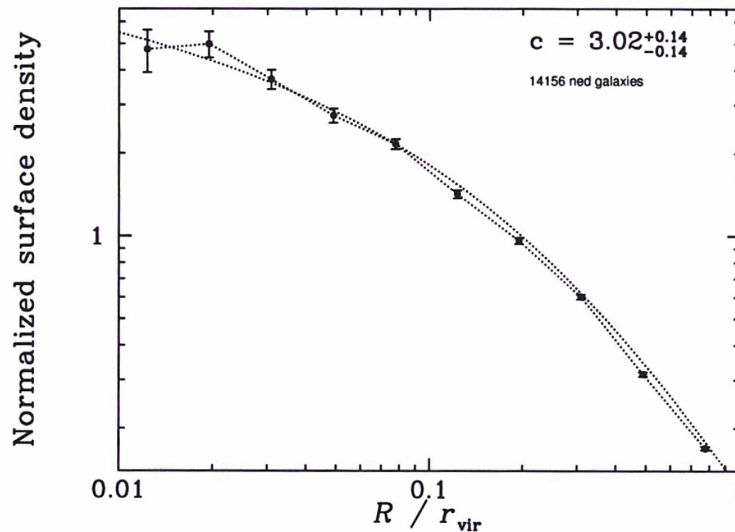


FIG. 5.2: Profil composite des galaxies NED d'amas. Le paramètre de concentration c_{NFW} , obtenu par la méthode de maximum de vraisemblance.

5.3 Profils d'amas et environnement à grande échelle

5.3.1 Profil d'amas "composite"

Avec l'avènement des grands relevés de redshifts, il est devenu possible d'empiler (*to stack*, en anglais) les amas, en normalisant les rayons à r_{vir} et les vitesses à $v_{\text{vir}} = \sqrt{GM_{\text{vir}}/r_{\text{vir}}}$, afin de construire des profils composites et en déduire des propriétés générales des amas. En utilisant un échantillon de 16 amas ¹, Carlberg et al. (1997) ont construit un amas composite (souvent évoqué sous le terme *ensemble cluster*, en anglais) et montré que le profil de densité en nombre suit bien un profil NFW, de concentration $c_{\text{NFW}} \approx 3.7$. Plus récemment, Lin et al. (2004) ont utilisé un échantillon 93 amas. En empilant les galaxies du relevé 2MASS en bande-K, ils forment un amas composite de concentration $c_{\text{NFW}} \approx 3$. D'autres auteurs ont aussi construit des amas composites à partir d'échantillons plus importants pour en étudier les propriétés (Biviano & Girardi, 2003; Katgert et al., 2004; Biviano & Salucci, 2006).

Nous utilisons ici un échantillon de 170 amas du ciel Sud, construit de la même façon qu'au chapitre précédent. Les rayons projetés R mesurant les distances des galaxies au centre de leur amas sont normalisées au rayon du viriel de leur amas: $x = R/r_{\text{vir}}$. Les distributions des galaxies dans chaque amas sont ainsi comparables. Il est alors possible d'obtenir le profil d'un amas composite (composé de tous les amas, ou d'un sous-échantillon). La Figure 5.2 montre le profil de tous les amas ainsi cumulés, sur un intervalle de $0.01 < x < 1$. Le profil est construit en pas de log constants, pour une meilleure lisibilité. Le profil de l'amas composite ainsi construit est dans l'ensemble bien ajusté par un profil NFW. Des problèmes apparaissent aux plus petits rayons $x \leq 0.02R/r_{\text{vir}}$, bien que l'ajustement reste dans les barres d'erreurs, sauf peut-être pour $x =$

¹Le relevé d'amas CNOC (Canadian Network for Observational Cosmology) de Yee et al. (1996).

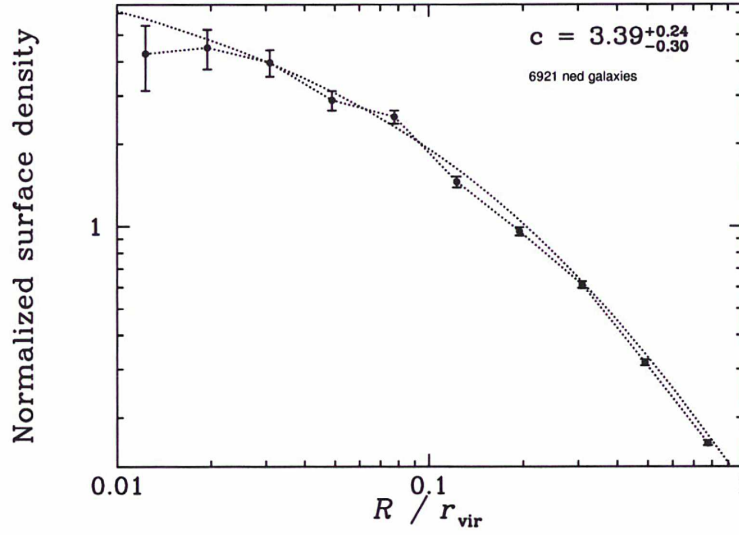


FIG. 5.3: Profil composite des galaxies NED des amas *n'ayant pas de voisins* dans un rayon 8 Mpc. Le paramètre de concentration c_{NFW} , obtenu par la méthode de maximum de vraisemblance.

0.02. Ceci est pourrait être dû à un cumul de mauvais centres d'amas, qui ne sont pas toujours centrés sur la galaxie cD (voir aussi Adami et al. 1998). Il y aurait donc un déficit au centre et un surplus un peu excentré. Nous utilisons ici la méthode du maximum de vraisemblance pour obtenir le meilleur ajustement NFW possible. Le paramètre de concentration NFW composite de l'amas composite est de:

$$c_{\text{NFW}} = 3.02 \pm 0.14 \quad . \quad (5.15)$$

Cette valeur est assez proche de celle obtenue par Lin et al. (2004), bien que ces derniers aient procédé en projection avec les galaxies 2MASS, donc sans l'information additionnelle du redshift.

5.3.2 Profils d'amas "composite" en fonction de l'environnement

Les amas sont ici répartis en deux catégories selon la variable d'environnement à grande échelle introduite au chapitre précédent : (1) les amas avec un ou plusieurs voisins dans moins de 8 Mpc et (2) les amas sans aucun voisin à moins de 8 Mpc.

En ce qui concerne la première catégorie (comme le montre la Figure 5.3), la valeur du paramètre de concentration NFW obtenu après ajustement est assez haute:

$$c_{\text{NFW}} = 3.39^{+0.24}_{-0.30} \quad . \quad (5.16)$$

Il est intéressant de noter ici un décrochement fort aux faibles rayons ($R/r_{\text{vir}} \leq 0.02$) avec l'apparition d'un profil homogène au centre (*core*).

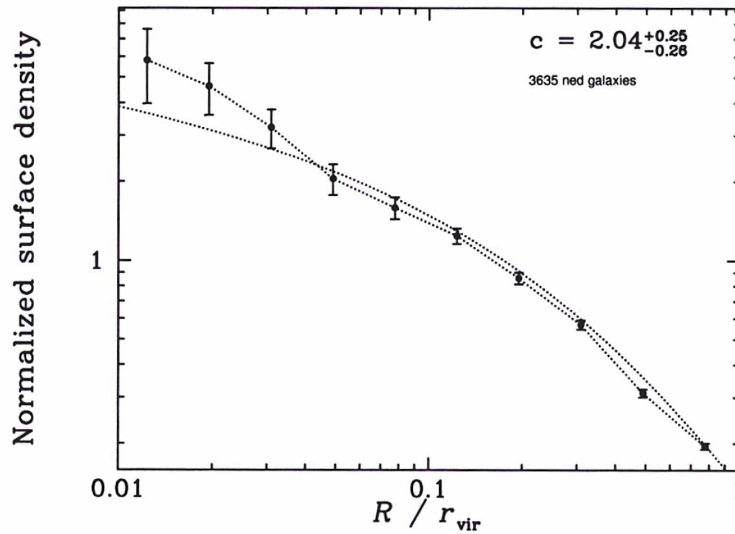


FIG. 5.4: Profil composite des galaxies NED des amas ayant *un ou plusieurs amas voisins* dans un rayon 8 Mpc. Le paramètre de concentration c_{NFW} , obtenu par la méthode de maximum de vraisemblance.

Les amas ayant des voisins proches à moins de 8 Mpc (Figure 5.4) ont un profil NFW avec un paramètre de concentration particulièrement faible:

$$c_{\text{NFW}} = 2.04^{+0.25}_{-0.26} . \quad (5.17)$$

Il y a beaucoup d'interprétations possibles quant à ce profil et ce changement de concentration car ces résultats sont encore préliminaires, surtout par rapport à l'estimation de l'environnement à grande échelle.

5.4 Les profils des amas dans le SSC

Nous avons montré à la section précédente que les amas dans les environnements denses ont des profils qui divergent du profil de NFW typique. Nous nous restreignons dans cette section à un des environnements les plus denses que nous connaissons: le superamas de Shapley. Certains des amas appartenant au SSC, tels que ceux aux alentours de A3558 et A3528 ont été étudiés de manière assez exhaustive en optique, radio et X. Cependant, les profils optique et radio des amas du SSC n'ont jamais été obtenus. Puisque nous manquons de galaxies, nous ne nous intéresserons donc pas ici à obtenir des résultats sur la distribution des galaxies de chaque amas individuellement (sauf pour des raisons de vérification de cohérence dans les données) mais à une étude plus large, en prenant en compte tous les amas du SSC. Ainsi en additionnant les différentes contributions de ces amas, nous pouvons obtenir une information générale sur la distribution des galaxies radio d'un amas type dans un environnement "superamas". Nous avons donc procédé à un empilement des galaxies des amas du SSC, d'une manière similaire à

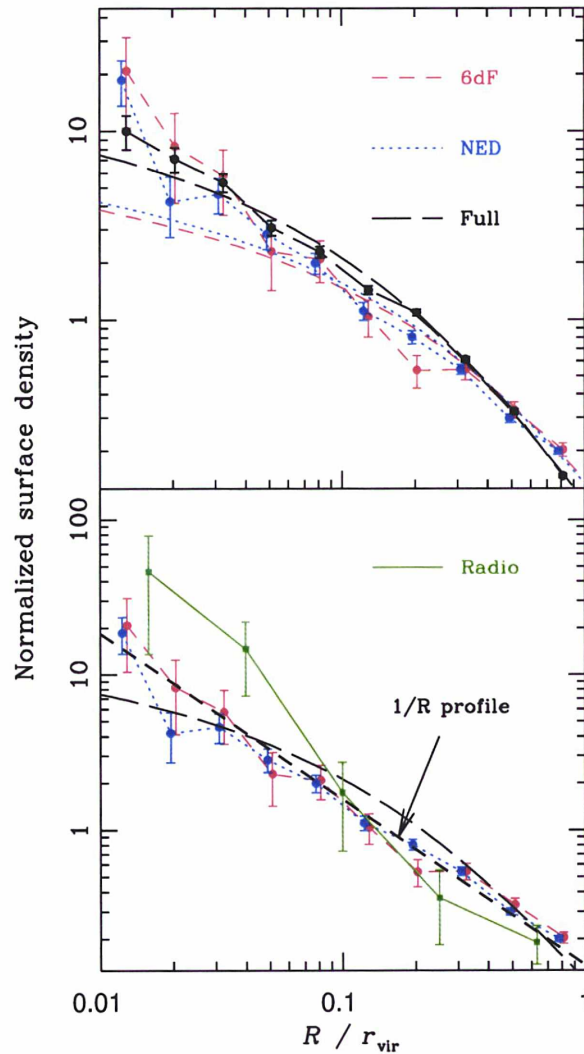


FIG. 5.5: Profils de densité en nombre de galaxies en fonction de R/r_{vir} . Les points de chaque population de galaxies sont décalés pour une meilleure lisibilité. *En haut*: Profil des amas de la région du SSC en utilisant les échantillons de galaxies NED (bleu) et 6dFGS (rouge), avec leur ajustement NFW respectif (courbes pointillées). Les points noirs représentent tous les amas de l'échantillon du Chapitre 4 et sert ici de référence; la courbe noire en pointillé correspond au meilleur ajustement NFW. *En bas*: Le profil des galaxies radio du SSC apparaît en vert. L'ajustement NFW des profils de tous les amas est gardé et un profil en $1/R$ est ajouté pour illustrer la pente des galaxies non-radio des amas du SSC.

celle décrite à la section précédente. Nous récupérons donc une liste d'une vingtaine d'amas de la région du SSC (voir la Table D.1) à partir de la liste compilée au chapitre précédent. Les paramètres sont les mêmes qu'au chapitre précédent. Les galaxies NED ont été le plus

souvent utilisées pour le calcul puisqu'elles sont généralement plus nombreuses par amas que les galaxies 6dFGS. En moyenne, nous disposons de $\langle N \rangle = 25$ galaxies NED par amas. Les Figures illustrant le détail de chaque amas sont exposées en appendice D : distribution des galaxies en (α, δ) et en (α, ν) , sélection en diagramme de phase projeté, distribution Gaussienne en vitesse, et profils cumulés. En tout, l'amas composite ainsi créé contient dans, $1r_{\text{vir}}$, 1594 galaxies NED, 452 galaxies 6dFGS dont 26 galaxies émettrices en radio.

La Figure 5.5 montre les profils surfaciques en densité de nombre pour les différentes populations de galaxies. Les différentes courbes sont des maximum de vraisemblance des ajustements de modèles NFW projeté, décrit par l'équation (5.14). L'ajustement du profil de l'échantillon total des amas de la section précédente est fourni pour comparaison. Les paramètres de concentration obtenus sont:

$$\begin{cases} c_{6\text{dFGS}} = 2.0^{+0.9}_{-0.7} & \text{[galaxies 6dFGS]} \\ c_{\text{NED}} = 2.3^{+0.5}_{-0.4} & \text{[galaxies NED]} \end{cases} \quad (5.18)$$

Les paramètres de concentration de ces profils sont assez bas. Cependant, il est évident que l'ajustement ne se fait pas correctement. En fait, les profils des amas de la région du SSC suivent une loi de puissance en $1/R$ (bas de la Figure 5.5). Le profil des galaxies radio-émettrices (courbe verte) dans les amas du SSC ne ressemble pas à un profil NFW. Les galaxies radio sont très centrales et le profil baisse rapidement et passe en dessous des galaxies NIR ($x \gtrsim 0.1$) mais leur densité de surface reste non-négligeable jusqu'au rayon du viriel.

5.5 Conclusions

Dans ce chapitre, nous avons présenté une étude encore préliminaire des profils de densité en nombre des galaxies d'amas de l'échantillon construit au Chapitre 4. En cumulant 170 amas d'Abell du ciel Sud en un amas composite, nous avons montré que le paramètre de concentration NFW obtenu est de $c \approx 3$, ce qui est en accord avec des études similaires. Nous avons ensuite procédé à la séparation en deux sous-échantillon d'amas, les amas dit "isolés" et les amas dans des "environnements denses" respectivement. Nous avons trouvé des différences de concentrations des deux populations d'amas ($c \approx 3.4$ et $c \approx 2.0$, respectivement). Les amas ayant plusieurs voisins montrent aussi un coeur assez prononcé. Les ajustements ne se sont cependant pas très bons et il est nécessaire d'ajuster d'autres profils connus.

Cette étude n'est toutefois pas exempte de biais et il est nécessaire de regarder les amas au cas par cas, comme il a été discuté au chapitre précédent. A plus long terme, il y a plusieurs perspectives à cette étude. Tout d'abord, il sera possible d'identifier les galaxies radio et d'obtenir leur profils de densité, comme l'ont fait récemment Lin & Mohr (2007) à partir de données 2MASS (identification des galaxies d'amas en projection sur le ciel; ils trouvent un $c_{\text{NFW}}(\text{radio}) \approx 25$), avec cette fois la confirmation de l'appartenance à l'amas, grâce à l'information sur le redshift que nous apporte 6dFGS. Par la suite, nous pourrons aussi étudier la distribution amas-centrique des différentes populations radio (SBGs, AGN) ainsi que des populations de galaxies actives classées à partir de leur spectre optique.

CHAPITRE 6

Propriétés des galaxies 6dFGS

6.1 Introduction

Dans les chapitres précédents de cette thèse, nous avons majoritairement utilisé les paramètres contenus directement dans la base de données du 6dFGS (comme par exemple les positions, magnitudes dans les différentes bandes, etc ...). Nous montrerons dans ce chapitre que certaines des informations contenues dans les premiers releases étaient erronées. Nous avons notamment participé à la rectification des magnitudes *B* et *R* des galaxies (Section 6.2). D'autre part, la base du 6dFGS contient énormément d'informations encore inexploitées jusqu'à présent, sous forme de données brutes auxquelles il est possible d'accéder. Notamment les images et les spectres de presque chaque galaxie du catalogue 6dFGS sont contenus dans des fichiers FITS ¹. Nous avons utilisé les spectres optiques 6dFGS (Section 6.3) afin de pouvoir classer les galaxies SBGs et AGN de façon plus précise qu'avec leur luminosité radio et d'avoir accès à la population d'AGN radio-quiet. Nous avons aussi tenté d'obtenir les propriétés morphologiques des galaxies 6dFGS en utilisant les images du relevé photométrique 2MASS (Section 6.4).

6.2 Magnitudes et couleurs des galaxies 6dFGS

6.2.1 Problèmes de magnitudes

Le 6dFGS est basé sur plusieurs catalogues photométriques en proche-infrarouge mais le relevé principal reste cependant 2MASS: les bandes couvertes sont donc *J*, *H* et *K*. Cependant, chacune des galaxies 2MASS est aussi couverte par le catalogue SuperCosmos dont les bandes

¹Le format FITS (Flexible Image Transport System, voir <http://fits.gsfc.nasa.gov/>) est un format utilisé pour le transport, l'analyse, et l'archivage des données scientifiques. Il peut se présenter sous des multiples formes : spectre 1D, images 2D, voire méta-cube 3D. Dans le cas plus spécifique du 6dFGS, les données FITS contiennent 5 extensions d'images (en WCS): les images optiques *B* & *R* de SuperCOSMOS, les images 2MASS *J*, *H* & *K* (IPAC) ainsi que 3 extensions spectrales: les bandes *V* & *R* des spectres optiques et le spectre combiné VR (voir <http://www-wfau.roe.ac.uk/6dfgs/>).



b_J et r_F sont donc disponibles. Les couleurs des galaxies renseignent de façon approximative sur le contenu stellaire d'une galaxie. Au cours de cette thèse, nous avons donc rapidement été amené à utiliser les couleurs des galaxies 6dFGS-DR1 de nos différents échantillons. De nombreux problèmes sont alors rapidement apparus, notamment une dichotomie étrange dans les couleurs $B-K$. Sur un échantillon-test de $\sim 30\,000$ galaxies 6dFGS-DR1, environ 10% des galaxies avaient des magnitudes b_J largement surestimées d'un facteur à peu près constant. Un simple comptage de galaxies dans les différentes bandes accessibles dans la base de données du 6dFGS expose clairement ces problèmes (voir Figure 6.1).

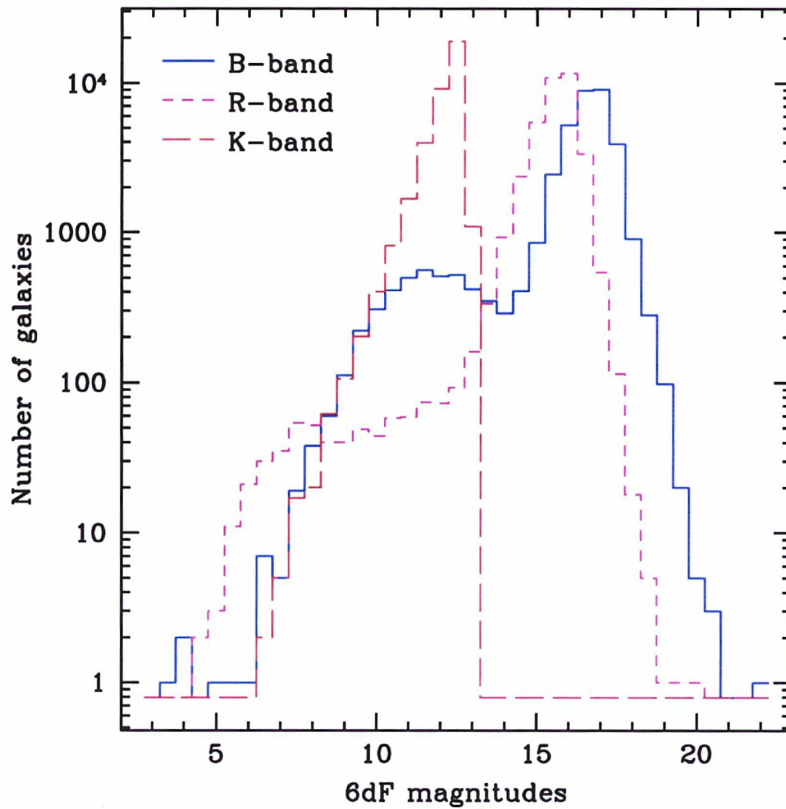


FIG. 6.1: Comptages de galaxies dans le 6dFGS-DR1 dans les bandes b_j , r_F (SuperCosmos) et K (2MASS). 37000 galaxies ont été utilisées ici. Une bi-modalité des magnitudes b_j et r_F est clairement visible, surtout autour de $\sim 13 - 14$ où les magnitudes b_j apparaissent sur-estimées. Le même problème apparaît à des magnitudes plus élevées dans la bande r_F , bien que plus la distribution soit plus lisse.

Ceci provient d'une mauvaise séparation étoiles-galaxies: ces galaxies se sont vues assignées des magnitudes non-isophotales typiques d'étoiles. Ceci a donc eu des répercussions sur les estimations de magnitudes b_J et dans une moindre mesure, sur les magnitudes r_F . Le rapport interne au 6dFGS qui suit décrit en détail le travail qu'il a été nécessaire d'effectuer pour dévoiler les causes de ce problème.

6dFGS galaxy colours

Mauduit, J.C. & Parker, Q.A.

This brief report highlights a problem with the current SuperCOSMOS b_J and r_F optical magnitudes that was discovered during a preliminary investigation into the possibility of using colours derived from the magnitudes available in the 6dF Galaxy Survey (6dFGS) to study galaxy environment. A selection of about 30,000 6dFGS galaxies from the first 6dFGS data release was used to investigate their optical and 2MASS colour distributions. A bi-modal distribution in b_J-K versus K was found with an apparent population of galaxies with aberrant b_J-K colours. Considering the well tested and defined 2MASS magnitudes we surmise that the problem is likely with the SuperCOSMOS photometry. For about 10% of galaxies the bright SuperCOSMOS b_J magnitudes are overestimated by a large but approximately constant factor. The preliminary results reported here indicate that the fault arises when these galaxies have been assigned a stellar classification during star/galaxy separation in the b_J band. As such we assume the stellar photometric classifier has been inappropriately applied leading to a significant over-estimate of these galaxies magnitudes (which are not isophotal). There is also evidence that the r_F magnitudes are likewise affected but to a much less significant degree. This problem needs to be addressed before further data releases. We show how these aberrant galaxies can be identified and propose that either the matching R band star/galaxy classification flag be applied to these galaxies and that the photometry is then re-calculated. This would significantly improve the integrity of the SuperCOSMOS photometry in the 6dFGS.

1 Target catalogue photometry: 2MASS & SuperCOSMOS magnitudes

The 6dFGS contains several magnitude estimates in the near-infrared as well as in the optical.

Apart from the I-band, the near-infrared magnitudes are supplied by 2MASS CCD photometry. 2MASS has three near-infrared bands which are: $J < 13.75$, $H < 13.05$ & $K_s < 12.75$. 2MASS photometry has been extensively tested, is well calibrated and appears well behaved across the entire magnitude range.

SuperCOSMOS provides the b_J and r_F optical magnitudes, extracted from scans of the original UKST/ESO photographic plates (B = UK Schmidt blue (b_J) survey, $R1$ = ESO Schmidt or Palomar POSS-I E red survey, $R2$ = UK Schmidt red survey, I = UK Schmidt near-InfraRed survey). There are well known problems with deriving accurate magnitudes from photographic plates but with care reliable values can be obtained (e.g. Hambly et al 2001). One difficult area is with obtaining reliable photometry at the bright end of the galaxy distribution. The standard SuperCOSMOS IAM parameterisation is optimised for the faint end where the vast majority of images are to be found. It has, for example, been compared to the SDSS photometry and the relation was found to be fairly linear at fainter magnitudes (see for example the 2dFGS Final Data Release Photometric Calibration). Unfortunately, at the bright end, and especially in the b_J band where morphological detail can be more accentuated, the IAM parameterisation can de-blend large angular size galaxies (those with diameters of several arcminutes) into a host of sub-images. It is hard to recover an accurate magnitude estimate under these circumstances. Furthermore, the nature of the underlying image dictates the photometric estimator that should be used if reliable magnitudes are to be derived.

In principle the availability of b_J , r_F , I and 2MASS J , H and K magnitudes for each galaxy in the 6dFGS will allow us to derive galaxy colours and eventually study their variation with galaxy environment. If we further want to study galaxy morphology as a function of environment, we will also need reasonable reliability in galaxy colours to verify the consistency of derived morphologies.

Unfortunately, a preliminary analysis of a sub-sample of 30,000 galaxy colours reveals a problem at the bright end, that will need to be fixed in order to proceed to such studies.

2 Galaxy colours

2.1 6dFGS data

We retrieve a file containing B (b_J), R (r_F) and 2MASS K magnitudes from the main 6dFGS database using the following SQL query:

```
SELECT spectra.obsra, spectra.obsdec, spectra.z_helio, spectra.quality, target.bmag,
target.rmag, twomass.K
FROM spectra, target, twomass
WHERE target.targetid = spectra.targetid AND target.targetid = twomass.targetid AND
spectra.quality >= 3
```

The first 10 entries of the downloaded 6dFGS table is shown in Table 1. Every galaxy in this table has a b_J , r_F and K_s magnitude (columns 5, 6 & 7). Scrutiny reveals that the 5th entry has a b_J magnitude which is unfeasably close to the K magnitude.

Table 1: Raw downloaded 6dFGS table.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
obsra	obsdec	z_{helio}	quality	bmag	rmag	K
00:00:03.29	-36:05:04.1	+0.060436	4	+16.91	+15.91	+12.577
00:00:03.29	-36:05:04.1	+0.060383	4	+16.91	+15.91	+12.577
00:00:05.19	-23:14:39.1	+0.059677	4	+17.07	+15.06	+12.51
00:00:07.75	-21:54:21.1	+0.080291	3	+17.18	+16.30	+12.601
00:00:08.09	-33:40:20.1	+0.055922	4	+13.82	+15.92	+12.714
00:00:10.00	-36:13:45.3	+0.060533	4	+16.52	+15.59	+12.212
00:00:12.23	-26:43:49.6	+0.058954	4	+16.14	+14.27	+11.966
00:00:13.18	-27:37:60.0	+0.063596	4	+17.31	+15.75	+12.695
00:00:13.38	-23:45:46.9	+0.065917	4	+16.43	+14.56	+11.941
00:00:14.12	-25:11:12.9	+0.085188	4	+16.80	+14.79	+11.886

Comments: Shown here are the first 10 lines of the 37007 objects contained in the table.

2.2 Colour-magnitude plots

Figure 1 shows in the left panel a simple colour - magnitude plot ($B-K$ versus K). The plotted data are straight from the raw downloaded 6dFGS file. A distinct bi-modality in the $B-K$ galaxy colour is evident. About 90% of sources are distributed, as expected, along $B-K \simeq 4$ (highlighted in red). However there is a parallel distribution around $B-K \simeq 0$ (highlighted in blue). It is almost as if there been a simple constant magnitude offset between them.

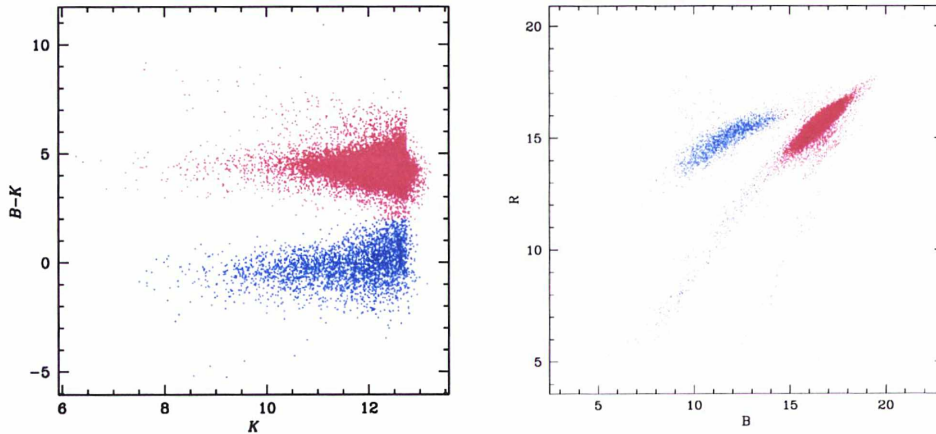


Figure 1: *Left*: $B-K$ vs K plot. In red are the “normal” galaxy colours, with a median $\langle B-K \rangle \sim 4$ (c.f. Figure 2). The “wrong” colours are plotted in blue. The cut to separate out the two distributions is made at $B-K = 2$. *Right*: The bi-modality is also seen in the R versus B plot together with evidence of a more sparsely populated locus where the B magnitudes appear to be significantly underestimated.

Hence, we will refer to “good” objects as galaxies having $B - K > 2$ and the “bad” ones as $B - K < 2$. Indeed, when looking at typical $B - K$ galaxy colours, early-type galaxies usually have $B - K \sim 4$ and late-type disk galaxies can exhibit bluer colours : $2 < B - K < 4$. Only late-type irregular galaxies, which constitute a small percentage of normal galaxies, with the bluest colours, can reach down to $B - K \sim 1 - 2$. This is clearly illustrated by Figure 2, taken from the 2MASS Large Galaxy Atlas study (Jarrett et al. 2003). Consequently there will be very few real galaxies in a cut made at $B - K < 2$. This seems like a realistic cut, according to Figure 1.

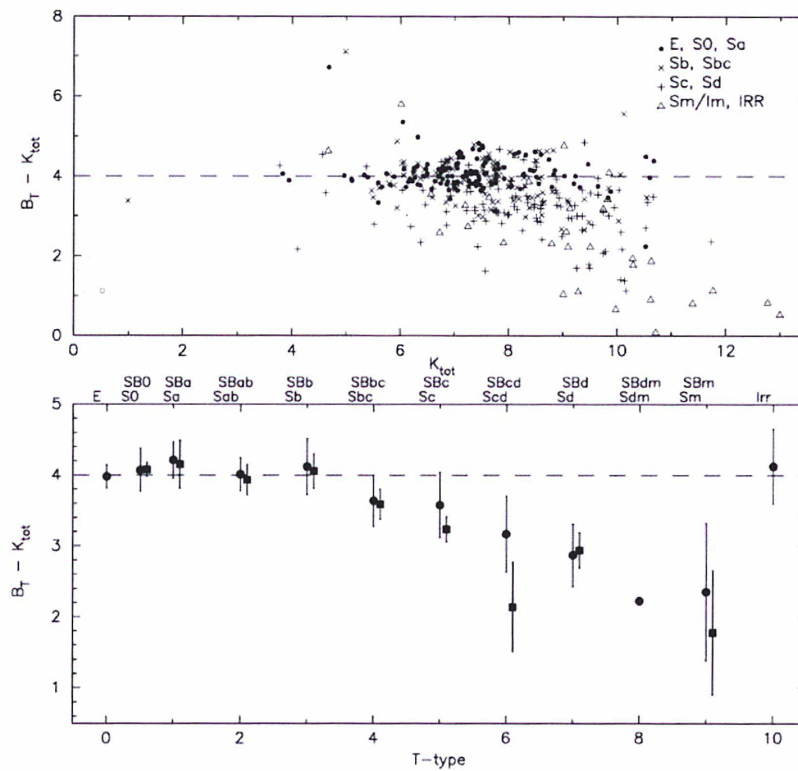


Figure 2: From Jarrett et al. (2003) Optical vs. NIR integrated flux for the entire LGA (Large Galaxy Atlas) sample. The upper panel shows the $B - K$ “total” colours vs. the “total” K mag. The optical mags come from the RC3. The dashed line represents the average colours for early-type galaxies (E and S0 types). The sources are coded according to their morphology. The lower panel shows the $B - K$ colours versus type. The filled circles denote normal galaxies and the filled squares “barred” galaxies. The errorbars represent RMS scatter in the radius within the type group. No reddening or inclination corrections are made.

The right panel is a R versus B plot showing that the situation is more complex. There are at least 3 loci present. The main locus where $B - R \approx 1$, a significant secondary locus offset from the main locus in the sense that the B magnitudes are several magnitudes brighter than the R and a third more sparsely populated locus where the B magnitudes are several magnitudes fainter than the R. Objects which fall below the $B - K = 2$ selection are plotted red and are considered to have bad B photometry. Several points should be noted here. Firstly brighter than $B, R \sim 14$ the main locus of points switch from good (red) photometry to poor (blue) photometry. Secondly the other main locus to the left of the main locus where B is 1-5 magnitudes brighter than R is occupied by objects with poor (blue) photometry. Thirdly, that the final sparsely populated locus to the right of the main locus is populated by objects with ostensibly good photometry.

We believe it is the B magnitude where the problems come from. Table 2 shows the mean, min and max magnitudes of the 6dFGS galaxy sample for the 3 bands used but separated into two samples by selected according to $B - K < 2$.

Table 2: Magnitude range.

(1) Sample	(2) Magnitude	(3) Mean	(4) Min	(5) Max
Good	B	16.59	10.30	22.04
	R	15.59	4.41	20.11
	K	12.19	6.27	13.22
Bad	B	11.52	3.37	14.69
	R	14.41	4.36	18.18
	K	11.61	7.51	13.15

2.3 SuperCOSMOS flags

We investigated next the assigned classification flags to Only a subsample of the good and bad colours objects were retrieved from the SuperCosmos database since it only allows a 1000 objects limited batch download. We used the cross-identification query available on the SSS website ¹ and matched the bad and good galaxies from our subsample with SSS data. Subsamples were chosen so that the good objects have $3.98 < B - K < 4.02$ (random sub-sample of ~ 800 selected out of the total 32354 galaxies) and the bad galaxies $-0.2 < B - K < 0.2$ (random sub-sample of ~ 600 selected out of 4074 galaxies with bad colours). The IAM information provided by SSS is prodigious but we were only interested in the classification flags at this point. There are multiple flags in SuperCOSMOS, one for every measured magnitude, c.f. Table 3, indicating which of the two choices of photometric estimator (star or galaxy) was used for the magnitude derivation.

The R magnitude was derived from plates taken at two different epochs, hence the two ClassR1 and ClassR2 flags. Only one B was derived. Its corresponding flag is named ClassB. The flag is set to 1 (galaxy), 2 (star) or 0 (unidentified).

In Figure 4 we show the percentage of objects that have a certain flag set for B and R magnitudes. The bad (red) and good (black) photometry galaxy subsamples are similarly distributed in the R flag

¹<http://surveys.roe.ac.uk/ssa/xmatch.html>

Table 3: SuperCOSMOS flags: the “bad” object sample

(1) Ra	(2) Dec	(3) Meanclass	(4) ClassB	(5) ClassR1
+0.3668637	-43.9192049	1	0	1
+0.7709749	-42.1787694	1	2	1
+1.8580042	-37.4500862	1	2	1
+3.4305980	-41.5906694	1	2	1
+3.4305980	-41.5906694	1	2	1
+3.6027666	-40.2207623	2	2	0
+4.1899028	-36.2588617	2	0	2
+4.3806004	-6.8199676	4	0	0
+5.1713137	-4.4287294	2	0	0
+5.4015000	-14.2793401	2	2	0

Comments: Flags are defined as follows, 1 = galaxy, 2 = star

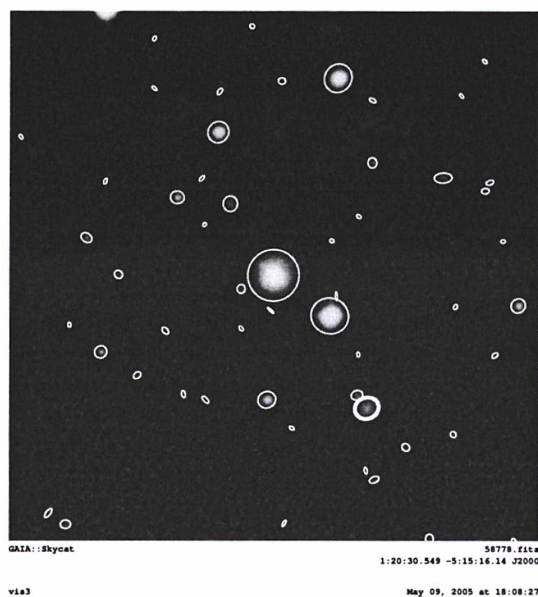


Figure 3: $5' \times 5'$ optical picture in B -band from SSS database, centered on one of the badly flagged galaxy. Detection contours contained in the FITS header are also shown.

(ClassR1, top right panel and ClassR2, bottom left panel). However, the distribution are nearly inversely symmetric when looking at the B flag (ClassB, bottom right panel). Therefore it seems likely that the star/galaxy classification flags for the B magnitude were wrongly attributed for nearly 40% of the galaxies with overestimated B magnitudes (a subsample centered around $B - K \sim 0$) were flagged as stars in the SuperCOSMOS database. This could be why B magnitudes are always overestimated since a star-like profile instead of an isophotal one would then be used to derive a galaxy magnitude. In SuperCOSMOS Paper I, Hambly et al. (2001) warn that incorrect classification that can produce incorrect magnitude calibration might occur for bright images due to, e.g., deblending errors.

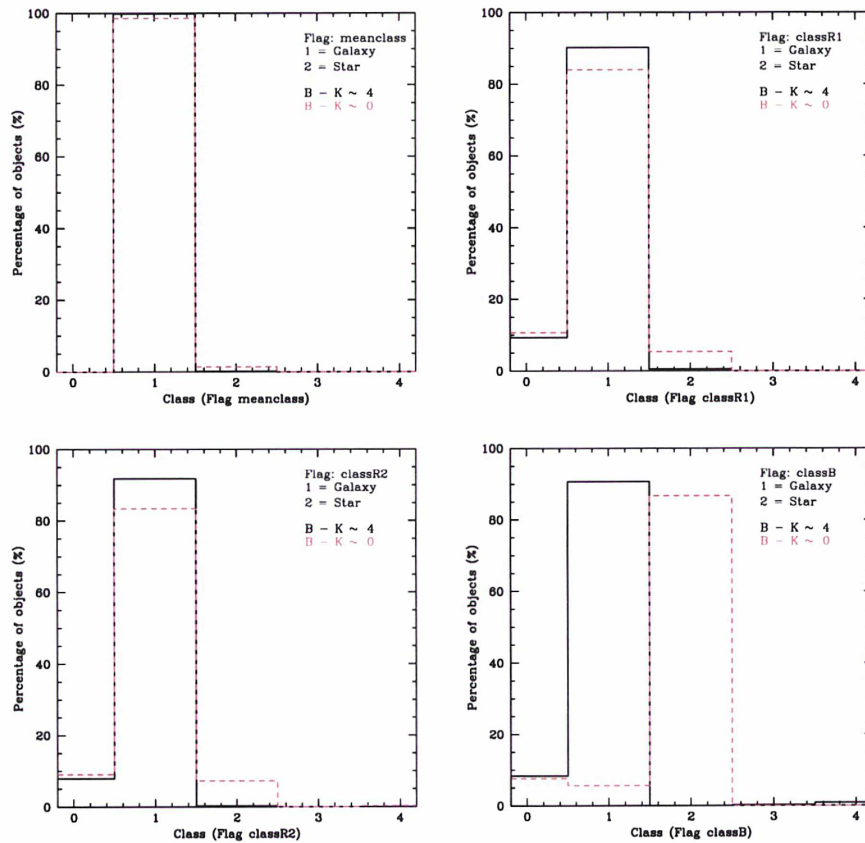


Figure 4: Histograms showing the percentage of objects per attributed flag. Black solid histogram represents the “good” objects and the red dashed one the “bad” objects.

3 Conclusions

For reasons still being investigated about 10% of galaxies in the 6dFGS had B magnitudes calculated using the photometric estimator used for stars due to an incorrect star/galaxy classification at the brighter end in B . For these cases the derived B magnitudes from the photographic plates are considerably brighter than expected. The simplest solution would be to re-calculate the B -band photometry for all these galaxies using the proper galaxy estimator. Initially, since the R magnitude does not seem to be affected like the B magnitude, the R -band star/galaxy classification flag could be applied to the B -band derivation as well. This should be easy enough to implement and would most certainly improve B magnitudes in the 6dFGS catalog, consequently allowing optical vs. near-infrared colours studies. Next question is : why were these objects flagged as stars ?

6.2.2 Comptages de galaxies dans les bandes b_J , r_F , J , H , et K

Par la suite, les magnitudes SuperCos des galaxies 6dFGS ont été corrigées dans les versions suivantes du 6dFGS (6dFGS-DR2 et DR3), ainsi que le montrent les comptages de galaxies dans le 6dFGS-DR2 (Figure 6.2). Afin de vérifier les différentes magnitudes 6dFGS, nous avons effectué des comptages de galaxies dans les différentes bandes. A première vue, on peut voir que toutes les magnitudes ont des comptages consistants entre eux (on peut néanmoins noter des différences aux luminosités fortes et faibles).

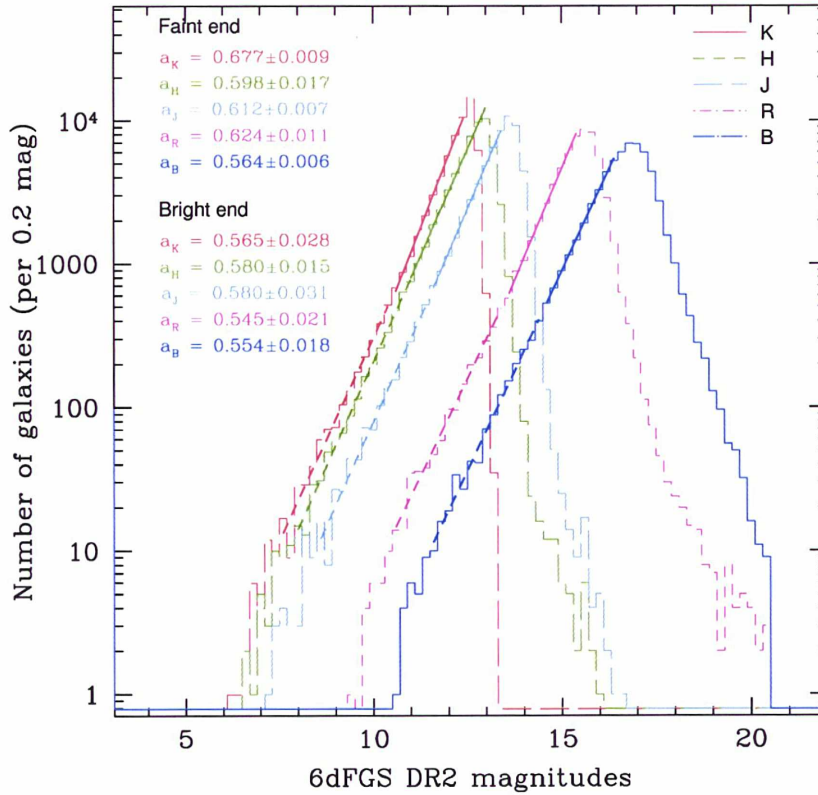


FIG. 6.2: Comptages de galaxies dans le 6dFGS-DR2 dans les bandes b_J , r_F , J , H , et K . Deux types d'ajustement ont été effectués : aux faibles (pointillé) et aux fortes (solide) magnitudes; les coefficients a_j des pentes sont donnés.

6.3 Analyse des spectres de galaxies

Dans les premiers chapitres de cette thèse, nous nous sommes majoritairement basés sur la luminosité radio à 1.4GHz, pour identifier les galaxies avec une activité anormalement élevée, qu'elle soit due à de la formation d'étoiles violente ou à de l'activité du noyau. Nous avons

par la suite classé ces galaxies à partir de leur luminosité radio. Cependant, cette classification n'est pas tout à fait exacte, comme il a été vu au Chapitre 1. De plus, les AGN radio-loude ne représentent qu'un sous-échantillon ($\sim 20\%$) de la population totale des galaxies AGN.

Le spectre optique des galaxies contient énormément d'informations qui permettent de classer les galaxies SFGs et AGN. Les spectres des galaxies starbursts et AGN ont des caractéristiques bien particulières, comme les raies en émission (voir par exemple la Figure 6.4), qui permettent de les distinguer facilement du reste des galaxies. Or, tous ces spectres optique sont à notre disposition dans la base de données du 6dFGS sous forme de fichiers FITS (non calibrés en flux). Le but est donc de pouvoir identifier les SFGs et AGN à partir des raies dans le spectre optique, voir même d'être en mesure de calculer le SFR en ce qui concerne les SFGs. A cause du nombre élevé de galaxies utilisées ici, il n'était pas possible de suivre l'approche traditionnelle d'analyse de spectres en utilisant des outils standards tels que IRAF², même en automatisant les procédures (temps de calcul trop long et procédures trop approximatives). Les méthodes de PCA (Principal Component Analysis) ou d'ajustement de spectres à partir d'une base spectrale (template fitting) sont généralement très efficaces mais assez lourdes et complexes d'utilisation (Brinchmann et al., 2004). Nous avons ici choisi une approche intermédiaire, permettant une analyse à la fois simple mais aussi rapide et robuste.

6.3.1 Algorithme de classification spectrale

Nous avons donc cherché à développer un outil simple et efficace qui soit autonome. A ses débuts, l'algorithme a été développé à partir d'un code en PERL et en C, capable d'opérations de base sur les spectres. Il a par la suite été complété et adapté en C++ par François Ricquebourg (IAP) et sera décrit plus en détail dans sa thèse. Nous nous contenterons ici d'une brève description de l'algorithme. En résumé, le programme permet d'extraire automatiquement toutes les caractéristiques physiques des raies (flux, largeurs équivalentes etc..) contenues dans une liste de spectres, et ce en ~ 30 ms par galaxie.

Le programme requiert en entrée la liste des noms de spectres à analyser ainsi qu'un fichier de paramètres (méthode d'ajustement, liste de raies). Les spectres sont corrigés du décalage spectral, puis leur continu est ajusté et débruité par des méthodes de morphologie mathématique. Les raies indiquées en entrée sont ensuite ajustées – et séparées (*deblending*) dans le cas de superposition (p.ex. le doublet [NII]-H α) – par des ajustements multi-Gaussiens (méthode d'ajustement non-linéaire de Levenberg-Marquardt). Certaines corrections physiques sont ensuite nécessaires, comme celles dues à l'absorption stellaire et au rougissement. Le rougissement (*reddening* en anglais) est dû principalement à une plus grande diffusion des petites longueurs d'ondes par l'ISM de la galaxie-hôte. L'excès de couleur dans les raies H β et H α , observé dans le spectre de la galaxie est:

$$E(H\beta - H\alpha) \equiv -2.5 \log \left[\frac{(H\alpha/H\beta)_{\text{th}}}{(H\alpha/H\beta)_{\text{obs}}} \right],$$

où le rapport théorique est pris égal à 2.86 (Osterbrock & Ferland, 2006)³. En utilisant un

²IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) est un logiciel astronomique multi-fonctionnel développé par le NOAO et disponible gratuitement à l'adresse: <http://iraf.noao.edu/>.

³Voir la Table 4.4 p.78, cas de recombinaison B, $T = 10000$ K et $n_e = 10^2$ cm⁻³

modèle d'extinction de la Voie Lactée ($E(B - V) = E(H\beta - H\alpha)/1.36$), il est possible d'en déduire l'extinction à toutes les longueurs d'ondes (et donc pour toutes les raies). Le facteur de correction dû à l'absorption stellaire par les étoiles O & B doit aussi être prise en compte lors de l'estimation des raies de Balmer.

Plusieurs améliorations attendent encore d'être implémentées. Par exemple, une des limites de l'algorithme est qu'il utilise pour l'instant des Gaussiennes pour ajuster les différentes raies; or les profils de raies sont mieux modélisés par des Voigtienues (convolution d'une Lorentzienne par une Gaussienne). D'autre part l'extinction par les poussières à l'intérieur de la Voie Lactée doit être prise en compte (Schlegel et al., 1998). Cependant nous allons montrer que les résultats obtenus sont déjà satisfaisants.

6.3.2 Séparation AGN/SBG et classification des AGN

Les AGN et les SFGs peuvent ensuite être séparées à partir de plusieurs rapports de raies bien choisis. Le BPT (Baldwin et al., 1981) est le diagramme le plus utilisé (mais voir aussi la version révisée de Veilleux & Osterbrock 1987), dans lequel on trace le rapport de raie $[OIII] \lambda 5007/H\beta$ en fonction de $[NII] \lambda 6583/H\alpha$. La limite séparant les SFGs des AGN peut varier selon les auteurs. Elle est par exemple donnée de manière théorique par Kewley et al. (2001). Cependant, une limite empirique a été récemment formulé par Kauffmann et al. (2003) en étudiant les galaxies du SDSS. Nous adopterons par la suite cette limite. En logarithme, cela donne:

$$\log\left(\frac{[OIII]}{H\beta}\right) > \frac{0.61}{(\log([NII]/H\alpha) - 0.05)} + 1.3 \quad (6.1)$$

Si $[O III]$ ou $[H\beta]$ ne sont pas mesurés, certains auteurs utilisent plus simplement le rapport (voir Carter et al. 2001; Brinchmann et al. 2004):

$$\log([NII]/H\alpha) > -0.2 \quad (6.2)$$

Il existe aussi d'autres rapports de raies possibles que celui présenté ci-dessus, tels que $[OIII] \lambda 5007/H\beta$ versus $[SII](\lambda 6717 + \lambda 6731)/H\alpha$ ou $[OI] \lambda 6300/H\alpha$. On peut ensuite distinguer plus finement entre les différents types d'AGN. Par exemple, parmi les AGN qui satisfont à l'équation 6.2, un rapport de raie:

$$[OIII]/H\beta = 3 \quad (6.3)$$

permet de séparer les LINERS (< 3) des Seyferts (> 3).

6.3.3 Résultats de classification

Validité par rapport au SDSS

Nous avons obtenu un échantillon de spectres optique (FITS) de la base du SDSS, choisi pour couvrir en partie le 6dFGS. Les valeurs de flux et largeur équivalentes des raies sont répertoriées dans les entêtes des fichiers FITS contenant les spectres. Celles-ci ont été obtenues

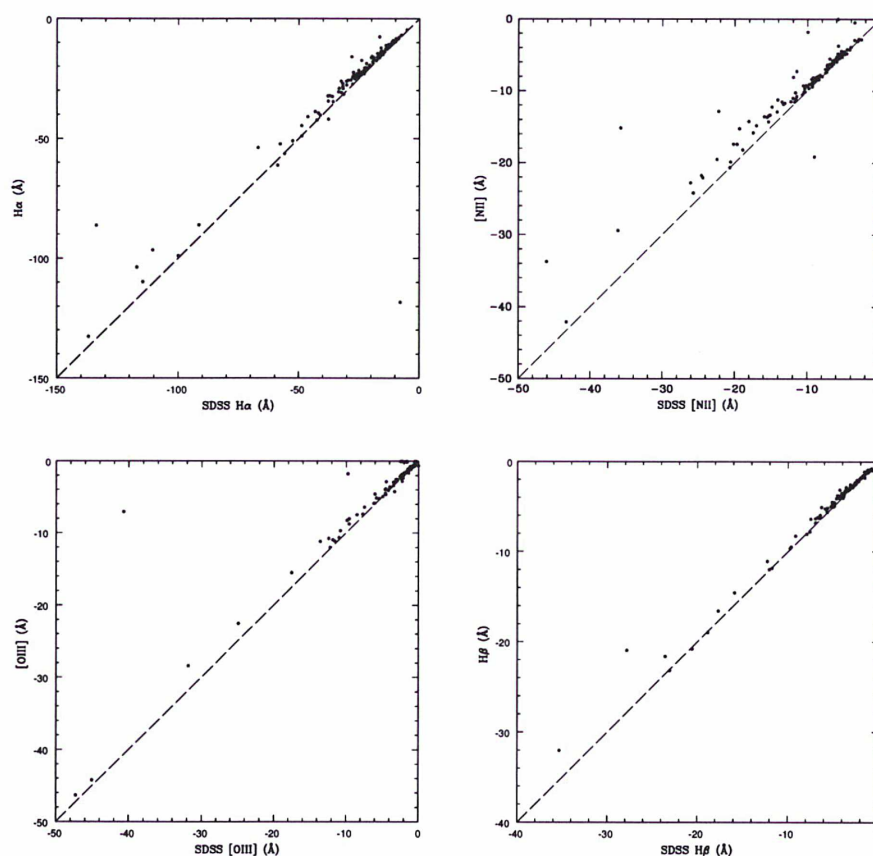


FIG. 6.3: Comparaison pour chaque raie (utilisée dans le digrammes BPT) entre les valeurs du SDSS (en ordonnée) et celles obtenues par notre algorithme (en abscisse). Les droites en pointillés sont les fonctions $y = x$ pour chaque cas.

par la méthode du “template fitting”⁴ (Tremonti et al., 2003). Nous avons donc pu comparer les différentes valeurs de flux obtenues par notre algorithme à celles du SDSS. Les valeurs des flux obtenues aux différentes longueurs d’onde sont assez proches de celles du SDSS (Figure 6.3)

Validité par rapport à un échantillon pré-classifié

Un des plus larges échantillons de galaxies radio à ce jour est celui de Mauch & Sadler (2007), qui contient 7824 sources radio du NVSS (à 1.4GHz) identifiées avec les galaxies du 6dFGS-DR2 ayant une magnitude limite en $K = 12.75$, et couvrant une aire de 7076 deg^2 . L’avantage de ce catalogue de sources radio est que les mécanismes dominant l’émission dans chaque spectre ont été identifiés à l’œil (60% ont pour origine la formation d’étoiles et 40% l’activité du noyau). La classification est donc – à l’erreur humaine près – très fiable. Nous

⁴Le template fitting consiste à ajuster les spectres de galaxies à partir d’une combinaison linéaire de spectres d’étoiles (Bruzual & Charlot, 2003)

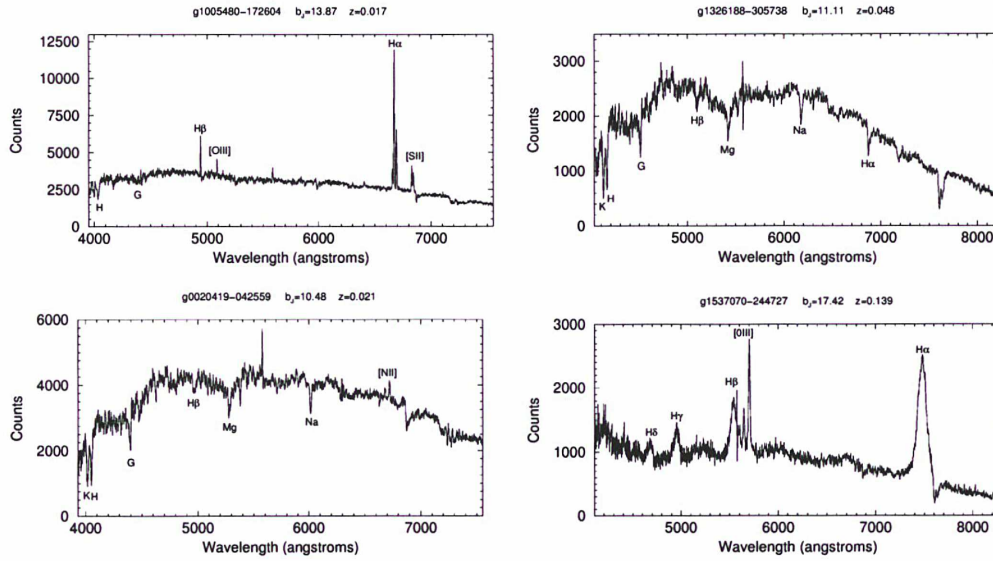


FIG. 6.4: Exemples de classification spectrale visuelle en quatre classes d’après Mauch & Sadler (2007): “SF” (“star-forming”), et “Aa”, “Ae” et “Aae” pour les sous-classes d’AGN. Les raies en émission/absorption sont marquées dans chacun des spectres redshiftés. *En haut à gauche*: le spectre caractéristique d’une galaxie SF avec des raies de Balmer fortes et étroites. *En haut à droite*: Une galaxie classée “Aa”, contenant de multiples raies en absorption. *En bas à gauche*: Une galaxie “Aae”, ressemblant au cas précédent “Aa” mais avec une raie en émission [NII] faible. *En bas à droite*: Cette galaxie de la classe “Ae” contient des raies de Balmer en émission très larges et une raie de [OIII] forte.

avons appliqué notre algorithme de classification spectrale sur ce catalogue, dont le résultat est visible dans la Figure 6.5. Pour la majorité des galaxies la classification s’est correctement effectuée. Cependant, de nombreuses galaxies semblent être tout de même avoir été mal classées. A première vue, de nombreuses galaxies classées comme SFGs (points bleus) par Mauch & Sadler se trouvent dans la zone “AGN”, au-delà de la limite donnée par Kauffmann et al. (2003). Cette limite est cependant empirique (générés à partir des diagrammes BPT réalisés avec le SDSS); bien qu’elle reproduise bien la forme générale du diagramme, elle n’a pas de signification physique. Il vaut donc mieux se laisser guider par la limite verticale moins conservatrice et plus physique de Carter et al. (2001). De nombreux cas équivoques subsistent néanmoins; nous avons donc vérifié visuellement un à un les cas les plus extrêmes. Il semble que la plupart de ces galaxies ont été, pour une raison encore inconnue, mal classées par Mauch & Sadler. En ce qui concerne les galaxies classées comme SFGs par notre algorithme alors qu’elles sont indiquées comme AGN (points rouges) par Mauch & Sadler, il semble que ce soit l’algorithme qui soit en cause.

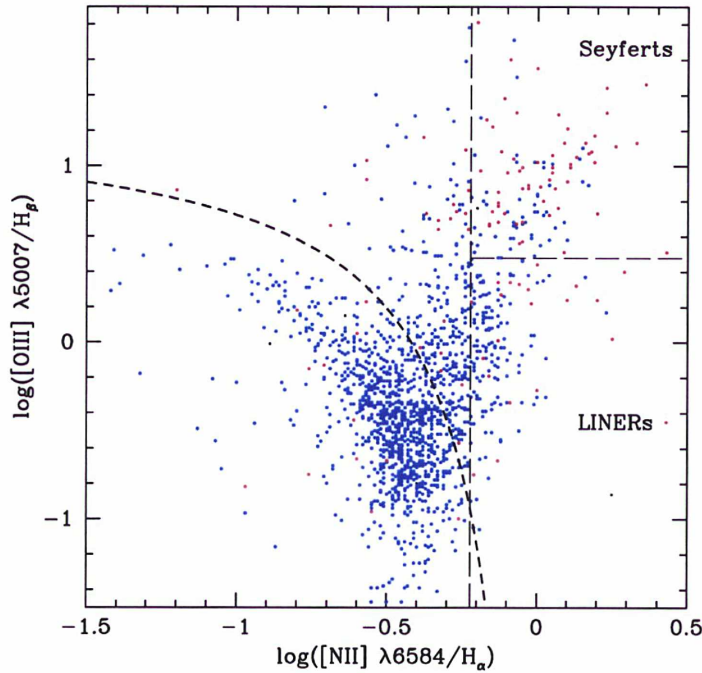


FIG. 6.5: Diagramme BPT de l'échantillon de galaxies radio de Mauch & Sadler (2007). La séparation SBG/AGN provient de Kauffmann et al. 2003 (c.f. équation 6.1 dans le texte). Les points rouges sont les AGN et les points bleus les SBG, tels que définis visuellement à partir des spectres optiques selon Mauch & Sadler (2007).

6.3.4 Indicateurs du taux de formation d'étoiles (*SFR*)

En ce qui concerne les SFGs, il est possible, comme avec la luminosité radio, d'obtenir le SFR à partir de la luminosité $L_{H\alpha}$. Le taux de formation d'étoiles peut être directement obtenu à partir de $H\alpha$ (Kennicutt, 1983, 1992) sous certaines hypothèses, telles que la recombinaison cas B (pas d'échappement de photons Lyman α) ainsi qu'une fonction de masse initiale de type Salpeter. Il est une mesure directe du taux de formation actuel dans les galaxies. Cependant, ce SFR est sous-estimé par un facteur non-négligeable à cause de l'extinction (p.ex. Lonsdale Persson & Helou 1987; Charlot & Longhetti 2001).

$$\text{SFR}(H\alpha)(M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha}(\text{erg s}^{-1}) \quad (6.4)$$

La luminosité $L_{H\alpha}$ étant calculée à partir du flux dans $H\alpha$:

$$F(\lambda)/F_c(\lambda) \approx W_{\lambda} = \int \frac{I_c(\lambda) - I_l(\lambda)}{I_c(\lambda)} d\lambda \quad (6.5)$$

avec $I_l(\lambda)$ le flux dans la raie et $I_c(\lambda)$ le flux du continu, et W_{λ} la largeur équivalente. Cependant certains spectres ne sont pas calibrés en flux, comme c'est le cas pour le 2dFGS et le 6dFGS.

Il n'est donc pas possible d'obtenir immédiatement le SFR par l'équation 6.4. Lewis et al. (2002) utilisent les spectres non-calibrés du 2dFGS et calculent alors un SFR "fictif":

$$\mu^* = \frac{\mu}{L_c/L^*} = \eta W_{H\alpha} L^* \quad (6.6)$$

avec: $\eta = \mu/L_{H\alpha}$, $W_{H\alpha} \approx L_{H\alpha}/L_c$:

D'autres raies peuvent être utilisées comme estimateurs de SFR: $H\beta$ $\lambda 4861$, OII $\lambda 3727$, et $OIII$ $\lambda 5007$ (Kennicutt, 1992, 1998; Moustakas et al., 2006). Les incertitudes sur $H\alpha$ peuvent être réduites d'un facteur 2-3 (Charlot & Longhetti, 2001).

Nous pourrions donc par la suite tenter d'obtenir les SFR des SBGs à partir des spectres optique du 6dFGS.

6.4 Profils, rapports B/D, morphologies

Les spectres optiques ne sont pas les seules informations brutes à disposition dans la base de données du 6dFGS. La grande majorité des galaxies ont été imagées par 2MASS. Il est donc possible d'obtenir les caractéristiques morphologiques des galaxies (profils de lumière, rapports B/D). Les buts sont multiples, notamment en ce qui concerne les AGN (voir les travaux récents de Peng et al. 2006; Graham 2007 qui utilisent les données 2MASS). D'autres équipes s'attèlent d'ailleurs à des tâches similaires en utilisant le SDSS (voir le tout récent Gadotti & Kauffmann 2007). Cette tâche s'avera cependant plus difficile qu'espérée au début, et ce pour plusieurs raisons. S'il est en effet relativement aisé de traiter les galaxies une à une, il est bien plus technique de procéder à l'aveugle pour un grand nombre de galaxies, comme c'est le cas ici. On peut trouver de multiples exemples de tentatives dans la littérature. Notamment, Tasca & White (2005) présentent bien la complexité et l'ampleur de la tâche à partir d'un échantillon de 1800 galaxies du SDSS. Certains auteurs choisissent d'ailleurs encore des méthodes d'inspection visuelle des images (2253 galaxies du SDSS: Fukugita et al. 2007). La mise en place d'un algorithme entièrement automatisé, depuis l'extraction des fichiers FITS des bases de données jusqu'à l'obtention des caractéristiques bulbe-disque n'est donc pas chose aisée.

6.4.1 Processus de réduction et préparation des images

Tout d'abord, les images FITS voulues sont automatiquement extraites de leur bases de données (6dFGS, 2MASS, DENIS) à partir d'une liste d'identifiants uniques (ou des coordonnées de la galaxie). Les sources présentes dans l'image FITS sont ensuite extraites à l'aide du logiciel SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996). L'extraction donne la position des différents objets en unités de pixels et leurs caractéristiques générales (par exemple ellipticité, magnitude) ainsi que la mesure du fond. La PSF (*Point Spread Function*, fonction d'étalement) de l'image est modélisée pour chaque image à l'aide de PSFextractor⁵. Ces valeurs servent par la suite comme paramètres de départ pour la convergence des ajustements des profils des galaxies. Les caractéristiques de chaque relevé sont aussi précisées en entrée des algorithmes (par exemple signal sur bruit, temps d'exposition).

⁵voir le site de l'équipe Terapix: <http://terapix.iap.fr/>

6.4.2 Logiciels d'ajustement de profils de galaxies

Nous avons majoritairement utilisé deux logiciels d'ajustement de profils disponibles en ligne: GIM2D ⁶ (Simard, 1998) et GALFIT ⁷ (Peng et al., 2002). GIM2D (Galaxy Image 2D) est un script basé sur IRAF développé par Luc Simard. Il a l'avantage d'être fiable mais prend beaucoup de temps pour converger (parfois plus de 5mn pour une galaxie). Une utilisation automatisée de GIM2D afin d'obtenir les rapports bulbe-sur-disque (B/D) d'un échantillon de galaxies 2MASS a déjà été tenté avec un succès mitigé (McIntosh et al., 2002) mais il n'y a pour l'instant pas de suite à cette étude. GALFIT est moins robuste mais plus rapide et ne requiert pas IRAF. Si nous avons utilisé les deux logiciels, les quelques Figures présentées ici ont été obtenues avec GALFIT.

Les logiciels dont nous nous sommes servis dans cette thèse utilisent des ajustements de profils multiples pour représenter les deux principales composantes d'une galaxie : son bulbe et son disque. Le profil de Sersic est une des formes les plus générales des profils de galaxies et s'exprime en fonction du paramètre général n , qui détermine la concentration du profil:

$$\Sigma(R) = \Sigma_e \exp\left(-b_n \left[\left(\frac{R}{R_e}\right)^{1/n} - 1\right]\right) \quad (6.7)$$

où r_e est le rayon effectif (rayon dans lequel la galaxie émet la moitié de sa luminosité), Σ_e la brillance de surface à r_e et b_n une constante positive. A partir du profil de Sersic découlent les profils dits "de Vaucouleurs" ($n = 4$) et "exponentiels" ($n = 1$).

Le profil de Vaucouleurs permet de décrire les profils des galaxies elliptiques ainsi que les bulbes des galaxies spirales.

$$\Sigma_{\text{bulbe}}(R) = \Sigma_e \exp\left(-7.6692 \left[\left(\frac{R}{R_e}\right)^{1/4} - 1\right]\right) . \quad (6.8)$$

Le profil exponentiel décrit le disque des galaxies spirales. Le logarithme de la surface de brillance est alors une simple fonction linéaire du rayon:

$$\Sigma_{\text{disque}}(R) = \Sigma_0 \exp\left(-\frac{R}{R_s}\right) . \quad (6.9)$$

avec Σ_0 la brillance de surface centrale, où $\Sigma_0 = 2141.4 \Sigma_e$.

Le profil cumulé "bulbe + disque" s'obtient donc comme:

$$\Sigma(R) = f_b \Sigma_{b,e} \exp\left(-7.6692 \left[\left(\frac{R}{R_{b,e}}\right)^{1/4} - 1\right]\right) + (1 - f_b) 5.3567 \Sigma_{d,e} \exp\left(-1.6783 \frac{R}{R_{d,e}}\right) \quad (6.10)$$

où f_b est la fraction de bulbe.

Avec des profils "de Vaucouleurs" et "exponentiel", nous montrons un exemple de décomposition utilisant GALFIT. Une galaxie du catalogue FLASH est ici montrée comme exemple (Figure 6.6). Elle est classée comme spirale d'après le catalogue FLASH et en tant que "Sab" selon NED.

⁶GALFIT: <http://zwicky.as.arizona.edu/cyp/work/galfit/galfit.html>

⁷GIM2D: <http://www.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/STAFF/lst/gim2d/>

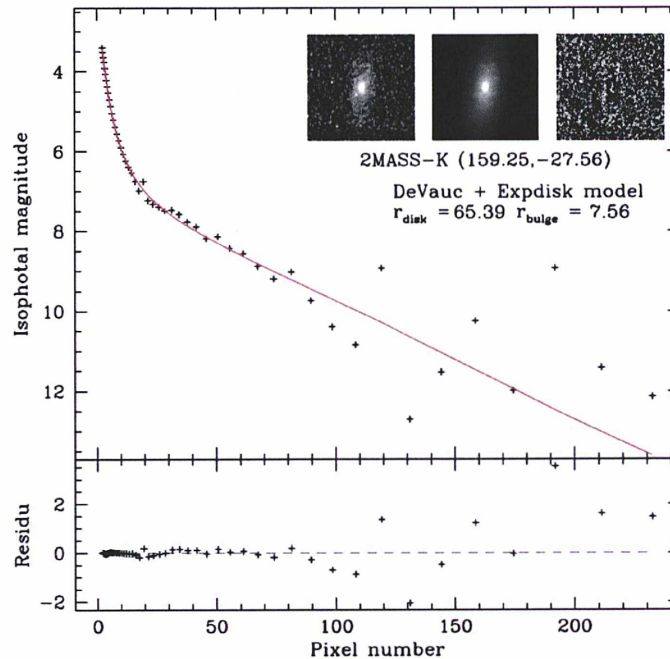


FIG. 6.6: Exemple de décomposition B/D: brillance de surface en fonction du rayon (ici en pixels) de la galaxie NGC3312. La courbe rouge montre l’ajustement du profil (décomposition “de Vaucouleurs” - “exponentiel”) réalisé par GALFIT. Les images (*de gauche à droite*) sont respectivement: l’image brute 2MASS en bande K, l’image virtuelle de l’ajustement 2D réalisé et la carte de résidus 2D.

6.4.3 Perspectives

Il existe à ce jour de nouveaux logiciels qui rendent (ou vont très bientôt rendre) caducs les logiciels précédemment développés comme GIM2D ou GALFIT. L’équipe Terapix au sein de l’IAP s’est, entre autres, spécialisée dans le traitement d’images, et plus récemment dans l’obtention automatique des profils et des types de Hubble des galaxies. Emmanuel Bertin ⁸ a très récemment mis au point un logiciel d’ajustement de profil qui s’avère beaucoup plus efficace que GIM2D ou GALFIT. Ce code n’est malheureusement pas encore public à la rédaction de cette thèse. A l’avenir, il serait beaucoup plus utile d’utiliser son code pour l’obtention des rapports B/D des galaxies. Baillard et al. (2006) sont aussi en train de mettre au point le logiciel EFIGI de reconnaissance automatique des morphologies des galaxies par réseau de neurones. Ce logiciel est bien plus complexe qu’un simple programme d’ajustement de profil, et permettra d’obtenir une grande quantité d’informations de manière très robuste (ouverture des bras, présence de barre, d’anneaux, etc.).

⁸bertin@iap.fr

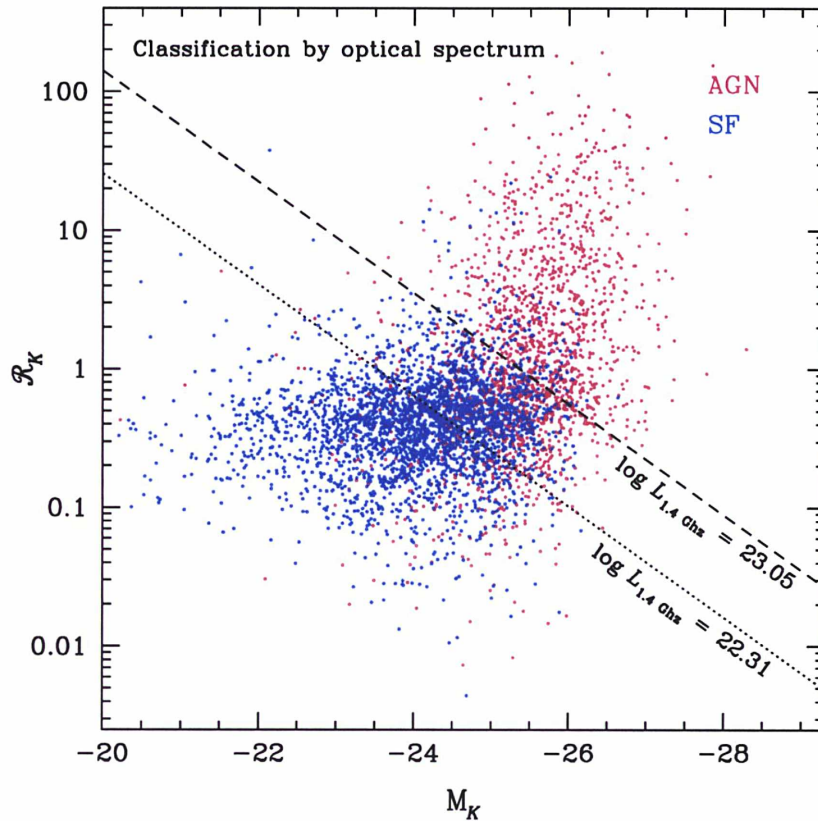


FIG. 6.7: Le radio-loudness \mathcal{R}_K des galaxies radio-émettrices, classées chacune visuellement d'après leur spectre optique en SFGs et AGN selon Mauch & Sadler 2007, en fonction de leurs magnitudes M_K . Les lignes diagonales sont des limites de luminosité radio constantes. *En tirets*: la séparation empirique SFGs/AGN autour de $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23.1$ donnée par Sadler et al. (2002) *En pointillés*: la limite SFGs/SBGs à $\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.31$, ce qui correspond à un taux de formation d'étoiles de $\sim 10 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$.

6.5 Dichotomie des galaxies radio en NIR par rapport à \mathcal{R}_K

Nous avons calculé la luminosité en bande K et radio de l'échantillon de galaxies de Mauch & Sadler (2007). En traçant le radio-loudness \mathcal{R}_K en fonction de la magnitude M_K des galaxies, nous avons pu voir une dichotomie assez forte entre les SFGs et les AGN (Figure 6.7). Cette dichotomie est assez nouvelle et n'a pas – à notre connaissance – été présentée dans la littérature. Si cette dichotomie est à première vue un peu surprenante, quelques caractéristiques peuvent cependant être assez bien comprises.

Les lignes de séparation SFG/SBG/AGN en fonction de $L_{1.4\text{GHz}}$ illustrent les sélections des galaxies radio des précédents chapitres. Ceci est très instructif et permet de réfléchir plus en avant sur les biais présents dans nos études. La limite SBG/AGN à $\log L_{1.4\text{GHz}} = 23.05 \text{ WHz}^{-1}$ est bien conservatrice en ce qui concerne les AGN: si l'on sélectionne les radio galaxies au-

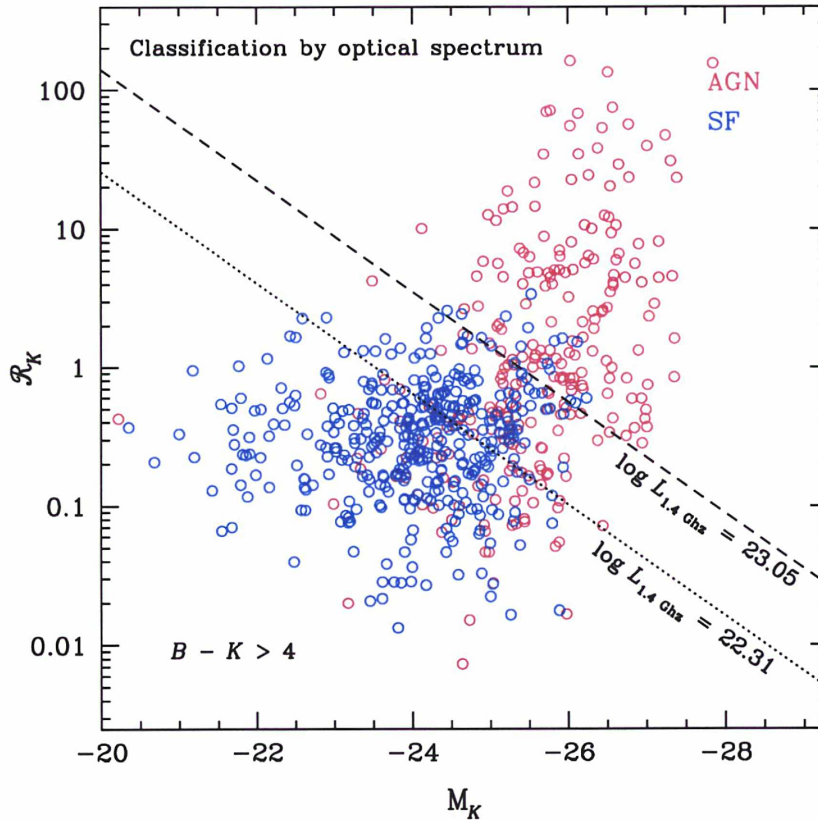


FIG. 6.8: Idem qu'à la Figure 6.7. Ici, seul un sous-échantillon ($B - K > 4$) des galaxies radio-émétrices de Mauch & Sadler 2007 est représenté (cercles ouverts).

delà de ce seuil, ces derniers sont finalement assez faiblement contaminés par les SFGs. On pouvait voir le même effet dans la Figure 1.5: la fonction de luminosité des SFGs diminue très rapidement au-delà de ce seuil. Au contraire, on peut voir qu'en dessous de cette limite, il y a une grande contamination des SFGs par les AGN faiblement lumineuses en radio. Un nombre assez important d'AGN a donc des luminosités radio comparables à des SBGs. On peut même voir certains AGN à des luminosités radio extrêmement faibles. Si cette séparation selon la luminosité radio (en diagonale dans la figure) est bien marquée, elle est aussi impressionnante selon la luminosité K (en vertical). Au delà d'une certaine luminosité K , la contamination des AGN par SFGs est encore moindre: il semble que la formation d'étoiles soit impossible dans les galaxies de grande masse (ou de grande luminosité K). D'après la Figure 6.8, il ne semble pas y avoir un effet morphologique dans cette dichotomie: les galaxies "rouges" (au sens de leur couleur: $B - K > 4$) semblent se répartir de la même façon que l'ensemble des galaxies de la Figure 6.7.

Une des raisons de la limite en K pourrait tout simplement être la dichotomie bien connue entre spirales et elliptiques: les galaxies elliptiques sont parmi les galaxies les plus massives dans l'Univers et contiennent très peu de gaz. Il ne leur est donc pas possible de former de

nouvelles étoiles. Se pose alors la question suivante: qu'est-ce qui permet donc à ces galaxies très massives d'avoir une activité AGN ? On sait bien que les galaxies elliptiques géantes telles que les cD au centre des amas peuvent avoir une activité radio importante sans pour autant qu'elles aient du gaz. L'apport de gaz est donc forcément extérieur à la cD; les scénarios les plus courants font appel aux flots de refroidissement au coeur des amas ou à des fusions avec des galaxies satellites. Les flots de refroidissement au coeur des amas permettraient en effet d'alimenter directement en gaz le trou noir central de la cD. D'autre part, la cD se trouvant généralement dans le puits de potentiel de l'amas, cette dernière absorbe continuellement les galaxies qui se trouvent sur des orbites passant près du centre; celles-ci pouvant être des spirales riches en gaz, elles fourniraient donc la matière nécessaire au trou noir pour allumer des jets radio. Cependant, si l'hypothèse de la cD est séduisante, il reste à comprendre d'où vient l'apport de gaz nécessaire dans des galaxies moins massives, mais supposées elliptiques ?

La forte pente $|d\mathcal{R}_K/dM_K|$ des AGN montre que la puissance de l'émission radio n'est pas forcément reliée au contenu en masse stellaire de la galaxie, c'est ce qui provoque en partie cette importante dichotomie/rupture de pente. Il peut en effet y avoir un facteur énorme entre le radio-loudness des AGN de même masse. Ceci n'est plus vrai pour les les AGN très massifs qui ne semblent pas pouvoir avoir de très faibles \mathcal{R}_K , alors que ce n'est pas un problème aux faibles masses. On peut aussi remarquer qu'en dessous d'une certaine luminosité K , il n'y a presque plus d'AGN qui aient une émission radio forte (alors qu'on trouve encore un bon nombre de SFGs). Ceci fait partie de la dichotomie radio-loud/radio-quiet. La masse du trou noir étant proportionnelle à la masse du bulbe (Magorrian et al., 1998a; Häring & Rix, 2004), il est possible que le trou noir ne soit pas assez massif pour former des jets puissants.

On peut voir que le radio-loudness des SFGs est presque constant par rapport à leur luminosité en bande K (bien qu'on puisse déceler une tendance à un certain élargissement aux grandes luminosités K); c'est cette absence de pente qui contribue aussi partiellement à la dichotomie. Le fait que \mathcal{R}_K soit assez constant sur plusieurs ordres de magnitude en bande K a plusieurs implications. A part les galaxies très massives dont nous avons parlé un peu plus haut, n'importe quelle galaxie peut avoir de la formation d'étoile, si elle a un réservoir de gaz suffisant. De plus, il y a une limite supérieure au taux de formation d'étoiles qu'une galaxie peut avoir, et ce pour n'importe quelle luminosité K . Les SFGs ne peuvent pas former des étoiles au-delà d'un certain taux et la plupart de la formation d'étoiles se passe finalement à un taux moyen.

Une dernière remarque quant à la masse des galaxies: il y a clairement une limite supérieure bien définie. Il est possible que le phénomène AGN ait un rôle régulateur à jouer quant à la construction des galaxies: les jets pourraient enlever le gaz par rétroaction, empêchant ainsi toute formation d'étoiles future.

6.6 Conclusions

Nous avons travaillé avec la base de données du 6dFGS tout au long de cette thèse. Certains problèmes sont vite apparus, notamment en ce qui concerne les magnitudes optiques Super-Cosmos des galaxies. Nous avons pu montrer qu'une mauvaise estimation photométrique (due à une classification étoiles/galaxies erronée aux fortes magnitudes) était responsable des magni-

tudes sur-estimées. Le calcul des ces magnitudes a été corrigé par la suite (6dFGS-DR2/DR3) et les différentes bandes optiques du 6dFGS peuvent maintenant être utilisées.

Nous avons aussi passé un certain temps à développer des outils permettant de mettre à profit l'énorme quantité d'informations à notre disposition dans la base du 6dFGS. Afin de pouvoir identifier et différencier les galaxies SBGs et AGN, nous avons notamment développé un logiciel d'analyse des spectres optiques simple et très rapide. Ceci permettra entre autres de refaire les études environnementales des Chapitres précédents en considérant cette fois la population d'AGN radio-quiet et en comparant leur distribution avec celle des AGN radio-loud. Le 6dFGS-DR3 est devenu depuis peu disponible à l'équipe 6dFGS. Nous avons donc à nouveau extrait les 4695 galaxies de la zone FLASH de ce catalogue. Ce nombre approche notre ancien catalogue (section 2.2) qui contenait à la fois des galaxies FLASH et des galaxies 6dFGS. Une étude sur les spectres est donc maintenant possible grâce aux outils que nous avons développés (section 6.3).

D'autre part, nous avons tenté d'obtenir les informations morphologiques sur les galaxies 6dFGS à partir de leurs images FITS (2MASS/DENIS) disponibles dans la base de données. Un pipeline de traitement automatique des images des galaxies 6dFGS, utilisant des logiciels de décomposition bulbe/disque tel que GIM2D ou GALFIT, a été créé. L'obtention des rapports B/D des galaxies de notre échantillon s'est cependant révélé très difficile, notamment à cause du temps de calcul élevé de ces logiciels. Ces logiciels sont très efficaces lorsqu'ils sont contrôlés manuellement et appliqués au cas par cas mais sont très mal-adaptés pour de grands échantillons (surtout à cause de leur manque de robustesse et de leur dépendance aux paramètres d'entrée). Le récent développement de logiciels complets, robustes et rapides d'analyse morphologique de galaxies va rapidement révolutionner les études d'environnements des galaxies en général. Il sera alors plus judicieux d'appliquer ces logiciels à nos données que de continuer avec les anciens logiciels.

En utilisant le paramètre \mathcal{R}_K plutôt que \mathcal{R}_{opt} , nous avons pu remarquer une dichotomie intéressante entre les galaxies SFGs et AGN dans le diagramme M_K - \mathcal{R}_K . La distribution des SFGs est indépendante de M_K (donc par extension, de leur masse) et se regroupe autour de $\mathcal{R}_K \sim 0.4$. La distribution des AGN, quant à elle, est quasi-indépendante de \mathcal{R}_K à M_K constant. Il sera par la suite intéressant de comprendre les causes physiques derrière cette dichotomie, notamment en ajoutant des paramètres comme par exemple l'environnement à ce diagramme.

CHAPITRE 7

Conclusions et perspectives

“Conclusion: is left to the reader.

Acknowledgements: I wrote this paper for money.”

– Chastel (1976) A&A 53, 67

Les études portant sur l’environnement des galaxies foisonnent depuis l’avènement des grands relevés de reshifts. Il est en effet clair qu’une des clés de l’évolution des galaxies se trouve dans son interaction avec son environnement, non seulement local, mais aussi à grande échelle. L’activité des galaxies “anormales”, qu’elles soient SBGs ou AGN, semble être directement reliée à leur environnement. L’émission aux longueurs d’ondes radio des SBGs et d’une partie des AGN les rendant aisément identifiables, il est tentant d’utiliser de grands échantillons et d’étudier l’influence de leur environnement à grande échelle.

Dans cette thèse, nous nous sommes tout d’abord intéressés à l’environnement de superamas. Les superamas étant les plus grandes structures de l’Univers, ils contiennent des environnements très diverses, notamment des complexes d’amas à divers stades de leur évolution gravitationnelle. La découverte de nombreuses sous-structures dans les amas ainsi que des collisions amas-groupes et amas-amas ont révélé une grande activité dynamique à grande échelle, par phénomènes d’accrétion le long des filaments.

Nous avons donc tout d’abord construit un catalogue de galaxies dans la région d’un superamas (le SSC) et identifié les galaxies émettrices en radio (Chapitre 2). Afin d’étudier l’environnement à différentes échelles de ces galaxies, nous avons élaboré un estimateur de densité utilisant différents rayons de lissage Gaussien. Aux plus grandes échelles, nous avons découvert une anti-corrélation (bien que peu significative) entre la densité et la luminosité $L_{1.4\text{GHz}}$ ainsi qu’une anti-corrélation plus forte et significative avec le paramètre de radio-loudness \mathcal{R}_K , plus physique. Une étude plus en détail des différents complexes (Chapitre 3) révèle que les galaxies radio du complexe central (SSC-CR) seraient majoritairement responsables de cette anti-corrélation. Les galaxies du SSC-CR sont peu radio-louds, probablement à cause d’une collision amas-amas récente dans ce complexe. Une corrélation positive forte et significative entre \mathcal{R}_K et le rayon des amas du complexe (R/r_{200}) a été obtenue, et ce non seulement pour les BCGs

mais aussi pour des galaxies au-delà de $0.3 r_{200}$. Une corrélation forte avec M_K est aussi à noter. Ces corrélations indiquent que des phénomènes tels que le balayage par pression de choc, augmenté dans les collisions amas-amas, pourrait être potentiellement responsable de cette baisse d'activité radio, ainsi que des calculs analytiques simples le laisse penser.

De nombreuses études ont noté des différences entre les populations de galaxies radio des amas. Celles-ci sont-elles dues à l'environnement spécifique de ces amas ? En partant des conclusions de notre étude du SSC, nous nous sommes intéressés à la répercussion que pouvait avoir les collisions amas-amas, c'est-à-dire l'environnement à grande échelle, sur la population de galaxies radio des amas. Nous nous avons donc construit un échantillon de galaxies à partir des amas d'Abell du ciel Sud (Chapitre 4). En ce qui concerne les variables globales des amas telles que la dispersion de vitesse, nous ne trouvons pas de corrélation entre celle-ci et la fraction de galaxies radio. Cependant, en évaluant simplement le nombre d'amas voisins d'un amas, nous avons pu montrer que les \mathcal{R}_K apparaissent en général faibles dans les complexes d'amas. D'autre part, les profils de galaxies semblent diverger d'un profil NFW dans les environnements denses (Chapitre 5). Notamment, dans la région du SSC, les profils ne ressemblent aucunement à des profils NFW et paraissent avoir une pente en $1/R$. Si ces résultats sont pour l'instant préliminaires car ils dépendent de nombreuses variables qu'il faut encore explorer, il semble y avoir une influence certaine de l'environnement à grande échelle sur les galaxies radio ainsi que sur la distribution des galaxies dans leur ensemble au sein de ces amas.

Le paramètre de radio-loudness \mathcal{R}_K est intéressant pour étudier l'émission radio de galaxies de différentes masses d'un grand échantillon (Chapitre 6). Il semble que ce paramètre soit plus adéquat que le radio-loudness précédemment défini en optique, par exemple pour séparer les SBGs des AGN.

Il existe de nombreuses perspectives à ce travail, que cela soit à *court*, *moyen terme* et *long terme*. A court terme, il s'agit bien évidemment de confirmer tout d'abord nos résultats quant à l'étude de l'influence de l'environnement à grande échelle sur la population de galaxies radio dans les amas. Il reste aussi à obtenir les profils de densités en nombre des galaxies radio, et ce notamment jusqu'à des rayons de $r_{200} \approx 3 \text{ Mpc}$. L'approche développée dans cette thèse et qui consiste à détecter des corrélations à "grande échelle" pourra se révéler utile par la suite pour l'analyse rapide des autres superamas du ciel proche accessible par les relevés de galaxies.

A moyen terme, il sera possible de discerner facilement les AGN radio-émettrices des SBGs en utilisant les spectres optiques des galaxies 6dFGS (Chapitre 6) dans les différents environnements étudiés (SSC, complexes d'amas et amas) dans cette thèse. Il sera ensuite intéressant d'étudier les différences entre les populations radio-loud et radio-quiet, puisque ces deux populations semblent avoir une relation différente quant à leur environnement.

A long terme, il sera intéressant d'utiliser les simulations, cosmologiques ou non, afin de mieux comprendre la répercussion d'une collision amas-amas sur les galaxies. Les simulations de collision d'amas se sont pour l'instant plutôt portées sur le contenu en gaz (pour des questions de faisabilité: incorporer et résoudre des galaxies est encore assez difficile). Il est cependant envisageable d'utiliser certains codes (p.ex. RAMSES) pour résoudre une galaxie au sein d'une fusion amas-amas. En ce qui concerne les simulations cosmologiques, il serait intéressant de comparer les périodes d'activité (épisodes de sursaut de formation d'étoiles et/ou d'AGN) d'une galaxie avec l'historique de fusion de sa structure hôte: groupe, amas et fusion amas-amas (p.ex. AGNICS).

Remerciements

Je tiens tout d'abord à remercier mes parents pour leur soutien inconditionnel, et ce même pendant les périodes les plus difficiles que nous avons eu à affronter au cours de ces dernières années. Je tiens à remercier particulièrement ma mère qui a et fait toujours preuve d'un grand courage face à la maladie et qui m'a donné un exemple de ténacité que je n'oublierai jamais.

Je tiens naturellement à remercier mon directeur de thèse, Gary Mamon, pour m'avoir accepté en thèse. Merci d'avoir toujours été si ouvert et d'une grande sensibilité face aux aléas de la vie. Merci aussi d'avoir été souvent disponible. Je voudrais remercier aussi tous ceux sans qui cette thèse n'aurait tout simplement pas été possible. Merci à Anita Gomez pour avoir toujours cru en moi alors que j'ai toujours eu du mal à le faire moi-même. Merci à tous les étudiants qui ont peuplé ces années de thèse. Tout particulièrement les thésards du bureau 124: François Ricquebourg, Michal Maciejewski. Mais aussi ceux de la première heure: Nick Seymour (vive le YTA!), ainsi que les occupants officieux: Annia Domenech, Anthony Baillard et le reste des étudiants de l'IAP, à un moment ou un autre. Merci à Niruj Mohan pour m'avoir constamment rassuré quant au déroulement normal d'une thèse.

Merci à Danielle Michoud et à tous les membres du service des visites de l'Observatoire de Paris pour m'avoir permis de faire partie des guides de l'Observatoire. J'ai toujours énormément apprécié de participer à tous les événements grand public, notamment les Journées du Patrimoine, la nuit des Planètes, le transit de Vénus et les diverses expositions. Merci à Pacôme Delva de m'avoir permis de participer trois années consécutives à la Fête de la Science au Palais de la Découverte. Je voudrais aussi mentionner quelques sites sans lesquels je n'aurais pas survécu à de longues heures solitaires devant l'écran d'ordinateur, notamment SST^a et PhDcomics^b.

^awww.streaming-soundtracks.com

^bwww.phdcomics.com

ANNEXE A

Rappels de cosmologie

A.1 Paramètres cosmologiques utilisés

La géométrie de notre Univers est décrite par la métrique de Robertson-Walker, qui suppose l'Univers homogène et isotrope:

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R(t)^2 \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 (d\theta^2 + \sin^2 \theta d\phi^2) \right] \quad (\text{A.1})$$

en coordonnées sphériques, où ds est l'élément de courbure, c la vitesse de la lumière, $R(t)$ le facteur d'échelle et k la constante liée à la courbure de l'espace. Si $k = 1$, cas dit *sphérique* ou *fermé*. Si $k = 0$, cas dit *plat*, on retrouve un univers euclidien. Si $k = -1$, cas dit *hyperbolique* ou *ouvert*. La théorie de la Relativité Générale développée par Einstein dans les années 1915 nous donne le cadre cosmologique. L'équation de champ connecte la géométrie de l'espace-temps (côté gauche de l'équation) au contenu en matière et en énergie de l'Univers (côté droit):

$$G^{\mu\nu} + \Lambda g^{\mu\nu} = -\frac{8\pi G}{c^4} T^{\mu\nu} \quad (\text{A.2})$$

où $G^{\mu\nu}$ est le tenseur d'Einstein, Λ la constante cosmologique, $g^{\mu\nu}$ le tenseur métrique, $T^{\mu\nu}$ le tenseur énergie-impulsion et G la constante gravitationnelle. La constante cosmologique peut être considérée comme un effet de la géométrie de l'Univers ou bien comme de l'énergie noire.

En injectant la métrique (eq. A.1) dans l'équation A.2, on peut obtenir l'équation de Friedmann qui relie la géométrie globale de l'Univers à sa densité ρ :

$$\left(\frac{\dot{R}}{R} \right)^2 + \frac{kc^2}{R^2} = \frac{8\pi G\rho}{3} + \frac{\Lambda}{3} \quad (\text{A.3})$$

où on peut poser:

$$H(t) = \frac{\dot{R}}{R}, \quad (\text{A.4})$$

le taux d'expansion de l'Univers, qui prend la valeur actuelle de H_0 , la constante de Hubble. Dans les années 1920, Hubble mesure expérimentalement cette constante. Elle est généralement notée:

$$H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1} \quad (\text{A.5})$$

avec h est un nombre sans dimension qui pallie à notre ignorance. La dernière valeur de H_0 a été récemment obtenue par WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) et implique $h \sim 0.71$ (Spergel et al., 2007). Nous avons ici choisi d'utiliser la valeur:

$$h = 0.7 \iff H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \quad (\text{A.6})$$

D'autres paramètres découlent ainsi de l'équation A.3. Pour un taux donné d'expansion, il y a une densité critique ρ_c qui donne $k = 0$ (un Univers plat):

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G} \quad (\text{A.7})$$

Un Univers fermé ($k = +1$) a une densité $\rho > \rho_c$ et un Univers clos ($k = -1$) une densité $\rho < \rho_c$. On peut aussi définir le paramètre de densité de matière Ω_M , le paramètre de densité de la constante cosmologique Ω_Λ et le paramètre de courbure Ω_k par:

$$\Omega_M = \frac{8\pi G\rho}{3H^2} = \frac{\rho}{\rho_c} \quad (\text{A.8})$$

$$\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda c^2}{3H^2} \quad (\text{A.9})$$

$$\Omega_k = \frac{kc^2}{H^2 a^2} \quad (\text{A.10})$$

D'après l'équation A.3, $\Omega_k \equiv \Omega_M + \Omega_\Lambda - 1$. En considérant le modèle d'Univers plat ($k = 0$, $\Omega_k = 0$, Einstein-de Sitter), modèle privilégié de nos jours, on a donc immédiatement que:

$$\Omega_M + \Omega_\Lambda = 1 \quad (\text{A.11})$$

Dans cette thèse, nous travaillerons exclusivement dans le cadre d'un Univers plat, avec les valeurs suivantes:

$$\begin{cases} \Omega_M = 0.3 \\ \Omega_\Lambda = 0.7 \end{cases} \quad (\text{A.12})$$

Les valeurs de ces paramètres ont cependant une influence négligeable sur les résultats de cette thèse, puisque nous nous restreignons à l'étude de l'Univers local.

A.2 Redshift, loi de Hubble et distances des galaxies

Du fait de l'expansion de l'Univers, les ondes électromagnétiques en provenance des galaxies qui s'éloignent sont décalées vers le rouge d'un facteur:

$$\frac{\lambda_0}{\lambda} = \frac{R_0}{R} \quad (\text{A.13})$$

En notant le décalage vers le rouge (*redshift*): $z = (\lambda_0 - \lambda)/\lambda$, le redshift cosmologique est:

$$1 + z \equiv \frac{\lambda_0}{\lambda} = \frac{R_0}{R} \quad (\text{A.14})$$

Lorsqu'une source s'éloigne à une vitesse v , sa longueur d'onde est déplacée vers le rouge de (effet Doppler-Fizeau relativiste):

$$1 + z = \left(\frac{1 + v/c}{1 - v/c} \right)^{1/2} . \quad (\text{A.15})$$

Lorsque les vitesses sont petites ($v \ll c$), il est possible d'utiliser le développement au premier ordre:

$$z \approx \frac{v}{c} , \quad (\text{A.16})$$

qui donne lieu à la relation habituelle entre redshift et vitesse de récession d'une galaxie que nous utiliserons tout au long de cette thèse (voir Harrison 1993 pour une discussion approfondie des relations redshift-distance et vitesse-distance).

Dans les années 1920, Hubble découvre expérimentalement la relation entre les redshifts des galaxies et leur distance d :

$$cz = H_0 d , \quad (\text{A.17})$$

où H_0 est appelée *constante de Hubble*. Ainsi, par abus de langage et puisque nous n'utilisons que des redshifts petits ($z < 0.1$), nous utiliserons donc dans cette thèse la relation

$$v = H_0 d . \quad (\text{A.18})$$

Par la suite, nous ferons donc référence indistinctement aux vitesses de récession, redshifts pour parler des *distances* des galaxies.

De nombreuses distances sont utilisées en cosmologie: distance co-mobile, distance propre, distance angulaire, distance lumineuse. Du fait de l'utilisation extensive des distances dans cette thèse, la section suivante leur est consacrée.

A.3 Distances en cosmologie

A.3.1 Distance co-mobile (*comoving distance*)

Avec r la coordonnée radiale sans dimension:

$$ds^2(t) = -dt^2 + R^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\Omega^2 \right] \quad (\text{A.19})$$

Dans un univers de Robertson-Walker, la distance comobile correspond simplement à la distance *physique* le long d'une portion d'espace à $t = t_0$, il suffit de multiplier la coordonnée radiale par $R(t_0)$, i.e. le facteur d'échelle par lequel l'univers a grandi est, à un temps t_0 : $d_C = R_0$. A un temps t :

$$d_C(t) = R(t)r \quad (\text{A.20})$$

Elle peut aussi s'exprimer avec $D_H = c/H_0$ (cf. Hogg 00) comme:

$$d_C = D_H \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} , \quad (\text{A.21})$$

où $E(z) = H(z)/H_0$. En effet, sur la ligne de visée (w est coordonnée radiale dans n'importe quelle courbure):

$$c^2 dt^2 = R^2(t) dw^2, \quad d\theta = d\phi = 0 \quad . \quad (\text{A.22})$$

Et donc:

$$\frac{dw}{dt} = -\frac{c}{R(t)} \quad (\text{A.23})$$

Puisque,

$$H = H_0 E(z) = \frac{1}{R} \frac{dR}{dt} = -\frac{1}{1+z} \frac{dz}{dt} \quad : \quad (\text{A.24})$$

$$w = \frac{c}{R_0 H_0} \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} \quad , \quad (\text{A.25})$$

où $c/R_0 H_0 = \sqrt{|\Omega_M + \Omega_\Lambda - 1|}$ Ainsi en unités de longueur, la distance comobile est bien:

$$r = R_0 w = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} \quad . \quad (\text{A.26})$$

La distance comobile sur la ligne de visée entre deux événements proches (en z) est la distance que l'on mesurerait localement aujourd'hui si ces deux objets étaient pris dans le flot de Hubble. C'est donc la distance la plus fondamentale en cosmographie.

A.3.2 Distance propre (*proper motion distance*)

La distance propre est obtenue en sommant les distances infinitésimales à chaque époque:

$$d_P(t) = R(t) \int_0^{r_e} \frac{dr}{1 - kr^2} \quad . \quad (\text{A.27})$$

Si $k = 0$ (univers plat) on a:

$$d_P(t) = R(t) \int_0^{r_e} dr = R(t) r_e \quad , \quad (\text{A.28})$$

et la distance propre est alors égale à la distance comobile d_C (i.e. dans les coordonnées comobiles) puisque la courbure de l'univers est nulle et donc ne joue pas en plus sur la distance entre deux objets:

$$d_C = d_P \quad . \quad (\text{A.29})$$

A.3.3 Distance de luminosité (*luminosity distance*)

La distance de luminosité s'exprime comme:

$$d_L = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}} \quad , \quad (\text{A.30})$$

où L est la luminosité intrinsèque et F le flux mesuré de la source émettrice.

A.3.4 Distance angulaire (*angular distance*)

Cette distance (en anglais 'angular diameter distance' et notée ici d_A) est tout simplement définie comme le rapport entre la taille physique D d'un objet et sa taille angulaire $\Delta\theta$ (en radian), l'angle sous lequel il est vu (elle traduit donc une séparation angulaire en une dimension physique transverse: $D = R(t)r\Delta\theta$, $R(t)r$ étant la distance de l'objet à l'observateur). Alors:

$$d_A = \frac{D}{\Delta\theta} = R(t)r \quad . \quad (\text{A.31})$$

Elle peut être reliée à la distance propre d_P et à la distance lumineuse d_L de l'objet par:

$$d_A = \frac{d_P}{1+z} = \frac{d_L}{(1+z)^2} \quad . \quad (\text{A.32})$$

ANNEXE B

Outils statistiques

B.1 Bref rappel sur les fonctions de corrélation

La probabilité que l'on trouve une galaxie dans un élément de volume dV est proportionnelle à la taille de l'élément et à la densité n de galaxies/Mpc³:

$$dP = n dV \quad . \quad (\text{B.1})$$

En considérant la probabilité de trouver une galaxie dans deux volumes infinitésimaux à la fois on a:

$$dP = n^2 [1 + \xi(r_{12})] dV_1 dV_2 \quad (\text{B.2})$$

où la fonction de corrélation à deux points ξ donne une estimation de la tendance au regroupement des galaxies: si $\xi(r) > 0$ (r petit) les galaxies sont regroupées et si $\xi(r) < 0$ elles s'évitent. ξ représente la déviation à une densité moyenne. Pour de petites séparations ($< 50 h^{-1}$ Mpc), la fonction de corrélation à deux points est bien approximée par une loi de puissance telle que:

$$\xi \propto \left(\frac{r}{r_0} \right)^\gamma \quad (\text{B.3})$$

où r_0 est la longueur de corrélation. Cette longueur correspond à la valeur moyenne de séparation des objets.

B.2 Test de Spearman

Pour une revue d'ensemble des tests statistiques, on pourra se référer par exemple à Lupton (1993). Le test de Spearman est une procédure non-paramétrique qui remplace les observations par leurs rangs dans le calcul du coefficient de corrélation:

$$r_s = 1 - \frac{6}{n(n^2 - 1)} \sum_i d_i^2 \quad . \quad (\text{B.4})$$

où d_i sont les différences entre les rangs des valeurs correspondantes X et Y et n le nombre de valeurs associées. La part de dépendance d'une variable par rapport à une autre peut se quantifier par r^2 . Il est souvent considéré que la corrélation est très faible si $0 < r < 0.19$, faible

si $0.2 < r < 0.39$, modérée si $0.4 < r < 0.59$, forte si $0.6 < r < 0.79$ et très forte si $0.8 < r < 1$ mais ces jugements restent arbitraire et le contexte des mesures est très important. La signification statistique de cette corrélation est mesurée par:

$$t = r_S \sqrt{\frac{N_d}{1 - r_S^2}} \quad (\text{B.5})$$

où N_d est le nombre de degrés de liberté dans l'expérience.

ANNEXE C

Article: “*Suppressed radio emission in supercluster galaxies: enhanced r.p.s in cluster-cluster merging ?*”

Suppressed radio emission in supercluster galaxies: enhanced ram pressure in merging clusters?

Jean-Christophe Mauduit¹, Gary A. Mamon^{1,2}

¹ Institut d'Astrophysique de Paris (UMR 7095: CNRS and Univ. Pierre & Marie Curie), 98 bis Bd. Arago, F-75014 Paris, France

² GEPI (UMR 8111: CNRS and Univ. Denis Diderot), Observatoire de Paris, F-92195 Meudon, Cédex, France

Received 26 April 2007 / Accepted 31 August 2007

ABSTRACT

Context. Continuum radio emission of galaxies is related to AGN activity and to starbursts, both of which require a supply of gas, respectively to the central black hole and to molecular clouds.

Aims. The environmental influence on the 21cm (1.4 GHz) continuum radio emission of galaxies is analyzed in a 600 deg² region of the local Universe containing the Shapley Supercluster (SSC), whose core is thought to be the site of cluster-cluster merging.

Methods. Galaxies in the FLASH and 6dFGS optical/NIR redshift surveys are cross-identified with NVSS radio sources, selected in a sub-sample doubly complete in volume and luminosity, and classified as starbursts or AGN according to their radio luminosity. We study radio luminosities as well as radio loudness (luminosities normalized by stellar mass) \mathcal{R}_K . Environmental effects are studied through a smoothed density field (normalized to that obtained from random catalogs with the same survey edges and redshift selection function) and through the projected distance to the nearest cluster (in units of its virial radius, whose relation to the aperture velocity dispersion is quantified).

Results. The fraction of high \mathcal{R}_K galaxies in the dense 10 Mpc Abell 3558 cluster complex at the core of the SSC (SSC-CR) is half as large than elsewhere. Moreover, radio loudness in the SSC-CR is anti-correlated with the density of the large-scale environment and correlated with clustercentric radius: central brightest cluster galaxies (BCGs) in the SSC-CR are an order of magnitude less radio-loud than BCGs elsewhere, with signs of suppressed radio loudness in the SSC-CR also present beyond the BCGs, out to at least $0.3 r_{200}$. This correlation is nearly as strong as the tight correlation of K -band luminosity, L_K , with clustercentric radius (K -luminosity segregation), inside the SSC-CR, with a mild K -luminosity segregation outside the SSC-CR.

Conclusions. The suppression of radio loudness in SSC-CR BCGs can be attributed to cluster-cluster mergers that destroy the cool core and thus the supply of gas to the central AGN. We analytically demonstrate that the low radio loudness of non-BCG galaxies within SSC-CR clusters cannot be explained by direct major galaxy mergers or rapid galaxy flyby collisions, but by the loss of gas supply through the enhanced ram pressure felt when these galaxies cross the shock front between the two merging clusters and are afterwards subjected to the stronger wind from the second cluster.

Key words. galaxies: active – galaxies: starburst – galaxies: clusters: general – (cosmology:) large-scale structure of Universe

1. Introduction

Galaxies are not isolated objects and evolve in tight relation to the structure they belong to. These environmental effects are expected to hold even more strongly for galaxies with important emission in the radio continuum, i.e. radio galaxies. Such galaxies range from the less radio luminous ones, star-forming galaxies (hereafter SFGs), to the highest radio-luminous ones, galaxies with an active galactic nucleus (AGN). However, the exact role of the environment on galaxy activity – starburst or nuclear – is still not clear.

The first environmental studies of radio galaxies were based upon small samples of galaxies distributed over the entire sky to derive their clustering properties. In a pioneering study, Dressler et al. (1985) showed that low luminosity radio galaxies

(i.e. SFGs) avoid dense environments. Peacock & Nicholson (1991) found that radio galaxies are more strongly clustered than individual galaxies but less clustered than clusters of galaxies. Galaxies of intermediate radio luminosity tend to lie in poor groups (Bahcall & Chokshi 1992). The most powerful radio sources appear to favor galaxy groups and poor clusters (Prestage & Peacock 1988; Hill & Lilly 1991).

In recent years, the advent of large radio and optical catalogs of galaxies has permitted a better statistical characterization of these trends. Large-scale studies have matched the angular positions of radio galaxies in the NRAO VLA Sky Survey (NVSS, Condon et al. 1998) and Faint Images of the Radio Sky at Twenty Centimeters (FIRST, Becker et al. 1995) with the redshift-space positions of optical galaxies in the 2dF Galaxy Redshift Survey (2dFGRS, Colless et al. 2001) or the Sloan Digitized Sky Survey (SDSS, Strauss et al. 2002). Many

Send offprint requests to: Gary Mamon, email: gam AT iap.fr

of the previous trends noted above have been confirmed and developed. Magliocchetti et al. (2004) showed that AGN appear to be strongly clustered and find no significant differences in the clustering of faint and luminous radio galaxies. Best (2004) found that the fraction of SFGs (defined as galaxies of low radio luminosity) decreases with the density of the environment and that AGN are preferentially located in groups and poor to moderate richness clusters and avoid regions of very low density. In compact groups of galaxies, the SFG fraction increases drastically from the core to the halo while AGN seem to always lie in the cores (Coziol et al. 1998). In clusters too, SFGs are broadly distributed, whereas AGN are centrally concentrated (Miller & Owen 2002). However, AGN that are brightest cluster galaxies (BCGs) have the same distribution of radio luminosities as non-BCGs (Best et al. 2007). All these studies seem to indicate that radio galaxies, in general, prefer environments of intermediate density, with different behaviors at both ends of the radio luminosity distribution, the lowest radio emission avoiding dense environments and the most powerful ones avoiding very low density regions.

Since the fraction of radio galaxies (both SFGs and AGN) seem to depend more on the large-scale environment than on the small-scale one (Best 2004), it is worth investigating the properties of radio galaxies on the scales of superclusters. Indeed, these superstructures contain a wide variety of environments, from small galaxy groups to big clusters. It is therefore interesting to mix the two approaches (the large-scale and local environment) over an area containing diverse environments, from empty regions (voids) to the densest ones (a supercluster).

In the present work, we study the effect of the supercluster environment on the radio luminosity and K -band normalized radio loudness of galaxies. For this, we analyze the deepest, homogeneous redshift sample of radio-emitting galaxies covering the Shapley Supercluster and its surroundings in a region $70^\circ \times 10^\circ$.

The Shapley Supercluster (SSC) is the densest region in the local universe (Raychaudhury et al. 1991; Fabian 1991). The SSC and some of its clusters have been studied in detail over the years, mainly by Quintana et al. (1995, 2000), Bardelli et al. (2000, 2001) and Drinkwater et al. (2004) and its radio properties were first investigated by Venturi et al. (1997). Moreover, this region is interesting because it hosts a variety of environments. In particular, its central, 10 Mpc radius region, known as Shapley 8 or the Abell 3558 (A3558) cluster complex (hereafter SSC-CR following the nomenclature of Quintana et al. 2000), is thought to be globally undergoing gravitational collapse (Reisenegger et al. 2000), with its central clusters, Abell 3556, 3558 and 3562 possibly merging today with one another and with smaller galaxy groups (Bardelli et al. 2000; Venturi et al. 2000).

Several authors recently pointed out that cluster-cluster merging can have dramatic consequences on radio galaxies and might be the key to the general trends observed. But these consequences remain uncertain. For example, Owen et al. (1999) and Miller & Owen (2003) found an increase of star-formation and AGN activity that might be enhanced in several Abell clusters by an ongoing merger with another cluster. The dense re-

gions of superclusters are expected to be an ideal laboratory for studying colliding clusters. In the SSC-CR, Venturi et al. (2000) found that the A3558 cluster presents a deficit of radio galaxies. On the other hand, another cluster complex outside the SSC-CR, centered around Abell 3528 (A3528), appears to have different physical characteristics, as Venturi et al. (2001) found the A3528 complex to be active at radio wavelengths, although its radio luminosity function turns up being similar with the generic one derived by Ledlow & Owen (1996). Bardelli et al. (2001) argued that this complex was possibly in a pre-merger state.

Cross-identification with NVSS radio sources gives us access, not only to the radio luminosity but also to the radio loudness (here defined as power normalized to stellar mass – from K -band luminosity), a variable that has been generally overlooked in previous studies.

The merging of the optical, near-infrared (NIR) and radio catalogs is described in Sect. 2. In Sect. 3, we compare the distributions of radio luminosity and of radio loudness between the A3558 complex, the A3528 complex and the remaining FLASH region. We study how the radio power and loudness are modulated by the density of the large-scale environment in Sect. 4 and with the clustercentric radius in Sect. 5. We compare our results with other studies in Sect. 6, and discuss them in Sect. 7, making qualitative and semi-quantitative predictions of the effects of galaxy mergers, rapid flyby collisions and altered ram pressure stripping on galaxies within colliding and merging clusters. In two appendices, we compute the relation between aperture velocity dispersion and virial radius for a Navarro, Frenk, & White (1996, hereafter NFW) model and the rate of direct galaxy mergers in overlapping colliding clusters of equal mass. A summary is provided in Sect. 8. Throughout this paper the values adopted for the cosmological parameters are $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ and a Hubble constant $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

2. Catalogs

2.1. Redshift catalogs

We cross-correlate radio-detected galaxies from the NVSS radio survey with galaxies from two different optical/NIR surveys: the FLAIR Shapley-Hydra survey (FLASH) and the Six degree Field Galaxy Survey (6dFGS).

The FLASH survey¹ (Kaldare et al. 2003), is a redshift survey containing 3141 galaxies with measured redshifts in a $70^\circ \times 10^\circ$ strip, aligned in galactic coordinates ($260^\circ < \ell < 330^\circ$ and $25^\circ < b < 35^\circ$), extending from the Shapley Supercluster (SSC) to the Hydra cluster, covering a solid angle of $605 \text{ deg}^2 = 0.184 \text{ sr}$. Its input catalog is the Hydra-Centaurus Catalogue of Raychaudhury (1990), a photometric catalog down to $b_J = 17$, compiled by scanning UKST Southern Sky Survey plates with the Automated Photographic Measuring (APM) facility in Cambridge. Absolute positions are accurate to $\sim 1''$. The FLASH survey magnitude limit, after

¹ The FLASH survey catalog was obtained via the VizieR On-line Data Catalog: J/MNRAS/339/652.

correction for Galactic extinction, is $b_J = 16.7$. Radial velocities were obtained with the FLAIR-II spectrograph mounted at the UKST. Additional data from the literature (NED, ZCAT) was incorporated into the original FLAIR redshift sample. The rms error in the redshifts is 95 km s^{-1} . Kaldare et al. (2003) assert that the only redshift bias in their sample is due to magnitude-dependent incompleteness, which is 50% at the $b_J = 16.7$ survey limit. The overall spectroscopic completeness of the catalog is of 68% with redshifts for 3141 of the 4613 galaxies in the catalog. The catalog median depth is $\sim 10\,000 \text{ km s}^{-1}$.

We combine this survey with the 6dFGS survey (Jones et al. 2004) Data Release 2.² As its principal input catalog, 6dFGS uses the K -band galaxies from the Two Micron All Sky Survey (2MASS, Jarrett et al. 2000) and includes all galaxies brighter than $K_{\text{tot}} = 12.75$ (corresponding to roughly the same b_J limit as that of the FLASH survey). Contrary to optically selected galaxies, K -band selected galaxy samples are not biased towards recent star formation activity, and the low extinction in the K -band ensures a deeper view through the interstellar dust of the observed galaxies (as well as through our Milky Way). 6dFGS velocities were obtained with the robotized 6dF spectrograph mounted at the UKST (in replacement of FLAIR II). We retrieve the 6dFGS galaxies with a redshift quality factor of 4 (reliable redshift) in the FLASH area. The median depth of the catalog is $\langle cz \rangle = 16\,008 \text{ km s}^{-1}$ and the error on $Q = 4$ velocities is 46 km s^{-1} . In this catalog, a galaxy may appear several times due to multiple observations. In order to have a unique sample of 6dFGS galaxies, we replace multiple redshift measurements by their mean.

We merge these two redshift catalogs by cross-identifying them with a search radius of $6''$, keeping the (more precise) 6dFGS velocity for matching pairs and adding non-matched FLASH galaxies to our catalog. As this work reached completion, a new set of velocities has been published by Proust et al. (2006), which goes to fainter magnitudes in some regions. However, we chose not to use these velocities because of the inhomogeneous selection and smaller solid angle of this data set. In the end, our “6dFGS+FLASH catalog” consists of 5132 galaxies with redshifts in the FLASH region.

2.2. Radio catalog

The NVSS is a radio continuum survey at frequency 1.4 GHz (21cm) covering the sky north of -40° , thus fully overlapping the FLASH area.³ The source catalog (Condon et al. 1998) contains $\sim 1.8 \times 10^6$ entries. It has an angular resolution of $45''$ (FWHM). Condon et al. have estimated the differential completeness to be 99% at flux $S_{1.4 \text{ GHz}} = 3.5 \text{ mJy}$, and from their analysis we infer a differential completeness of 75% at 2.8 mJy. Selecting the sources in the FLASH area, we retrieve $\sim 68\,000$ radio sources. Although the FIRST survey is a similar survey

with a better angular resolution of $5''$ and a completeness of 95% at $S_{1.4 \text{ GHz}} > 2 \text{ mJy}$, it does not cover further South than -10° in declination, which is not enough to reach the SSC region.

2.3. Merged radio-NIR galaxy sample and radio galaxy classification

We cross-identify the the 6dFGS+FLASH galaxies with the NVSS radio sources using a conservative search radius of $15''$, 1/3 of the NVSS FWHM resolution. We find 810 matches with recession velocities $v < 30\,000 \text{ km s}^{-1}$. To avoid selection effects, we then work with a subsample that is flux-limited to

$$S_{1.4 \text{ GHz}} \geq S_{\text{min}} = 2.8 \text{ mJy}, \quad (1)$$

(for 75% differential completeness) and volume-limited to a section of a wide shell, where the SSC lies at the mean depth:

$$10\,000 < v < v_{\text{max}} = 18\,800 \text{ km s}^{-1}. \quad (2)$$

For a complete selection in radio luminosity with a maximal number of radio-detected galaxies selected, we adopt a lower limit to the radio-luminosity of

$$h_{70}^2 \log L_{1.4 \text{ GHz}} > h_{70}^2 \log L_{1.4 \text{ GHz}}(S_{\text{min}}, v_{\text{max}}/c) = 22.41, \quad (3)$$

with $L_{1.4 \text{ GHz}}(S, z) = 4\pi D_L^2(z) S (1+z)^{-(\alpha+1)}$, where $D_L(z)$ is the cosmological luminosity distance at redshift $z = v/c$, c is the velocity of light, and the term $(1+z)^{-(\alpha+1)}$ is the product of the k -correction for a power-law radio spectrum: $S(\nu) \propto \nu^\alpha$, with $\alpha \approx -0.7$ (e.g. Condon 1992) and the redshift correction for the frequency normalization.⁴ In the velocity range of equation (2) lie 2363 galaxies in the merged 6dFGS+FLASH catalog, which we will refer to as our “galaxy sample”. Among those galaxies, 142 galaxies ($\sim 6\%$ of our galaxy sample) show radio emission above the lower radio flux limit of equation (1) and radio luminosity limit of equation (3). 85% of the sources lie within a radius of $10''$.

Following Sadler et al. (2002), we define high radio luminosity galaxies as active galactic nuclei (AGN), with lower radio luminosity galaxies as star forming galaxies (SFGs), and adopt their minimum AGN radio luminosity of

$$\log L_{1.4 \text{ GHz}} = 23.05, \quad (4)$$

(after correction to our adopted Hubble constant). Note that Machalski & Godlowski (2000) find that galaxies with AGN spectra predominate starting at $\log L_{1.4 \text{ GHz}} = 23.31$ (LCRS survey) and 23.05 (UGC galaxies, again converting both to our adopted Hubble constant). Both Machalski & Godlowski and Sadler et al. find AGN with radio luminosities as low as $10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$. Interestingly, our lower luminosity cutoff at

⁴ Peculiar velocities make the radial velocity an imperfect distance estimator. For clusters with velocity dispersions as high as 800 km s^{-1} , typical distance errors will be $800/14500 = 5\%$ and can be as high as 14% for peculiar velocities as large as 2.5 cluster velocity dispersions. Therefore, the errors in relative luminosity will typically be 5%, and can easily be neglected given the several orders of magnitude range in radio luminosities (See Fig. 1).

² The 6dFGS Second Data Release is publicly available from the 6dFGS website at <http://www.mso.anu.edu.au/6dFGS/>.

³ A text version of the NVSS catalog, NVSSCatalog.text, is available by ftp at nvss.cv.nrao.edu. It was generated with NVSSlist version 2.17 (August 2001 B. Cotton) on the entire FITS database.

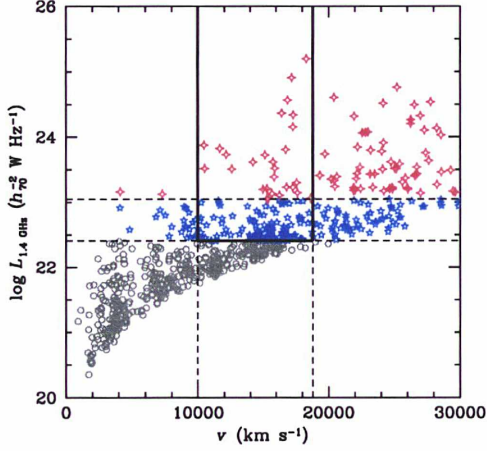


Fig. 1. Radio luminosity versus radial velocity (all radio-detected galaxies with $v < 30\,000\text{ km s}^{-1}$ are shown). AGN are the *small red open crosses*, SBGs are the *blue stars* and SFGs the *gray circles*. *Horizontal lines* delineate the limits for SBGs (eq. [3]) and AGN, while the *vertical lines* delineate our region of analysis (eq. [2]). The *U-shaped set of solid line segments* delimits our subsample of radio-detected galaxies that is doubly complete in volume and radio luminosity.

$\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.41$ corresponds to roughly $15\text{ M}_{\odot}\text{ yr}^{-1}$ — using $\text{SFR}(\text{M}_{\odot}\text{ yr}^{-1}) = 5.9 \pm 1.8 \times 10^{-22} L_{1.4\text{GHz}} (\text{W Hz}^{-1})$, following Yun et al. (2001) — which is close to the approximate lower limit for the definition of a starburst galaxy (SBG). According to this classification, there are 114 SBGs and 28 AGN (respectively $\sim 5\%$ and 1% of our galaxy sample) among the 142 radio-detected galaxies. Figure 1 shows our selection as a function of radio luminosity and radial velocity (roughly equivalent to distance), and highlights our subsample of radio-detected galaxies with the constraints on radial velocity (eq. [2]) and radio luminosity (eq. [3]), i.e. doubly complete in volume and radio luminosity.

In addition, we visually checked all identifications using radio contours from NVSS, overlaid on optical images from the Digitized Sky Survey (DSS). In only a very few cases were the identifications not clear. However, we are probably missing a few AGN because the radio emission from their lobes could be too far from the optical position of the galaxy to result in a match. Because our visual checks indicate that gross misidentifications are rare, we expect that these more subtle misidentifications should also be infrequent in our final sample, which should therefore be valid to perform a statistical analysis.

Throughout the paper, we will consider both radio luminosity and radio loudness⁵. We use the K -band luminosity as a tracer of the galaxy mass, and therefore define the dimension-

⁵ Since we restrict our analysis only to the subsample of radio emitting galaxies, the adjective *radio-loud* will refer to high \mathcal{R}_K .

less radio loudness as

$$\begin{aligned} \log(\mathcal{R}_K) &= \log\left(\frac{S_{1.4\text{GHz}}}{1\text{ mJy}}\right) + 0.4 K - 5.82 \\ &= \log\left(\frac{L_{1.4\text{GHz}}}{1\text{ W Hz}^{-1}}\right) + 0.4 M_K - 12.90, \end{aligned} \quad (5)$$

where we used the normalization of 666.7 Jy for an object with $K = 0$ (Cutri et al. 2006). K -band magnitudes were retrieved from the 2MASS Extended Source catalog for all the galaxies in our sample and K -band luminosities derived using the FLASH and 6dFGS redshifts. We computed k corrections with the approximation $k_K = -1.688 z + 3.458 z^2$, which appears to be a good fit to better than 0.01 mag for $z < 0.1$ to the tabulated Sa galaxy k -corrections of Poggianti (1997). The FLASH and 6dFGS surveys also provide b_J magnitudes, measured with the APM and SuperCosmos machines, respectively. We k -corrected them with $k_{b_J} = 4.04 z + 2.00 z^2$, again a fit (better than 0.001 mag for $z < 0.1$) to Poggianti's k -corrections for an Sa galaxy in the nearby B band.

Because K -band luminosity is closely (but not perfectly) related to stellar mass, \mathcal{R}_K can be thought a measure of stellar mass-weighted efficiency of instantaneous star formation for SBGs. For AGN, which usually have higher radio to optical ratios, it gives an idea of the radio power of the nuclei in comparison to the stellar mass of the galaxy.

2.4. Large scale structure

The wedge plot of Figure 2 shows the three dimensional distribution of galaxies in our 6dFGS+FLASH catalog, projected in galactic longitude. This region, which spans 36 Mpc by 251 Mpc in galactic coordinates, is filled with 19 Abell clusters of galaxies in the velocity range of equation (2). The SSC is the large overdensity centered on A3558 ($13^{\text{h}}27^{\text{m}}, -31^{\circ}29'$, $v = 14\,390\text{ km s}^{-1}$), with the filaments extending away.

In this paper, we define the SSC-CR (or the A3558 cluster complex) as a 10 Mpc radius cone, limited to velocities within $3\sigma_v$ of the set of clusters A3556, A3558, A3559, A3560 and A3562 that compose it ($11\,459\text{ km s}^{-1} < v < 17\,545\text{ km s}^{-1}$). The complex has a dense core with clusters A3562, A3558, A3556 and groups SC 1329-312, SC 1327-313, with clusters A3559 and A3560 in its envelope. Altogether, we have 423 galaxies in the SSC-CR, among which 20 SBGs, but not a single AGN. Another prominent feature to the West of the supercluster is the A3528 cluster complex, centered on A3528 at ($12^{\text{h}}54^{\text{m}}, -29^{\circ}01'$, $v = 15\,829\text{ km s}^{-1}$). The A3528 complex is defined in a similar manner as the SSC-CR: a cone of radius 10 Mpc , with velocities within $3\sigma_v^{\text{A3528}}$: $13\,069\text{ km s}^{-1} < v < 18\,771\text{ km s}^{-1}$. It thus contains clusters A3528, A3530 and A3532. We have 121 confirmed galaxies in this complex, among which 5 SBGs and 5 AGN. Other features visible here are described in greater detail in Quintana et al. (1995, 2000).

Figure 3 shows the redshift distribution for the 6dFGS+FLASH galaxy catalog and the radio galaxy subsample. The two outstanding peaks in the observed redshift distribution are the Hydra cluster at $\sim 4\,000\text{ km s}^{-1}$ and the SSC at $\sim 14\,400\text{ km s}^{-1}$. The large transverse filament

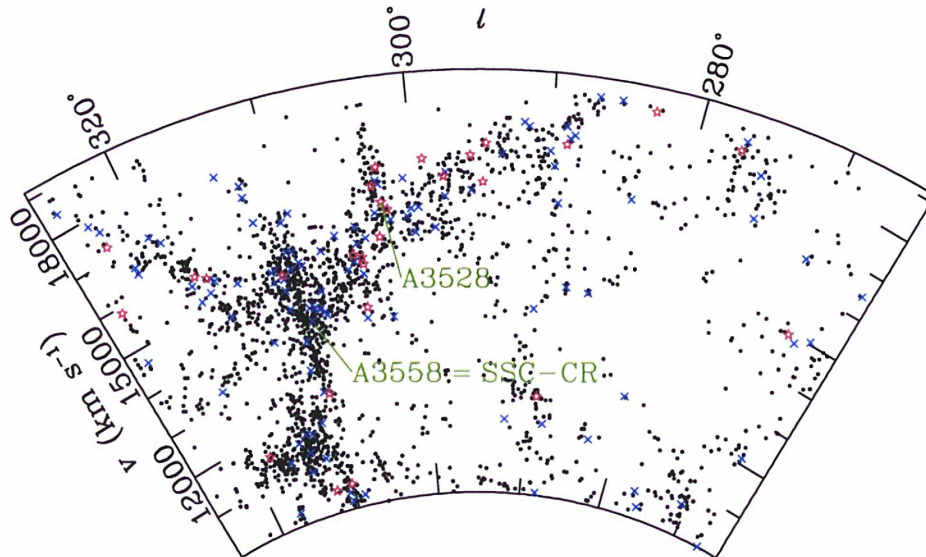


Fig. 2. Wedge plot in galactic longitude and heliocentric velocity of the FLASH survey area showing both FLASH and 6dFGS galaxies (*black dots*) and cross-identified radio-detected galaxies: AGN are shown as *red open stars* and SBGs as *open blue crosses*. The SSC is the Y-shaped large-scale structure in the left part of the plot. The two cluster complexes studied here are shown.

at 16000 km s^{-1} seen in the wedge plots of Figure 2 also produces a wide peak in the redshift distribution histogram.

Both figures 2 and 3 show that, at first glance, *radio-detected galaxies trace fairly well the underlying galaxy distribution*: radio-detected galaxies are mostly found in the dense regions and less likely in the voids. However, Figure 2 indicates that the SSC-CR seems to be devoid of strong radio sources, which cluster more in the A3528 cluster complex and its surroundings.

Since our radio galaxy classification is based upon a luminosity cut, it therefore creates a strong distance segregation, caused by Malmquist bias, where only luminous radio galaxies are present at larger distances. But since we restrict our analysis to a subsample doubly complete in volume and radio luminosity, Malmquist bias is no longer a concern.

3. Radio emission in the A3558 and A3528 complexes

According to our definition of the cluster complexes (Sect. 2.4), there are 1819 galaxies, among which 88 SBGs and 23 AGN, in the remaining FLASH+6dFGS area (outside both cluster complexes and with the velocity cut of eq. [2]). This sample will be used as a comparison sample and hereafter referred to as our *reference sample*.

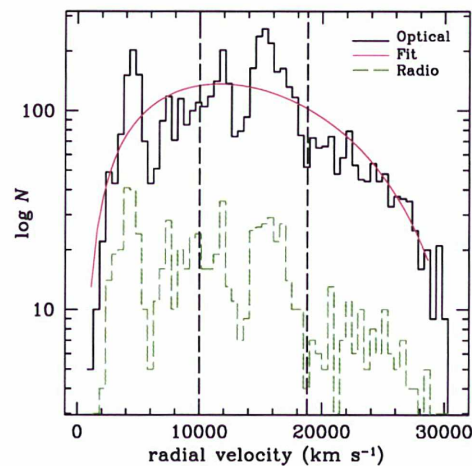


Fig. 3. Distribution of radial velocities of the optical/NIR (*solid black histogram*) and radio (*green dashed histogram*) samples. The two *dashed vertical lines* delineate our velocity cuts (corresponding to the rough velocity limits of the SSC). The *red curve* is the 4th order polynomial fitted to the underlying optical/NIR distribution and represent the empirical selection function of the data.

The fraction of radio-detected galaxies (SBG+AGN) are 4.7%, 8.3% and 6.1% in the A3558 complex, the A3528 complex, and the reference sample. Binomial statistics indicate that the lower (higher) fraction of radio galaxies ($\log L_{1.4\text{GHz}} \geq 22.41$) in the A3558 (A3528) complex relative to the reference sample is not significant.

Considering separately SBGs and AGN (with eq. [4]), we find 20 SBGs and no AGN in the A3558 cluster complex, whereas there are 5 AGN and 5 SBGs in the A3528 cluster complex. Binomial statistics indicate that the absence of AGN among 20 radio-detected galaxies in the A3558 complex would occur by chance only 1.0% of the time, given the observed fraction ($23/111 = 21\%$) of AGN in the reference sample. On the contrary, the A3528 complex seems to harbor too many AGN relative to the reference sample, as there is only a 3.8% chance of obtaining at least 5 AGN among 10 radio galaxies given the fraction of radio-detected galaxies that are AGN in the reference sample.

The top plot of Figure 4 shows the cumulative radio luminosity function (RLF) of the A3558 and A3528 complexes. Of course, one can argue that it is dangerous to compare luminosities of samples at different distances, even with the same magnitude limit, as the more distant sample will lead to more luminous galaxies. However, A3528 is only 10% more distant than A3558, which should lead to luminosities typically 20% larger, i.e. a 0.08 increase in $\log L_{1.4\text{GHz}}$.

The plot clearly indicates a lack of high radio luminosity galaxies in the A3558 complex, which is marginally significant (94% confidence with a Kolmogorov-Smirnov — KS — test, 95% with a Wilcoxon rank sum test).

However, for low radio luminosities, the radio galaxy distribution in the A3558 cluster complex resembles that in the reference sample, while the two distributions depart from one another only at intermediate and high radio luminosity. On the other hand, the A3528 complex shows an RLF that appears shifted to higher radio luminosities in comparison with the RLF of the reference field, but the difference is only marginally significant (91% confidence with a KS test).

Splitting radio-detected galaxies into two classes, above and below an arbitrary limit of $\mathcal{R}_K = 0.8$ (the median is 0.7), we find only 4 radio-loud galaxies out of 20 in the A3558 cluster complex (20%) and 5 in the A3528 complex (50%). In the reference sample, the fraction of radio-loud galaxies is 0.43. Binomial statistics indicate that the probability that the A3558 complex would have as few as 4 galaxies with $\mathcal{R}_K > 0.8$ amongst a total of 20 radio-detected galaxies is 3%: the lack of radio-loud galaxies in the A3558 complex is statistically significant. This conclusion depends little on our cut in radio loudness in the range $0.6 < \mathcal{R}_K < 0.9$.

The bottom plot of Figure 4 illustrates this lack of radio-loud galaxies in the A3558 complex: *the distribution of \mathcal{R}_K in the A3558 complex is shifted to values $\approx 2\times$ lower than for the reference field*, and a KS test gives a 4% probability of a greater difference by chance (only 1% with a Wilcoxon rank sum test). On the other hand, the distribution of radio-loudness in the A3528 complex is shifted to higher values, but because of small number statistics this offset is not significant.

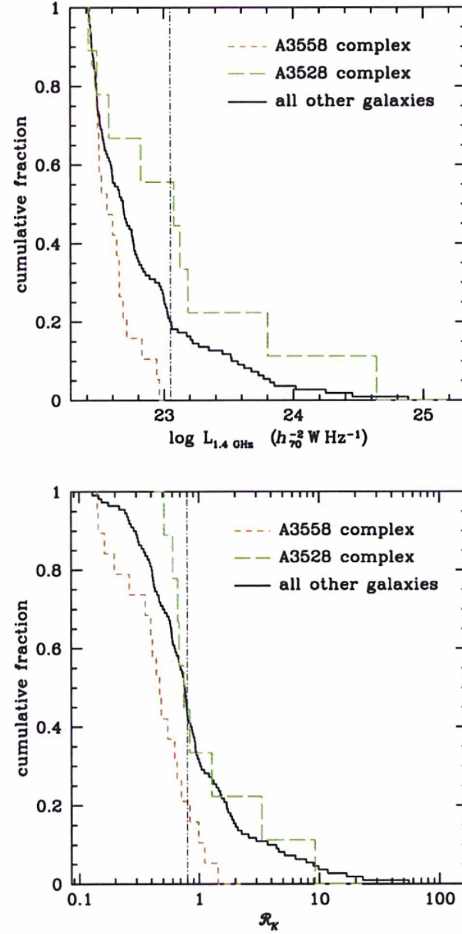


Fig. 4. Normalized cumulative distributions of radio luminosity (top) and radio loudness (bottom) for three regions: the A3558 complex (brown short-dash histogram), the A3528 complex (green long-dash histogram) and the reference sample (black solid histogram). The vertical lines denote the transition from SBGs to AGN (top plot) and our ad hoc separation of radio loudness (bottom plot).

To summarize, the two cluster complexes show different trends in their distribution of radio luminosities and radio loudness relative to the reference sample. *the A3528 complex galaxies are marginally more radio-luminous than the galaxies in the reference sample, while the A3558 complex galaxies are marginally less radio-luminous and significantly less radio-loud.*

These distributions tell us that the special dynamical state of the very dense core of the Shapley supercluster has a quan-

tifiable impact on its radio galaxy population that significantly reduces the radio activity. However, these radio luminosity and radio-loudness *distributions* do not allow us to quantify what is the impact of their respective *environments*. We therefore investigate in the next section how these variables are affected by galaxy density, at the supercluster scale as well as inside clusters within the cluster complexes to determine what environmental processes might be at work.

4. Modulation of radio emission with the density of the environment

4.1. Estimation of the density of the environment of radio-detected galaxies

As seen in Figure 3, the fraction of radio-detected galaxies is independent of redshift. This means that we can estimate the density of the environment using the optical sample.

Given the discrete nature of the galaxy positions, we choose to measure a continuous density. We thus define a continuous density in redshift space, by smoothing the discrete density in redshift space with a Gaussian kernel of scale σ_{rz} (c.f. Tully 1988; Monaco et al. 1994), using:

$$\rho_{r,z,j} [h^3 \text{Mpc}^{-3}] = \frac{1}{(2\pi\sigma_{rz}^2)^{3/2}} \sum_{i \neq j} \exp\left(\frac{-r_{ij}^2}{2\sigma_{rz}^2}\right), \quad (6)$$

where subscripts j and i respectively represent radio and optical galaxies and where

$$\begin{aligned} r_{ij} &= \sqrt{d_p^2(z_1) + d_p^2(z_2) - 2d_p(z_1)d_p(z_2)\cos\theta_{ij}} \\ &\simeq \frac{c}{H_0} \sqrt{z_{ij}^2 + (\theta_{ij}\langle z \rangle)^2}, \end{aligned} \quad (7)$$

is the separation of two galaxies in redshift space⁶, with θ_{ij} their angular separation and $\langle v \rangle$ their mean radial velocity, and where $d_p(z)$ is the proper distance.

Of course, such an estimator will be subject to edge effects (the smoothed density will decrease near the survey edges) and to the radial selection function inside the area. To correct for this, we generated 25 random datasets, each with as many galaxies as in our observed sample, in the exact same survey geometry and with the same velocity selection function, approximated with a 4th order polynomial fit to the velocity distribution, as shown in Figure 3. Note that the mean local densities of the 25 random catalogs obtained with equation (6) will be 1/25th of the local densities of a single random catalog with 25 times as many galaxies. For each smoothing scale, we calculate the Gaussian-smoothed density and divide it by the mean Gaussian-smoothed density of our random catalogs.

In redshift space, the 3D density is biased by redshift distortions, i.e. incorrect radial positions of cluster galaxies due to fingers of God. We therefore also derive a continuous surface

density of galaxies by Gaussian smoothing the discrete surface density, as:

$$\rho_{\theta,j} [h^2 \text{Mpc}^{-2}] = \frac{1}{2\pi\sigma_\theta^2} \sum_{i \neq j} \exp\left(\frac{-\theta_{ij}^2}{2\sigma_\theta^2}\right), \quad (8)$$

again dividing by the mean surface density of the 25 random catalogs. Even though both approaches suffer biases, the combination of the two will allow us to check for consistencies in the trends.

We calculated densities for a wide range of smoothing scales, each separated by a factor of 2: $\sigma = 0.625, 1.25, 2.5, 5, 10, \text{ and } 20 h_{70}^{-1} \text{Mpc}$.⁷ Of course, large scales suffer from a smaller range of smoothed densities. Small scales will suffer from the lack of close neighbors (in both the real and random catalogs). In addition, the surveys are not complete in crowded areas because of fiber avoidance and we therefore underestimate the density in the denser regions.

We illustrate our procedure by showing, in the top panels of Figure 5, the modulation of near-infrared luminosities with density, for two smoothing scales. One can easily notice a trend of luminosity segregation: the more luminous galaxies prefer the dense environments, especially at a smoothing scale of 2.5 Mpc, which is roughly the scale of clusters. Spearman tests indicate a rank correlation of -0.32 and -0.22 at 2.5 and 10 Mpc, respectively, which are over 99.5% significant. *At a smoothing scale of 1.25 Mpc, K-band luminosity is significantly anti-correlated with density, regardless of whether density is measured in projected or angular space.* But at smoothing scales ≥ 2.5 Mpc, L_K is not significantly anti-correlated with projected density.

4.2. Radio luminosity – density relation

The middle panels of Figure 5 show that the largest radio luminosities appear to prefer intermediate densities, near the median. However, the distribution of radio luminosities of galaxies at intermediate densities is not significantly different from the analogous distribution at extreme (high and low) densities. And, for all smoothing scales, there are no significant correlations of radio luminosity with both redshift space density and projected density.

4.3. Radio loudness – density relation

The correlation between a galaxy radio luminosity and the density of its environment might hide a correlation between radio luminosity and mass (as both are extensive variables) on one hand, and mass and environmental density on the other hand (as expected in models of galaxy formation where the more massive galaxies are more clustered). In other words, since more luminous galaxies are usually more clustered, and should have undergone several major mergers, they might also

⁶ We actually use the cosmological formula, only valid for a flat Universe (first equality of eq. [7]), but at the small redshift of our sample ($z < 0.06$), cosmological corrections are typically less than 4%.

⁷ For the density in projected space, we used for σ_θ in equation (8) angles of $\sigma/(200 \text{Mpc})$, corresponding to the angular sizes of the redshift space smoothing scales at the distance of the SSC. In what follows, we will replace σ_θ by the equivalent scale in Mpc.

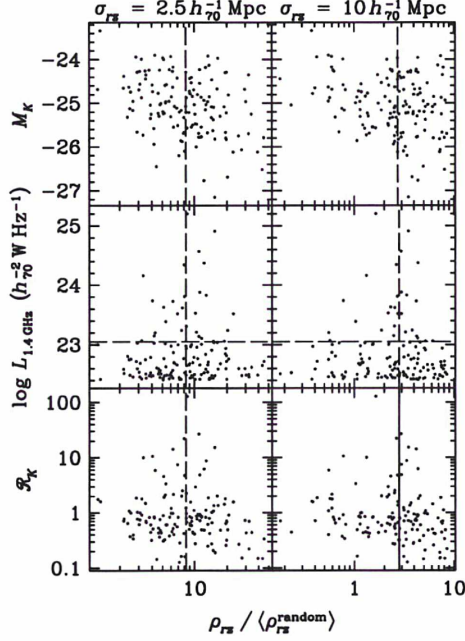


Fig. 5. Gaussian-smoothed density in redshift-space corrected for edge effects and the radial selection function versus K -band luminosity (top plot), radio luminosity (middle plot) and radio loudness (bottom plot), for two different smoothing scales. The dashed vertical and dashed horizontal lines represent the limit between high and low density environment and the separation between SBGs and AGN, respectively (see text).

be prone to radio activity. We therefore correlate the radio loudness (eq. [5]) with the density of the galaxy environment.

As seen in the bottom right panel of Figure 5, for smoothing scale 10 Mpc, radio loudness appears to be anti-correlated with the density of the environment: the low loudness galaxies are virtually all at high densities. This is quantified in Figure 6, which indicates *highly significant anti-correlations of radio loudness with the density of the environment, measured on scales greater than 2 Mpc*. These significant anti-correlations occur in both projected and redshift spaces, which gives us confidence in these observed trends. For example, at a smoothing scale $\sigma = 10$ Mpc, both ρ_θ and ρ_{rs} are negatively correlated ($r \sim -0.17$ and $r \sim -0.21$) with \mathcal{R}_K with a high significance (98% and 99.4%, respectively).

We also used Kolmogorov-Smirnov (KS) tests to compare the distributions of densities for AGN vs. SBGs, as well as the distributions of radio luminosities, loudness (and NIR luminosities) for galaxies in high vs. low density environments. No significant trends were found at any smoothing scale in both analyses of projected and redshift space densities. This shows

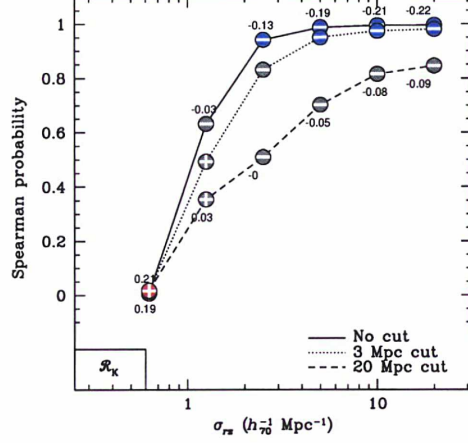


Fig. 6. Probability of statistical significance of Spearman rank correlation of radio loudness with Gaussian-smoothed density in redshift space (normalized with the mean density derived from the random catalogs) versus the smoothing scale. Dotted and dashed curves represent the analysis with the central portion of the SSC cut out to a radius of respectively 3 Mpc and 20 Mpc, and limited to $\pm 3\sigma_r$ (A3558). Red positive signs highlight positive correlation coefficient and blue negative signs the negative ones. The Spearman probability is defined as $P_{\text{Spearman}} = (P_{\text{chance}} - 1/2) \text{sgn}(r) + 1/2$. The values of the rank correlation coefficient r are given for the two extreme cases.

that the KS test is not as an efficient estimator of the environmental effects as is the rank correlation with density.

4.4. Cutting out the cluster complexes

To better understand the anti-correlation of radio loudness with density, we performed the same analysis as in Sect 4.3 on the FLASH area, but with parts of the SSC cut out from the sample. We calculate densities only for the radio-detected galaxies outside the A3558 cluster complex, whose projected radius is now a free parameter. Figure 6 shows how the significance of correlation ($P \rightarrow 0$) or anti-correlation ($P \rightarrow 1$) of radio loudness with redshift space density varies with the smoothing scale, for different choices of the projected radius of the SSC-CR we cut from our sample.

At large cut sizes, the anti-correlation between radio loudness and local density at large scales disappears when removing the central region of the Shapley supercluster from the statistical analysis. The change in the statistical trend becomes visible at a cut size of ~ 4 Mpc. As the projected radius of the removed area increases, the anti-correlation vanishes. When reaching a cut size of ~ 6 Mpc, all the Spearman probabilities drop below 90%. However, if we perform a similar analysis by removing a 20 Mpc shell centered on A3528, we do not see any loss of anti-correlation at large scales, which means that this area is not responsible for the anti-correlation.

Since the SSC-CR seems to be the main area that disfavors the presence of radio-loud galaxies, we now compare the A3558 complex with its surroundings. As can be seen in Figure 7, there is a strong anti-correlation between radio loudness and the $\sigma_{r_z} = 10$ Mpc smoothed density among just the SSC-CR members. The Spearman rank-correlation coefficient is $r = -0.41$, which indicates a 97% level confidence for the negative trend. Outside the SSC-CR, radio loudness is uncorrelated with density. As noted before, there are virtually no radio-loud galaxies in the SSC-CR. Moreover, there seems to be an excess of galaxies of low radio loudness in the densest environments at $\sigma_{r_z} = 10$ Mpc.

5. Modulation with the relative clustercentric distance

We also identify radio-detected galaxies within and outside of clusters in the SSC-CR. For each radio galaxy, we search clusters whose redshift matches the galaxy to within 3 cluster velocity dispersions (measured with NED, which although inhomogeneous is more complete than 6dFGS). The smallest projected clustercentric distance, normalized to the cluster virial radius, r_{200} , where the mean total mass density of the cluster equals 200 times the critical density of the Universe, determines which cluster the radio galaxy is closest to. This avoids assigning more than one cluster to each radio galaxy. We estimated r_{200} from the cluster velocity dispersions according to $r_{200} = \sigma_v/436 \text{ km s}^{-1}$, appropriate for the NFW model of concentration $c = 5$, as derived in equation (A.11). We then separate the galaxies within the cluster inner regions, defined as $0.8 r_{200}$, from the galaxies in the outer regions (extending to far beyond the cluster virial radius).

Figure 7 shows that outside of clusters, the distribution of radio loudness values is the same for regions within and outside the SSC-CR. However, Figure 7 also indicates that, *within the SSC-CR, the cluster radio-detected galaxies have lower (typically by a factor 3) radio loudness than galaxies in clusters outside the SSC-CR.*

Table 1 provides KS test probabilities that the differences in the distributions of various parameters within and outside the SSC-CR are caused by chance, for radio-detected galaxies outside of clusters (first line) or for those within clusters (second and third lines, the latter omitting the central brightest cluster galaxy, hereafter BCG). The KS test indicates that the 3 times lower values of \mathcal{R}_K of the cluster radio-detected galaxies in the SSC-CR relative to their counterparts outside of the SSC-CR is very highly significant: there is a 99.7% probability that the difference in distributions of radio loudness is not caused by chance.

Now, one could argue that the depressed loudness of radio-detected galaxies within clusters inside the SSC-CR may signify an intrinsic anti-correlation between radio loudness and NIR luminosity coupled with a correlation between NIR luminosity and density (luminosity segregation). However, as one can see in Table 1, while the differences in the distributions of K -band luminosities between cluster radio-detected galaxies within and outside of the SSC-CR are significant, they are

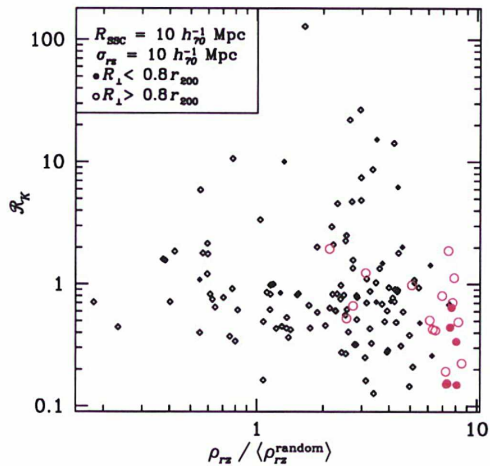


Fig. 7. Radio loudness (K -band normalized) vs. density (smoothed on scale $\sigma = 10$ Mpc), separating the regions within (big red circles) and outside (small black diamonds) the SSC-CR. Filled symbols show radio-detected galaxies that are less than $0.8 r_{200}$ of a galaxy cluster center whereas open symbols are the ones located at more than $0.8 r_{200}$.

Table 1. Significance (with KS test) of same distributions within and outside of the SSC-CR

Galaxy position	$L_{1.4 \text{ GHz}}$	\mathcal{R}_K	M_K	$B - K$
$R > 0.8 r_{200}$	0.14	0.58	0.55	0.95
$R < 0.8 r_{200}$	0.10	0.003	0.05	0.77
$0.04 r_{200} < R < 0.8 r_{200}$	0.32	0.01	0.08	0.97

Note: The galaxy position is relative to the center of the nearest cluster.

not as significant as the differences in the distribution of radio-loudness values, even if the BCG is removed.

Since there are no highly radio-luminous galaxies in the SSC-CR, which we interpret as an absence of AGN, the depressed values of \mathcal{R}_K for the radio-detected galaxies within SSC-CR clusters may be an effect of enhanced morphological segregation within Shapley clusters: an enhancement of the early-to-late ratio among spiral galaxies would lead to reduced star formation efficiencies for spiral galaxies within clusters of the SSC. And yet, as seen in Table 1, the colors of radio-detected galaxies lying in clusters are not affected by their presence within the SSC-CR. This suggests that morphological segregation is not the cause of the significantly lower values of radio loudness for cluster galaxies in the SSC-CR relative to the cluster galaxies outside the supercluster core.

Hence, *the physical parameter of radio-galaxies within clusters that is most affected by the SSC-CR environment is radio loudness.* On the other hand, the distribution of radio-luminosity and radio loudness in the outer regions of clusters is unaffected by their presence within or out of the SSC-CR. Therefore, *the anti-correlation of radio loudness with density*

of the environment is caused by the decreased radio loudness of radio-galaxies within SSC-CR clusters, relative to their counterparts outside of the SSC-CR.

The suppression of radio emission in the SSC cluster galaxies is even clearer in Figure 8. As seen in Table 2, inside the

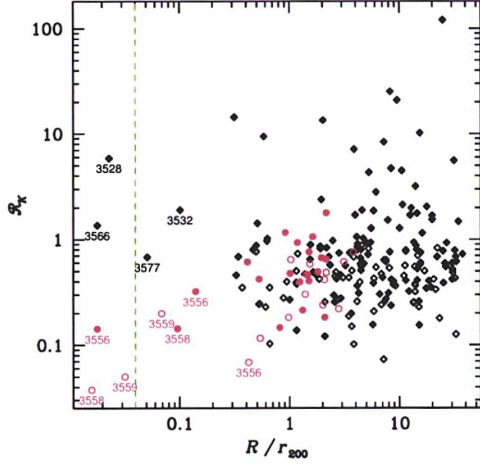


Fig. 8. Radio loudness (K -band normalized) vs. projected distance to nearest cluster (in units of cluster virial radius). Red circles and black diamonds represent the galaxies within and outside the SSC-CR, respectively. The filled and open circles represent the galaxies with $\log L_{1.4\text{GHz}} \geq 22.41$ (complete radio luminosity sample in entire region) and $22.21 \leq \log L_{1.4\text{GHz}} < 22.41$ (extension of sample, complete for the A3558 complex). The labels indicate the Abell cluster number of the galaxies with the lowest values of radio loudness. The galaxies left of the vertical line are brightest cluster galaxies, actually lying at the cluster center.

SSC-CR, radio loudness and relative position in the nearest cluster are indeed significantly correlated ($r = 0.50$, 99% confidence), while outside the SSC-CR there is no correlation between radio loudness and clustercentric position. Part of the loudness - radius correlation in the SSC-CR may be due to suppressed radio emission in the BCGs sitting in the cluster cores (Burns 1990). Since we used the Abell cluster centers given by Abell et al. (1989), which do not coincide with the positions of the BCGs, these central galaxies are visible in Figure 8. We visually checked with NED the positions of the BCGs and found all of them to lie within $0.04 r_{200}$.

The correlation between radio loudness and clustercentric radius remains significant ($r = 0.42$, 96% confidence) once the BCGs ($R/r_{200} < 0.04$, given the imprecise centers that we have used) are removed. Figure 8 also shows an extension of the sample to lower radio luminosities, which is complete for the SSC-CR, but not for the full region outside the complex. The trends for low radio loudness of BCGs in the SSC-CR are

confirmed, as is the same (weaker) trend for non BCGs within $0.3 r_{200}$ of the cluster center.

Table 2. Rank correlations with clustercentric radius and their significance (Spearman test)

Zone	R/r_{200}	$L_{1.4\text{GHz}}$	\mathcal{R}_K	M_K	$B - K$
in	all	-0.38 (95)	0.50 (1)	0.75 (0)	-0.27 (88)
in	> 0.4	-0.35 (93)	0.42 (4)	0.70 (0)	-0.19 (79)
out	all	-0.08 (81)	0.01 (46)	0.17 (3)	0.04 (32)
out	> 0.4	-0.05 (69)	0.04 (32)	0.15 (5)	0.07 (22)

Notes: Column (1): within or outside SSC-CR; column (2): range of projected distances to the cluster center normalized to r_{200} ; following columns: Spearman rank correlation coefficient, r , and associated probability $P_{\text{Spearman}} = (P_{\text{chance}} - 1/2) \text{sgn}(r) + 1/2$ in percent in parentheses. The correlations all involve samples with $\log L_{1.4\text{GHz}} \geq 22.41$, so that all samples are complete in radio luminosity.

Table 2 also shows that in the SSC-CR, radio luminosity is marginally correlated with clustercentric position, but this correlation is absent outside the SSC-CR. On the other hand, the NIR luminosity is very strongly correlated with clustercentric radius, especially so in the SSC-CR, but also outside the cluster complex (i.e., NIR absolute magnitude is very strongly anti-correlated with clustercentric radius). The respectively strong and weak anti-correlations of NIR and radio luminosity with clustercentric radius inside the SSC-CR explain the positive correlation of radio loudness with clustercentric radius within the SSC-CR.

One could worry that the radio loudness - clustercentric radius correlation in the SSC-CR could be the consequence of the combination of 1) the strong NIR luminosity segregation, 2) the weak radio luminosity segregation, and 3) the radio luminosity limit of our sample. But since our sample is strictly limited in radio luminosity and virtually so in NIR luminosity (given the K -band limit of the 6dFGS sample and the volume limit that we imposed), selection effects should not affect radio luminosity significantly more than they affect NIR luminosity. Therefore, it is difficult to understand how selection effects could lead to a significant correlation of radio loudness with clustercentric radius in the SSC-CR. It therefore appears that the suppression of radio loudness is independent of the strong segregation in NIR luminosity, even when removing BCGs from our sample.

6. Comparison with previous studies

The distributions of radio luminosities in the A3558 and A3528 cluster complexes have previously been studied by Venturi et al. (2000), Miller (2005) and Venturi et al. (2001). Venturi et al. (2000) and Miller (2005) found that the cumulative radio luminosity function (RLF) of galaxies in the A3558 complex has a steeper bright-end slope than the respective reference samples of Ledlow & Owen (1996) (E/S0 galaxies only) and Miller & Owen (2001). This is in close qualitative agreement with the RLFs of the A3558 complex and the reference field that we have shown in the top plot of Figure 4. However, the radio luminosity where the SSC-CR RLF begins to depart from

the reference one occurs at slightly different radio luminosities: $\log L_{1.4\text{GHz}} \leq 22.31$ for Venturi et al. (corrected to our cosmology), compared to $\log L_{1.4\text{GHz}} = 22.6$ for Miller and 22.45 for us.

Venturi et al. also noted that the optically-defined radio loudness was uncorrelated with the density of the environment. Similarly, Miller did not see any spatial trends of optically-defined radio loudness in the SSC-CR. Both results are in sharp contrast with the strong anti-correlation of NIR-defined radio loudness with the density of the environment and the strong correlation of radio loudness with clustercentric radius that we found for radio-detected galaxies in the A3558 complex. Note that while Venturi et al.'s sample is only very slightly deeper than ours in radio luminosity, Miller's sample is much deeper and had its AGN removed (by rejection of optically luminous galaxies).

For the A3528 complex, Venturi et al. (2001) found a normal (respectively lack by a factor 2) cumulative RLF of E/S0 galaxies in the A3528 complex if their fraction of early-type galaxies is 100% (50%). But they saw no enhancement of the counts of radio-detected galaxies in contrast with the strong excess found in the optical. Although our statistics are poor, there is a marginal excess of radio luminous galaxies in the A3528 complex, as seen in the RLF of the top plot of Figure 4, and even in the wedge diagram of Figure 2. Our results can be reconciled with the results of Venturi et al. (2001), only by assuming that the shift is indeed not real as suggested by our marginal confidence level and that nearly all the galaxies in the Venturi et al. sample are early-type, which does not seem probable.

Gavazzi & Jaffe (1986) found that optically-defined radio loudness was 3 times higher in clusters than outside clusters, but found no differences between their group, pair and isolated samples of radio-detected galaxies. In comparison, we find that radio loudness is enhanced in clusters by typically 60% outside of the SSC-CR, but decreased by a factor 3 inside the SSC-CR. Best et al. (2007) find that AGN that are BCGs have the same distribution of radio luminosities as non-BCGs. We find (Table 2) that radio luminosities of galaxies outside the SSC-CR are little affected by the position in the cluster, while the SSC-CR galaxies have radio luminosities that are anti-correlated with clustercentric position, but that radio loudness is correlated with clustercentric position: hence *BCGs appear radio luminous, but given their very high NIR luminosities, their radio loudness is low*.

There has been an accumulation of evidence over the last few years that cluster-cluster mergers at the heart of the SSC are responsible for the lack of radio-luminous galaxies in this region. The discovery by Brand et al. (2003) of a supercluster of radio galaxies is not in contradiction with this result, if their supercluster has not yet reached a stage of cluster-cluster merging, or if Brand et al. do not resolve the supercluster core where cluster merging may occur. Therefore, one has to be cautious when using radio-detected galaxies to trace large scale structures because the different dynamical stages of the collapse seem to play an important role in the presence of radio emission in galaxies.

7. Physical processes at work in the core of the Shapley Supercluster

There are several physical processes at work in a cluster-cluster merger that can affect the radio output of galaxies.

The suppression of radio emission in cluster galaxies within the SSC may be the result of cluster collisions, which heat up the central regions of clusters and destroy their cool cores. Indeed, Fabian et al. (1986) suggested that cooling flows fuel AGN and Burns (1990) found that the probability that a cluster cD galaxy hosted an AGN was 3 times greater (75% vs. 25%) if the cluster has a cool core. Since A3558 has no cool core (Sanderson et al. 2006), one expects the central galaxy of A3558 to have low radio loudness, as we observe. On the other hand, in X-rays, A3528 is made of two components, both with cool cores (Gastaldello et al. 2003), which is consistent with the high radio loudness of its cD. We are not aware of measurements of X-ray temperature profiles of the other clusters with central cDs: A3556, A3559, and A3566.

However, the reduced radio loudness in SSC-CR clusters is also present once the central regions are removed from the analysis (last line of Table 1), even though its significance is reduced. So, *while cool cluster cores might be responsible for suppressing the radio loudness of central cluster galaxies in the SSC-CR, the suppression of radio emission also occurs outside the cluster centers*.

The AGN mechanism is believed to rely on three ingredients: the presence of a massive black hole in the center of a galaxy, the supply of gas onto this black hole, and a mechanism to transport this gas to the central black hole. Starbursts also rely on the supply of gas onto molecular clouds.

Major mergers (of comparable mass galaxies) lead to violent relaxation that causes a substantial fraction of orbits to fall to the central regions and fuel the AGN (Roos 1981), as well as to compress the giant molecular clouds and induce a short but strong burst of star formation (Joseph & Wright 1985). Rapid non-merging galaxy collisions (hereafter flybys) also have an important effect on galaxies: the tidal field at closest approach will generate barred instabilities (Gerin et al. 1990), which in turn will lead to efficient angular momentum exchange of stars and gas, some of which end up fueling the central AGN. Hence both galaxy mergers and rapid flyby collisions tend to boost the radio power of galaxies. Moreover, as we will discuss in Sect. 7.3, the ram pressure that galaxies feel when orbiting within the hot intracluster gas can be altered within colliding clusters. One should note that these physical processes will affect the *relative* importance of the AGN/starburst activity relative to the mass of its host galaxy, which are measured by our radio-loudness \mathcal{R}_K .

We hereafter provide a thorough argumentation of the relative importance of several physical processes (major galaxy mergers, rapid galaxy flybys and ram pressure stripping of interstellar gas in galaxies by the intracluster gas) all believed to occur during a cluster-cluster merger. We discuss the impact of these processes on the AGN and SBGs, taking the A3558 cluster complex as an example.

7.1. Increased or decreased direct major galaxy mergers within merging clusters?

Much insight can be found in the simple case of two equal mass clusters merging in a head-on collision.

Consider first the situation at first pericenter, when the two clusters overlap. The rate at which a test galaxy merges with other galaxies of comparable mass is the sum of the major merger rate with galaxies from the first cluster and that with galaxies from the second cluster. Now, if the test galaxy originated in the first cluster, the rate of mergers with galaxies from the first cluster will be the same as when the two clusters were far apart.

In the limit where the cluster-cluster relative velocity is large, the test galaxy will suffer mergers with galaxies from the second cluster at a negligible rate, since the collisions will be too rapid to lead to galaxy mergers. In this regime, the test galaxy merges with other galaxies at the same rate as before the cluster-cluster encounter. For lower relative cluster-cluster velocities, the rate of mergers of the test galaxy with galaxies of the second cluster will no longer be negligible, hence the overall galaxy merger rate will be larger than it was before the cluster-cluster collision. Hence, there will be more occasions where the galaxy gas will be funneled down to the inner regions and fuel the central engine, thus triggering the AGN activity. And there will also be more occasions to tidally compress the molecular clouds and generate starbursts.

In appendix B, we compute more precisely the rate of direct major galaxy mergers with galaxies of the other cluster at the moment of the first cluster overlap. For the SSC, the rms relative velocity of the clusters is small in comparison with their internal velocity dispersions. Indeed, as can be seen in Figure 9, the velocity dispersion is very low, 311 km s^{-1} for a projected apertures of 10 Mpc. However, the characteristic velocity relative to A3558 will be $\sqrt{3}$ times larger, i.e. 538 km s^{-1} . The rms internal velocity dispersion of the clusters within a projected distance of 10 Mpc of A3558 is 786 km s^{-1} . Then, according to Figure B.1, for luminous galaxies of velocity dispersion $\sigma_g = 200 \text{ km s}^{-1}$ inside rich clusters of velocity dispersion $\sigma = 800 \text{ km s}^{-1}$ (solid curve), with $V/\sigma = 538/800 = 0.67$, we obtain an enhancement of the merger rate over 74%. Hence, the total merger rate is almost twice that in the isolated cluster. For the merger rate of smaller galaxies, e.g. $\sigma_g = 100 \text{ km s}^{-1}$ (dashed curve), the enhancement is still over 67%.

But the moment of cluster overlap is very short, hence may not be so relevant. After the first passage, the clusters will continue their course up to their apocenter, at which point the merger rate of galaxies of the first cluster with those of the second cluster will be near 0, as the two clusters are far removed. The two clusters will then fall back onto one another for the final merger (see Barnes 1988 for the general case of merging galaxies).

The maximum separation of clusters having crossed one another is comparable to the maximum distance a galaxy can reach after having crossed right through the center of a cluster. This latter value has been estimated to be between 1 and 2.5 times the 100 overdensity radius (Mamon et al. 2004; Gill et al. 2005), which converts to roughly 1.3 to 3.2 times r_{200} . In

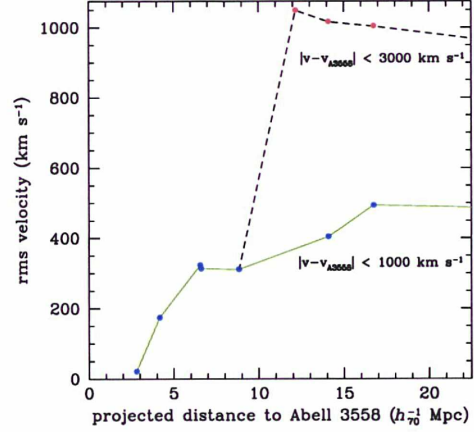


Fig. 9. Aperture velocity dispersion versus projected radius of the A3558 complex, using two velocity cuts to remove foreground/background interlopers. Each filled circle corresponds to the next closest cluster in projection to A3558, so the first symbol on the left is for 2 clusters, the next for 3 clusters, and so on.

fact, two equal mass clusters should feel a softer encounter than a tiny galaxy falling into a cluster, so that the maximum separation will be smaller (in relative terms). Now, the two clusters closest to A3558 — A3556 and A3562 — lie at projected separations that correspond to 1.2 and 1.8 times r_{200} . Of course the separations in real (3D) space are greater or equal to these projected separations. Nevertheless, it is possible that A3556 and/or A3562 have already crossed through A3558.

In roughly one cluster crossing time, violent relaxation will lead to a relaxed merged cluster, and its galaxy major merger rate will scale as $1/\sigma_v^3$ (Mamon 1992), which scales as $1/M$, given the cosmological $M \propto \sigma_v^3$ relation applied to clusters. Hence, relative to the galaxy merger rate in each of the progenitor clusters, the total rate of galaxy mergers will rise from 1 at initial times to ≈ 1.74 at first pericenter, then back to ~ 1 at apocenter, and will tend to 0.5 once the two clusters have merged and violently relaxed (into a cluster twice their original mass). In other words, in an environment such as a supercluster, with ongoing cluster mergers, the galaxy merger rate in clusters will be boosted by a factor up to (during a short time at first pericenter) $1.74/0.5 = 3.5$ relative to galaxy merger rate in an isolated cluster of the same mass.

In the case of an off-axis cluster-cluster merging encounter, the boost in galaxy merger rates at first pericenter will be less than 3.5. But, since the galaxy merger rate in each of the two clusters will be at least greater than their original merger rate, the boost relative to the final merged cluster will be greater than $1/0.5 = 2$.

We now consider in more detail the clusters at some intermediate epoch after the first pericentric passage and before the

final merger. It is well known that the tidal forces during an encounter convert the orbital energy of the colliding pair into internal motions that deform the systems. How will this deformation affect the rate of galaxy mergers? Some of the internal energy gained at the expense of orbital energy will be potential energy. To first order the deformation is the sum of a monopolar deformation that puffs up each cluster and higher order multipoles, for example possible tidal tails. These higher order terms have no incidence on the mean density. So the net effect of the gain in potential energy (the loss of potential energy in absolute value) will be a decrease in the number density of galaxies and a reduction of the rate of galaxy collisions. Moreover, part of the orbital energy will be converted into internal kinetic energy, leading to an increased velocity dispersion of the galaxy system, hence a lower fraction of collisions that will be slow enough to lead to mergers. So, increases in both the potential and kinetic components of the internal energy will combine to a decreased rate of galaxy mergers.

In other words, calling the potential and kinetic energies W and K , using primes for the puffed up state and writing $R' = R/x$ (where $x < 1$), one has $W'/W = x$, $\Delta K = -\Delta W = (1-x)W$ (from conservation of energy), $K = -2W$ (virial theorem), and $K'/K = (\sigma'_v/\sigma_v)^2$. This leads to

$$\frac{\sigma'_v}{\sigma_v} = \sqrt{\frac{1+x}{2}}. \quad (9)$$

As the merger rate can be written as nk , where $k \propto \sigma_v^{-3}$ and n is the galaxy number density (Mamon 1992, and eq. [B.1]), the ratio of the galaxy merger rates between the puffed up cluster and the normal one is found to be (using eq. [9])

$$\frac{n'k'}{nk} = 2^{3/2} \frac{x^3}{(1+x)^{3/2}}. \quad (10)$$

When one considers systems including a dissipative gas component, the global effect of the energy transfer is small on the non-dissipative component. While we are interested in the galaxy component of clusters, such simulations have not yet been performed in a realistic manner. However, the dark matter component, which should have very similar dynamics to the galaxy component, seems very little affected by the encounter. Indeed, as can be seen in the snapshots of merging clusters of Roettiger et al. (1993) and of merging galaxies of Di Matteo et al. (2007), the puffing up of the non-dissipative component appears to be of order of or less than 20%, i.e. a factor $x \geq 0.8$. So to explain the factor two decrease in the fraction of radio-loud galaxies in the A3558 cluster complex (Sect. 3), using equation (10) one would therefore require $x = 0.74$, i.e. a 35% increase in the cluster sizes, which appears to be inconsistent with the simulations quoted above.

To summarize, *at first passage of the merging clusters, the rate of direct galaxy mergers is increased, while subsequently, before the final merger of the two clusters, the rate of galaxy mergers is decreased.* Since the factor two reduction in the fraction of radio-loud galaxies in A3558 cluster complex requires an unrealistic 35% puff up in the clusters, we conclude that *galaxy mergers cannot explain by themselves the reduced loudness in cluster radio-detected galaxies inside the SSC-CR.*

7.2. The effects of rapid flyby collisions

Naturally, rapid flybys are less efficient individually than mergers in inducing star formation and AGN activity. But, in rich clusters, flybys are much more common than galaxy mergers. Mamon (2000) computed analytically both the rate of major mergers and the rate of flybys as a function of galaxy environment, mass and position in its group or cluster environment. His Figure 5 indicates a rate of flybys (defined such that they pump in an amount of energy at least one-third of the binding energy of the test galaxy) that, for rich clusters, is about 1 per galaxy per Hubble time, independent of galaxy mass. In comparison, ongoing galaxy merger rates in present-day rich clusters are almost always at rates less than 0.1 per galaxy, extrapolated to a Hubble time. So, *in rich clusters, strong flybys are about 10 times more common than major mergers.*

The rate of flybys is enhanced during the overlapping part of the cluster encounter. According to equation (19) of Mamon (2000), the rate k of flybys varies as $1/\sigma_v$, hence as $1/M^{1/3}$. Just like for galaxy mergers, the total rate nk of flybys of galaxies from either cluster will be \leq twice that in the individual progenitor clusters (without embarking into a calculation similar to that of appendix B), then will fall to below unity (see Sect. 7.1) once the two clusters separate towards their apocenter, increases again at the final cluster merger, but then decreases after the final relaxation to reach a value of $2^{-1/3}$ the flyby rate in the individual clusters. The boost in the flyby rate relative to that in relaxed isolated clusters of the same mass will thus be $\leq 2^{4/3} \approx 2.5$ at first pericenter. For off-axis cluster-cluster encounter, the flyby rate at first pericenter will still be greater than that in the individual progenitor clusters, hence the boost of the rate of flybys at pericenter, relative to that in isolated clusters of the same mass will be $2^{1/3} \approx 1.3$.

Once the clusters pass their pericenter and puff up through their mutual tides (see Sect. 7.1), the rate of flyby encounters will be decreased. With the $1/\sigma_v$ scaling of the rate of flybys, and using equation (9), we find that the ratio of the rate of flybys between the puffed clusters past pericenter and the individual clusters will be

$$\frac{n'k'}{nk} = 2^{1/2} \frac{x^3}{\sqrt{1+x}}. \quad (11)$$

Equation (11) then implies that to explain the factor of two decrease in the fraction of radio-loud galaxies in the A3558 cluster complex, one requires $x = 0.78$, i.e. a 28% increase in the cluster sizes, which again appears to be inconsistent with the hydrodynamic simulations of Roettiger et al. (1993).

In summary, flybys are enhanced during the pericentric passage, and decreased afterwards, when the clusters puff up by their mutual tidal interaction. Yet, *flybys cannot explain by themselves the factor two decrease in the fraction of radio loud galaxies in the core of the SSC.*

7.3. Increased ram pressure stripping of galaxies in merging clusters

We now argue that in merging clusters, as is the case in the inner regions of the SSC (Bardelli et al. 1998), ram pressure

stripping of interstellar gas will be considerably more effective than in single clusters, which should lead to the starvation of the AGN activity as well as of star formation, and might thus explain the low levels of radio loudness for radio-detected galaxies within a virial radius of SSC-CR clusters, relative to those within a virial radius of clusters outside of the SSC-CR (Fig. 7 and Table 1).

When two clusters merge, their gaseous intracluster media, in contrast to their stellar and dark matter components, will not interpenetrate, but instead dissipate their orbital energies in a strong shock, caused by the adiabatic compression of the colliding gas clouds (Roettiger, Burns, & Loken 1993). Therefore, a shock-heated interface should lie between the two clusters, reminiscent of what is seen in Stephan's Quintet (the HCG 79 compact group of galaxies, van der Hulst & Rots 1981; Pietsch et al. 1997) and seen in all realistic hydrodynamical simulations of merging clusters (e.g. Roettiger et al. 1993). Behind the shock, the gas component should follow the same motion as the mean motion of the galaxies. The galaxies of the first cluster will see the relative speed of the gas change as they move from their initial parent cluster, through the shock to the other cluster. Since ram pressure is $P = \rho_{\text{gas}} v^2$, where ρ_{gas} is the gas density and v the velocity of the galaxy relative to the intracluster gas (Gunn & Gott 1972), the efficiency of the ram pressure stripping will vary according to whether a galaxy is in its initial parent cluster, in the shock at the cluster-cluster interface, or in the second cluster.

Consider two clusters of equal mass, with 1D velocity dispersion σ , merging along the x axis at relative velocity V . At the moment it passes through the shock, the shocked gas that the galaxy encounters is 4 times denser than before the shock. Moreover, if the galaxy travels along the x axis, the wind that the galaxy feels will typically be enhanced by $1 + (V/2)^2/\sigma^2$. Hence a galaxy traveling along the x axis, passing through the shock interface, will feel a ram pressure P' enhanced by

$$\frac{P'}{P} = 4 + \left(\frac{V}{\sigma}\right)^2. \quad (12)$$

Galaxies traveling in perpendicular directions will feel an enhanced ram pressure of a factor 4, and their internal gas will be efficiently stripped by the ram pressure of the intracluster gas at the shock.

After the galaxy, traveling along the x axis, passes through the shock, it will "see" the second cluster moving towards it at a velocity equal to its velocity relative to the first cluster plus the cluster-cluster relative velocity. Hence, its interstellar gas will be ram pressure stripped by the intracluster gas of the other cluster much more efficiently, by a factor

$$\frac{P'}{P} = 1 + \left(\frac{V}{\sigma}\right)^2. \quad (13)$$

Note that a galaxy moving within the first cluster along the x axis, but in the same direction as the second cluster, will feel less ram pressure stripping during its initial infall and subsequent rebound. However, during its recoil⁸ it will find itself in

⁸ The recoil timescale, $\approx R_{\text{gal}}/\sigma_v$, should be shorter than the cluster-cluster merger time, $\approx R_{\text{cluster}}/V$, since the cluster radius R_{cluster} is by

a similar situation as the galaxy that initially moves in the direction of the second cluster, and at this stage it will experience strong ram pressure stripping.

Galaxies traveling along axes perpendicular to the x axis will feel the same ram pressure as if there had been no cluster-cluster merger. Therefore, within a merging cluster system, some of the galaxies that have penetrated the second cluster will suffer additional ram pressure stripping while others will feel about the same ram pressure as in their initial cluster.

Equations (12) and (13) suggest that for galaxies traveling along the cluster-cluster collision axis, the effect of the shock is more dramatic than the effect of the enhanced wind of the second cluster. Given the typical velocity dispersion of 800 km s^{-1} for clusters in the A3558 complex, with $V = 538 \text{ km s}^{-1}$, one finds that a galaxy moving along the cluster-cluster collision axis will see a ram pressure enhanced by a factor of 4.45 at the shock (eq. [12]) and by a factor 1.45 past the shock (eq. [13]). However, while the mild enhancement of ram pressure past the shock is long-lived, the thickness of the shock front is small in comparison with the cluster size (Roettiger et al. 1993), so that the galaxy will feel an enhanced density only for the short time it crosses through the shock. Therefore, it is not clear whether the short time during which the galaxy feels a ram pressure enhanced by a factor 4 will be sufficient for the interstellar gas to escape its host galaxy. It is beyond the scope of the present paper to predict which of the shock or enhanced wind from the 2nd cluster is the most efficient at decreasing the gas content of galaxies in merging clusters.

Note that the very low velocity difference, 21 km s^{-1} , between A3558 and its nearest projected neighbor A3556 suggests that these two clusters have already passed through each other (unless their relative motion is perpendicular to the line of sight) and lost a substantial fraction of their initial orbital energy. The extra wind from the second cluster (A3556) will presently be of the same order as that from the first cluster (A3558). But before the two clusters lost their mutual orbital energy, the second wind must have been roughly twice as fast as the first one.

Moreover, ram pressure will strip the low density atomic gas clouds more efficiently than the dense cores of giant molecular clouds. The latter will be compressed by the ram pressure (Bekki & Couch 2003). Therefore, if the galaxies feel a burst of ram pressure as they travel through the shock front, they should experience a burst of star formation and hence an enhancement of their radio emission. But once the atomic gas is removed, the subsequent star formation is starved. These issues are complex, probably require high resolution hydrodynamical simulations, and are beyond the scope of the present paper.

7.4. Synthesis

We have argued that, on one hand, environments such as the SSC which seem to harbor ongoing cluster-cluster merging collisions, should enhance the rates of direct galaxy-galaxy mergers (Sect. 7.1) and rapid flyby collisions (Sect. 7.2) at the first

definition larger than the radial position of the galaxy R_{gal} and $V < 538 \text{ km s}^{-1} < \sigma_v \approx 800 \text{ km s}^{-1}$.

passage of the two clusters. But both rates should be decreased after the first pericentric passage and before the final cluster-cluster coalescence. However, neither galaxy mergers nor rapid flybys appear sufficient to explain the factor of two decrease in the fraction of radio loud galaxies in the A3558 complex at the core of the SSC.

On the other hand, we argued in Sect. 7.3 that both the enhanced density at the shock front of the cluster-cluster collision and the enhanced wind felt when galaxies pass through this shock ought to enhance the efficiency of the stripping of interstellar gas by the hot intracluster gas, which in turn will starve AGN and star formation.

Also, the enhanced ram pressure stripping should affect more than half the cluster galaxies that will have crossed the shock front (the orbital timescale within the cluster will be considerably shorter than the cluster-cluster merging time). On the other hand, only a few percent of cluster galaxies are expected to merge for the few Gyr duration of the cluster-cluster merger. Indeed, Figure 4 of Mamon (2000), shows that, at best, the current rate of galaxy mergers in clusters is of order of 0.14 per Hubble time, i.e. of order of 0.01 per Gyr. Hence, a reduction of a factor 2 to 3 in the galaxy merger rate after the first cluster-cluster pericentric passage will decrease the fraction of galaxies that merge during the last 3 Gyr from roughly 3% to 1%. If the bursts of star formation in clusters are mostly caused by infalling spirals from low velocity dispersion groups where the merger rate is high, the effect of the cluster-cluster collision on the rate of star formation should be negligible.

Moreover, while a decreased rate of galaxy mergers or flybys will explain the decreased fraction of radio-loud galaxies, *only enhanced ram pressure stripping in merging clusters can explain that the few radio-detected non-BCG galaxies within SSC-CR clusters have values of radio loudness typically several times lower than radio-detected galaxies within clusters outside of the SSC-CR*. Therefore, in an environment of merging clusters, it is likely that galaxies will have decreased radio loudness from the starvation of AGN and star formation activity caused by the enhanced ram pressure stripping of galaxies, unless the galaxies are in clusters that are just approaching for the first time, as appears to be the case for the A3528 cluster complex. *The anti-correlation of radio loudness with the density of the environment that we find in the core of the Shapley supercluster suggests that clusters in this environment are going through a pericentric passage now, or have done so in the recent past.*

The evolution of radio-detected galaxies should therefore be linked to the dynamical evolution of structures and to the merging of the different sub-structures, thus potentially explaining the apparent inconsistencies between various works (e.g. Owen et al. 1999 and Venturi et al. 2000). In addition, with less massive (and lower velocity dispersion) structures in the past, there would be more galaxy merging and less ram pressure stripping in cluster-cluster merging that would not quench star formation and the AGN phenomenon as well as it does nowadays. The radio-detected galaxies could therefore very well remain good tracers of large scale structures at high redshift (as found by Brand et al. 2003).

8. Summary

We merged two of the most recent optical/NIR catalogs (FLASH and 6dFGS) that cover a large superstructure (the Shapley Supercluster) as well as a fair number of clusters and voids. We then cross-identified our sample with the NVSS radio survey and restricted our study to a volume, flux and radio luminosity limited sample to limit biases in our studies. We retrieved 142 radio-detected galaxies, from which 28 were classified as AGN and 114 as SBGs.

To first order, radio-detected galaxies roughly trace the overall large scale structure of the area (Figs. 2 and 3). However, the fraction of galaxies with high K -band normalized radio-loudness in the A3558 cluster complex at the core of the SSC is half that in our reference sample (see Fig. 4). Moreover, we find that radio-loudness is clearly anti-correlated with the large scale density of the environment (Fig. 6). This anti-correlation disappears when a large shell around the central region of the supercluster (SSC) is removed, indicating that this region is mostly responsible for this trend.

A detailed analysis indicates that this radio loudness / density anti-correlation is caused by the lower radio loudness of in-cluster ($r < 0.8 r_{200}$) radio-detected galaxies within the 10 Mpc region centered on A3558 (the center of the SSC), in comparison with the in-cluster radio-detected galaxies outside the core of the SSC (see Fig. 7). The suppression of radio loudness in radio-detected galaxies appears most dramatic for BCGs in the SSC-CR (Fig. 8). But the suppression of radio loudness is also significant in non-BCG cluster radio galaxies, especially at $R < 0.3 r_{200}$. While NIR luminosity segregation is extremely strong in the SSC-CR, it is also significant outside the SSC-CR (Table 2), so that the modulation by the SSC-CR of the distribution of radio loudness of in-cluster galaxies is at least as significant as the corresponding distribution of NIR luminosities (Table 1).

The radio luminosity distributions in the A3558 and A3528 cluster complexes show (Fig. 4) different behaviors that might highlight different dynamical states. The radio-detected galaxies in the A3558 complex have no highly radio-luminous galaxies and are significantly less radio-loud than in our reference sample, while those in the A3528 complex are significantly more radio-luminous and marginally more radio-loud.

In light of these results, we investigated possible causes for the suppression of radio loudness in cluster galaxies of the SSC core region, in the context of cluster-cluster mergers, which are thought to occur in this region. For the BCGs, a likely culprit is the disruption of the cool cluster core, which is believed to provide an efficient mechanism to fuel the AGN. For non-BCGs, using simple calculations, we show (Sect. 7) that both direct major galaxy mergers and rapid collisions are enhanced at the moment of cluster overlap in comparison with isolated clusters of the same mass. However, after their first passage, the two colliding clusters will puff up (through their mutual tidal interaction), which leads to decreased rates of direct galaxy mergers and flybys. But we show that the cluster puff up is too small to explain the decreased fraction of radio-loud galaxies in the core of the SSC through galaxy mergers and rapid flybys. On the other hand, ram pressure is increased by galaxies passing

through the shock front at the cluster-cluster interface, and also by the enhanced wind velocity they feel as they enter the second cluster. This enhancement of ram pressure will be most effective in the inner regions of clusters and should quench the AGN activity and starve the star formation, thus reducing the radio loudness of cluster galaxies in the SSC core, as is observed.

There are many perspectives to this work. The range of radio luminosities or radio loudness values where the suppression of radio emission occurs can be better assessed by studying a deeper radio sample of the SSC-CR, such as that of Miller (2005). The physical mechanisms at work can also be better constrained by distinguishing AGN from SBGs, using optical spectra or far IR diagnostics, and by incorporating galaxy morphologies to the analysis.

For example, one could test the effects of cluster-cluster mergers using the colors or spectra of galaxies: these will show a burst of star formation, whose age reflects the time of the first pericentric passage, since starburst timescales are much shorter than the dynamical timescales of structure merging. The variation of the star formation rate with time around pericenter should be skewed towards early times. Indeed, the passage of a cluster galaxy through the shock front and into the faster wind caused by the motion of the second cluster will abruptly starve the star formation that had just been enhanced by increased galaxy mergers at the beginning of the penetration of the two clusters.

Also, it would be interesting to see if the SSC-CR is unique or common, by performing similar analyses as done here on the core regions of other nearby superclusters. Finally, the details of ram pressure stripping, in particular the competition between the short but strong enhancement caused by passage of galaxies through the shock front generated by the cluster-cluster merger on one hand, and the faster wind felt after passage through the shock on the other hand, can be assessed by analyzing currently available hydrodynamical N -body simulations of cluster mergers.

Acknowledgements. We thank Andrea Biviano, Avishai Dekel, Niruj Mohan, Nick Seymour, and especially Trevor Ponman for enlightening discussions. We are indebted to Gwenaél Boué for help with the Appendix, as well as to Andrea Biviano, Florence Durret, Gary Hill, Steve Rawlings for a critical reading of temporary versions of the manuscript. J.C.M. is grateful to Gary Hill for suggesting the topic and for hosting him at the University of Texas during the early stages of this work, which were supported, in part, by the Texas Advanced Research Program under Grant No. 009658-0710-1999. We also thank an anonymous referee for his numerous comments, which led to a significantly improved work. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. The Digitized Sky Surveys were produced at the Space Telescope Science Institute under U.S. Government grant NAG W-2166. The images of these surveys are based on photographic data obtained using the Oschin Schmidt Telescope on Palomar Mountain and the UK Schmidt Telescope. This research has made use of the

NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

Appendix A: Relation between virial radius and aperture velocity dispersion for an NFW model

Given that the mass M_{vir} within the virial radius r_{vir} is $M_{\text{vir}} = 4\pi/3\Delta\rho_c r_{\text{vir}}^3$, where Δ is the mean density of the cluster within the virial radius, relative to the critical density $\rho_c = 3H^2(z)/(8\pi G)$, one easily derives

$$\sigma_{\text{ap}} = \left(\frac{\Delta}{2}\right)^{1/2} \left(\frac{\sigma_v}{v_{\text{vir}}}\right) H(z) r_{\text{vir}}, \quad (\text{A.1})$$

where $v_{\text{vir}} = (GM_{\text{vir}}/r_{\text{vir}})^{1/2}$ is the circular velocity at the virial radius.

Inspecting Figure 7 of Łokas & Mamon (2001), one finds for an isotropic Navarro, Frenk, & White (1996, hereafter NFW) model that the *normalized aperture velocity dispersion* $\bar{\sigma}_v = \sigma_{\text{ap}}/v_{\text{vir}} \simeq 0.7$. One can precisely compute σ_{ap} for isotropic velocities with a simplified version of equation (47) of Łokas & Mamon (2001) given by Mamon & Łokas (2005):

$$\sigma_{\text{ap}}^2(R) = \frac{4\pi G}{M_p(R)} \left[\int_0^\infty r \rho(r) M(r) dr - \int_R^\infty \frac{(r^2 - R^2)^{3/2}}{r^2} \rho(r) M(r) dr \right], \quad (\text{A.2})$$

where ρ , M , and M_p are the tracer mass density, total and projected mass, respectively (the Łokas & Mamon formula involved a double integral instead of the two single ones in eq. [A.2]). Writing the density and mass of the NFW profile of virial radius r_{vir} and concentration c as (Mamon & Łokas 2005)

$$\rho(r) = \frac{1}{g} \frac{M_{\text{vir}}}{4\pi r_{\text{vir}}^3} \bar{\rho}, \quad (\text{A.3})$$

$$M(r) = M_{\text{vir}} \frac{\bar{M}}{g}, \quad (\text{A.4})$$

where

$$\bar{\rho} = y^{-1} (1 + y)^{-2}, \quad (\text{A.5})$$

$$\bar{M}(y) = \ln(y + 1) - \frac{y}{y + 1}, \quad (\text{A.6})$$

$$y = \frac{r}{a} = \frac{c r}{r_{\text{vir}}}, \quad (\text{A.7})$$

$$g = \bar{M}(c) = \ln(c + 1) - \frac{c}{c + 1}, \quad (\text{A.8})$$

(where our definition of g is the inverse of that of Łokas & Mamon and where a is the radius of density slope -2), equation (A.2) yields

$$\bar{\sigma}_v^2(Y r_{\text{vir}}/c) = \frac{c}{g} \frac{\int_0^\infty y \bar{\rho} \bar{M} dy - \int_Y^\infty (y^2 - Y^2)^{3/2} \bar{\rho} \bar{M} dy/y^2}{C^{-1}(1/Y) |Y^2 - 1|^{1/2} + \ln(Y/2)}, \quad (\text{A.9})$$

where $Y = R/a = c R/r_{\text{vir}}$ and

$$C^{-1}(x) = \begin{cases} \cos^{-1} x & (x < 1), \\ \cosh^{-1} x & (x > 1), \end{cases}$$

(see eq. [42] of Łokas & Mamon 2001, note that the expression in brackets in eq. [43] of Łokas & Mamon 2001 tends to $1 - \ln 2$ for $Y = 1$). Inserting equations (A.5), (A.6) and (A.8) into equation (A.9), yields a normalized aperture velocity dispersion at the virial radius ($Y = c$)

$$\frac{\sigma_{\text{ap}}}{v_{\text{vir}}} = \bar{\sigma}_v \simeq \text{dex} \left(-0.1539 - 0.2138 \log c + 0.2358 \log^2 c - 0.05357 \log^3 c + 0.005515 \log^4 c \right), \quad (\text{A.10})$$

which is accurate to better than 5% for $c > 0.5$ and better than 0.12% for $c > 1$. Thus, we find that $\bar{\sigma}_v$ reaches a minimum of 0.62 between $2 < c < 5$ and is equal to 0.66 for $c = 10$.

With $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ and $\Delta = 200$, equations (A.1) and (A.10) lead to

$$\left(\frac{r_{200}}{1 \text{ Mpc}} \right) = \frac{\sigma_{\text{ap}}}{\sigma_1}, \quad \left(\frac{\sigma_1}{1 \text{ km s}^{-1}} \right) = \begin{cases} 433 & (c = 4) \\ 436 & (c = 5) \\ 463 & (c = 10) \end{cases}. \quad (\text{A.11})$$

Note that Carlberg, Yee, & Ellingson (1997) assume $\sigma_{\text{ap}}/v_{\text{vir}} = 1/\sqrt{3}$, hence $\sigma_{\text{ap}} = \sqrt{\Delta/6} H(z) r_{\text{vir}}$, which for $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ and $\Delta = 200$ yields $\sigma_1 = 404 \text{ km s}^{-1}$. In other words, relative to a $c = 5$ NFW cluster, Carlberg et al. overestimate the virial radius by $436/404 - 1 = 8\%$.

Appendix B: Rate of direct galaxy mergers in fully overlapping merging clusters of equal mass

The rate at which a galaxy suffers direct major mergers can be written

$$\frac{dN}{dt} = nk_1, \quad (\text{B.1})$$

where n is the number density of galaxies, while the merger rate k_1 ('1' for single cluster) is (Mamon 1992)

$$k_1 = \langle vS(v) \rangle = \pi \int_0^\infty v f(v) p_{\text{crit}}^2(v) dv, \quad (\text{B.2})$$

with $S(v) = \pi p_{\text{crit}}^2(v)$ the merger cross-section and $f(v)$ the distribution of relative galaxy velocities, normalized such that $\int_0^\infty f(v)dv = 1$. One typically assumes a Gaussian distribution of relative velocities, with standard deviation $2^{1/2}\sigma$, where σ is the one-dimensional cluster velocity dispersion and the factor $2^{1/2}$ arises from the consideration of relative velocities, yielding

$$f(v) = \frac{1}{2\sqrt{\pi}\sigma^3} v^2 \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right), \quad (\text{B.3})$$

which satisfies $\int_0^\infty f(v) dv = 1$.

Equations (B.2) and (B.3) lead to

$$k_1 = \frac{1}{2\sqrt{\pi}\sigma^3} \int_0^\infty v^3 \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv. \quad (\text{B.4})$$

The direct merger rate k was computed by Mamon (1992, 2000) for the case of a linear critical impact parameter (Roos & Norman 1979), yielding

$$S(v) = \pi p_0^2 \left(1 - \frac{v}{v_0}\right)^2, \quad (\text{B.5})$$

where p_0 is the maximum impact parameter that leads to a merger, while v_0 is the maximum velocity for head-on mergers.

We now consider the rate of direct galaxy mergers within a system of two equal mass merging clusters, at the moment when the two clusters overlap. We call V the relative velocity of the two clusters at overlap. A galaxy initially in cluster 1, will suffer mergers with other galaxies of cluster 1 at a rate k_1 given by equation (B.4) and galaxies of cluster 2 at a rate k_2 , with a total merger rate

$$\frac{dN}{dt} = n_1 k_1 + n_2 k_2 = n (k_1 + k_2).$$

The rate k_2 of direct major mergers that the test galaxy will suffer with galaxies of cluster 2 can be written as follows.

Consider a cylindrical coordinate system, whose axis joins the 2 clusters and call v_{\parallel} and v_{\perp} the coordinates of a galaxy in this coordinate system in the frame of the 2nd cluster. In analogy with equation (B.3), one can then express the distribution of the velocities of the galaxies in the 2nd cluster as

$$f_2(v_{\parallel}, v_{\perp}) = \frac{1}{4\sqrt{\pi}\sigma^3} v_{\perp} \exp\left(-\frac{v_{\parallel}^2 + v_{\perp}^2}{4\sigma^2}\right), \quad (\text{B.6})$$

which verifies $\int_{-\infty}^{+\infty} dv_{\parallel} \int_0^\infty f_2(v_{\parallel}, v_{\perp}) dv_{\perp} = 1$, and where σ is the velocity dispersion of the 2nd cluster (equal to that of the first cluster). Noting that the velocity of a galaxy of the 2nd cluster relative to the test galaxy of the first cluster satisfies $v^2 = (v_{\parallel} + V)^2 + v_{\perp}^2$, the analog of equation (B.2) leads to

$$\begin{aligned} k_2 &= \int_{-\infty}^{+\infty} dv_{\parallel} \int_0^\infty f_2(v_{\parallel}, v_{\perp}) v S(v) dv_{\perp} \\ &= \frac{\exp(V^2/\sigma^2)}{4\sqrt{\pi}\sigma^3} \int_{-\infty}^{+\infty} \exp\left(\frac{v_{\parallel} V}{2\sigma^2}\right) dv_{\parallel} \int_{|V+v_{\parallel}|}^\infty v^2 S(v) \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) dv \\ &= \frac{1}{4\sqrt{\pi}\sigma^3} \exp\left(\frac{V^2}{\sigma^2}\right) \int_0^\infty v^2 S(v) \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) dv \int_{-V-v}^{-V+v} \exp\left(\frac{v_{\parallel} V}{2\sigma^2}\right) dv_{\parallel} \\ &= \frac{1}{\sqrt{\pi} V \sigma} \exp\left(-\frac{V^2}{4\sigma^2}\right) \int_0^\infty v^2 \sinh\left(\frac{v V}{2\sigma^2}\right) \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv, \end{aligned} \quad (\text{B.7})$$

where the 2nd equality was found using the expression of f of equation (B.6), and the 3rd equality by changing variables, writing $v_{\perp} dv_{\perp} dv_{\parallel} = v dv dv_{\parallel}$.

For a linear decrease of p_{crit} with v (Roos & Norman 1979), i.e. $S(v) \propto (v_0 - v)^2$ (eq. [B.5]), the ratio of the rate of mergers with galaxies of cluster 2 to that with galaxies of the test galaxy's own cluster is found by integrating equation (B.7) and dividing by the integral (Mamon 1992) of equation (B.4):

$$\begin{aligned} \frac{k_2}{k_1} &= \frac{2\sigma^2}{V} \exp\left(-\frac{V^2}{4\sigma^2}\right) \frac{\int_0^\infty v^2 \sinh\left(\frac{vV}{2\sigma^2}\right) \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv}{\int_0^\infty v^3 \exp\left(-\frac{v^2}{4\sigma^2}\right) S(v) dv} \\ &= \frac{\exp(-Y^2)}{2Y} \frac{\int_0^x u^2 \sinh(2uY) \exp(-u^2) (x-u)^2 du}{\int_0^x u^3 \exp(-u^2) (x-u)^2 du} \\ &= \frac{\exp[-Y^2 - x(x+2Y)]}{32Y [1 - \exp(-x^2) + x^2/2 - (3/4)\sqrt{\pi}x \operatorname{erf}(x)]} F(x, Y), \end{aligned} \quad (\text{B.8})$$

where $u = v/(2\sigma)$, $x = v_0/(2\sigma)$, $Y = V/(2\sigma)$, and

$$\begin{aligned} F(x, Y) &= 2 \left\{ 4 \exp[x(x+2Y)] x^2 Y + [\exp(4xY) - 1] x (1+2Y^2) \right. \\ &\quad - [1 + \exp(4xY) - 2 \exp[x(x+2Y)]] Y (5+2Y^2) \\ &\quad + \sqrt{\pi} \exp[(x+Y)^2] \\ &\quad \times \left\{ [3+4Y^2(3+Y^2) - 4xY(3+2Y^2) + x^2(2+4Y^2)] \operatorname{erf}(x-Y) \right. \\ &\quad + 2 [3+2x^2+4(3+x^2)Y^2+4Y^4] \operatorname{erf}(Y) \\ &\quad \left. \left. \times [3+2x^2+12xY+4(3+x^2)Y^2+8xY^3+4Y^4] \operatorname{erf}(x+Y) \right\} \right\}. \end{aligned} \quad (\text{B.9})$$

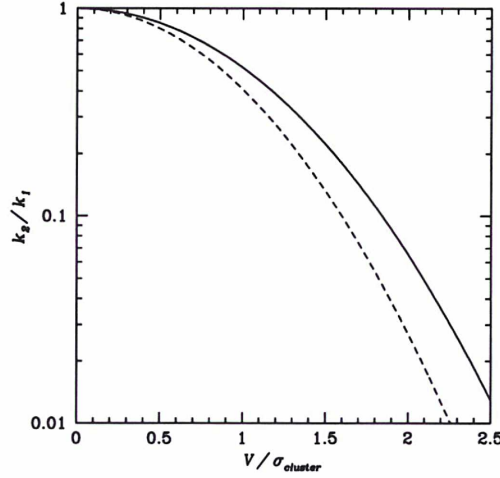


Fig. B.1. Ratio of the rates of direct mergers of a galaxy in a cluster with velocity dispersion σ with galaxies of another equal mass cluster passing right through the first cluster at velocity V to that of mergers with galaxies of its own cluster (eqs. [B.8] and [B.9]). The merger cross section (eq. [B.5]) involves a critical impact parameter that falls linearly with pericenter velocity, with a maximum velocity $v_0 = 3.1 \sqrt{3} \sigma_g$ (Roos & Norman 1979), where σ_g is the galaxy velocity dispersion, equal to $1/4$ (solid curve) or $1/8$ (dashed curve) times the cluster velocity dispersion.

Figure B.1 displays k_2/k_1 as a function of V/σ for two values of σ_g/σ for the linear critical parameter versus velocity, with maximum merger velocity $v_0 = 3.1 \sqrt{3} \sigma_g$ (Roos & Norman 1979).

References

- Abell G. O., Corwin H. G., Jr., Olowin R. P., 1989, *ApJS*, 70, 1
- Bahcall N. A., Chokshi A., 1992, *ApJ*, 385, L33
- Bardelli S., Zucca E., Baldi A., 2001, *MNRAS*, 320, 387
- Bardelli S., Zucca E., Zamorani G., Moscardini L., Scaramella R., 2000, *MNRAS*, 312, 540
- Bardelli S., Zucca E., Zamorani G., Vettolani G., Scaramella R., 1998, *MNRAS*, 296, 599
- Barnes J. E., 1988, *ApJ*, 331, 699
- Becker R. H., White R. L., Helfand D. J., 1995, *ApJ*, 450, 559
- Bekki K., Couch W. J., 2003, *ApJ*, 596, L13
- Best P. N., 2004, *MNRAS*, 351, 70
- Best P. N., von der Linden A., Kauffmann G., Heckman T. M., Kaiser C. R., 2007, *MNRAS*, 379, 894
- Brand K., Rawlings S., Hill G. J., et al., 2003, *MNRAS*, 344, 283
- Burns J. O., 1990, *AJ*, 99, 14
- Carlberg R. G., Yee H. K. C., Ellingson E., 1997, *ApJ*, 478, 462
- Colless M., Dalton G., Maddox S., et al., 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- Condon J. J., 1992, *ARA&A*, 30, 575
- Condon J. J., Cotton W. D., Greisen E. W., et al., 1998, *AJ*, 115, 1693
- Coziol R., Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., Capelato H. V., 1998, *ApJ*, 493, 563
- Cutri R., Skrutskie M., Van Dyk S., et al., 2006, 2MASS Explanatory Supplement, Technical report, 2MASSExpSuppl
- Di Matteo P., Combes F., Melchior A.-L., Semelin B., 2007, *A&A*, 468, 61
- Dressler A., Thompson I. B., Smetman S. A., 1985, *ApJ*, 288, 481
- Drinkwater M. J., Parker Q. A., Proust D., Slezak E., Quintana H., 2004, *PASA*, 21, 89
- Fabian A. C., 1991, *MNRAS*, 253, 29P
- Fabian A. C., Arnaud K. A., Nulsen P. E. J., Mushotzky R. F., 1986, *ApJ*, 305, 9
- Gastaldello F., Ettori S., Molendi S., et al., 2003, *A&A*, 411, 21
- Gavazzi G., Jaffe W., 1986, *ApJ*, 310, 53
- Gerin M., Combes F., Athanassoula E., 1990, *A&A*, 230, 37
- Gill S. P. D., Knebe A., Gibson B. K., 2005, *MNRAS*, 356, 1327
- Gunn J. E., Gott J. R., 1972, *ApJ*, 176, 1
- Hill G. J., Lilly S. J., 1991, *ApJ*, 367, 1
- Jarrett T. H., Chester T., Cutri R., et al., 2000, *AJ*, 119, 2498
- Jones D. H., Saunders W., Colless M., et al., 2004, *MNRAS*, 355, 747
- Joseph R. D., Wright G. S., 1985, *MNRAS*, 214, 87
- Kaldare R., Colless M., Raychaudhury S., Peterson B. A., 2003, *MNRAS*, 339, 652
- Ledlow M. J., Owen F. N., 1996, *AJ*, 112, 9
- Łokas E. L., Mamon G. A., 2001, *MNRAS*, 321, 155
- Machalski J., Godłowski W., 2000, *A&A*, 360, 463
- Magliocchetti M., Maddox S. J., Hawkins E., et al., 2004, *MNRAS*, 350, 1485
- Mamon G. A., 1992, *ApJ*, 401, L3
- Mamon G. A., 2000, in 15th IAP Astrophys. Mtg., Dynamics of Galaxies: from the early Universe to the Present, ed. F. Combes, G. A. Mamon & V. Charmandaris, Vol. 197. (ASP, San Francisco), p. 377, arXiv:astro-ph/9911333
- Mamon G. A., Łokas E. L., 2005, *MNRAS*, 362, 95
- Mamon G. A., Sanchis T., Salvador-Solé E., Solanes J. M., 2004, *A&A*, 414, 445
- Miller N. A., 2005, *AJ*, 130, 2541
- Miller N. A., Owen F. N., 2001, *ApJS*, 134, 355
- Miller N. A., Owen F. N., 2002, *AJ*, 124, 2453
- Miller N. A., Owen F. N., 2003, *AJ*, 125, 2427
- Monaco P., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1994, *ApJ*, 436, 576
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- Owen F. N., Ledlow M. J., Keel W. C., Morrison G. E., 1999, *AJ*, 118, 633
- Peacock J. A., Nicholson D., 1991, *MNRAS*, 253, 307
- Pietsch W., Trinchieri G., Arp H., Sulentic J. W., 1997, *A&A*, 322, 89
- Poggianti B. M., 1997, *A&AS*, 122, 399
- Prestage R. M., Peacock J. A., 1988, *MNRAS*, 230, 131
- Proust D., Quintana H., Carrasco E. R., et al., 2006, *A&A*, 447, 133
- Quintana H., Carrasco E. R., Reisenegger A., 2000, *AJ*, 120, 511
- Quintana H., Ramirez A., Melnick J., Raychaudhury S., Slezak E., 1995, *AJ*, 110, 463
- Raychaudhury S., 1990, Ph.D. thesis, Univ. Cambridge
- Raychaudhury S., Fabian A. C., Edge A. C., Jones C., Forman W., 1991, *MNRAS*, 248, 101
- Reisenegger A., Quintana H., Carrasco E. R., Maze J., 2000, *AJ*, 120, 523
- Roettiger K., Burns J., Loken C., 1993, *ApJ*, 407, L53
- Roos N., 1981, *A&A*, 104, 218
- Roos N., Norman C. A., 1979, *A&A*, 76, 75
- Sadler E. M., Jackson C. A., Cannon R. D., et al., 2002, *MNRAS*, 329, 227
- Sanderson A. J. R., Ponman T. J., O'Sullivan E., 2006, *MNRAS*, 372, 1496
- Strauss M. A., Weinberg D. H., Lupton R. H., et al., 2002, *AJ*, 124, 1810
- Tully R. B., 1988, *AJ*, 96, 73
- van der Hulst J. M., Rots A. H., 1981, *AJ*, 86, 1775
- Venturi T., Bardelli S., Morganti R., Hunstead R. W., 1997, *MNRAS*, 285, 898
- Venturi T., Bardelli S., Morganti R., Hunstead R. W., 2000, *MNRAS*, 314, 594
- Venturi T., Bardelli S., Zambelli G., Morganti R., Hunstead R. W., 2001, *MNRAS*, 324, 1131
- Yun M. S., Reddy N. A., Condon J. J., 2001, *ApJ*, 554, 803

List of Objects

- 'Abell 3558' on page 2
 'Abell 3528' on page 2

ANNEXE D

Caractéristiques des amas du SSC

TABLE D.1: Paramètres caractéristiques des amas de la région du SSC

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
Abell	α	δ	v	σ	σ_c	σ_{new}	ratio	N_{gals}	N_{new}	r_v
	(deg, J2000)		(km s^{-1})	(km s^{-1})	(km s^{-1})	(km s^{-1})				$h^{-1} \text{Mpc}$
1736	201.717	-27.109	13730	918	909.7	918	0.99	109	16	1.83
3528	193.575	-29.021	15829	740	1024	740	1.38	39	18	1.48
3530	193.903	-30.353	16099	0	874.6	874.6	-1	5	18	1.74
3532	194.330	-30.370	16608	742	927	742	1.24	44	20	1.48
3542	197.170	-34.566	15739	0	927	742	-1	2	2	1.48
3553	199.810	-37.179	14600	0	419.5	419.4	-1	4	8	0.83
3554	199.876	-33.479	14090	0	419.5	419.4	-1	3	4	0.83
3555	200.192	-28.978	14630	0	419.5	419.4	-1	4	2	0.83
3556	201.025	-31.660	14360	643	573.4	643	0.89	79	9	1.28
3558	201.978	-31.492	14390	977	890.5	977	0.91	341	29	1.95
3559	202.474	-29.524	13820	443	779.3	443	1.75	39	25	0.88
3560	202.960	-33.223	14660	1123	334.8	1123	0.29	14	8	2.24
3562	203.382	-31.673	14690	1048	1158	1048	1.10	114	41	2.09
3564	203.592	-35.222	15139	464	501.3	501.3	1.08	4	10	1
3566	204.747	-35.553	15289	1204	556.4	1204	0.46	25	11	2.40
3571	206.870	-32.865	11722	988	799.3	988	0.80	84	44	1.97
3575	208.149	-32.879	11302	476	1579	1579	3.31	10	69	3.15
3578	209.377	-24.726	11782	1262	2889	1262	2.28	25	6	2.52

TABLE D.2: Colonne (1) Dénomination de l'amas d'Abell; (2,3) Coordonnées équatoriales; (4) Vitesse v de récession; (5) Dispersion de vitesse σ d'après la liste de Struble & Rood (1999); (6) Dispersion de vitesse recalculée σ_c à partir de nos données; (7) σ_{new} utilisé; (8) Rapport des dispersions : σ/σ_c ; (9) Nombre de galaxies NED; (10) Nombre de galaxies 6dF; (11) Rayon du viriel r_v .

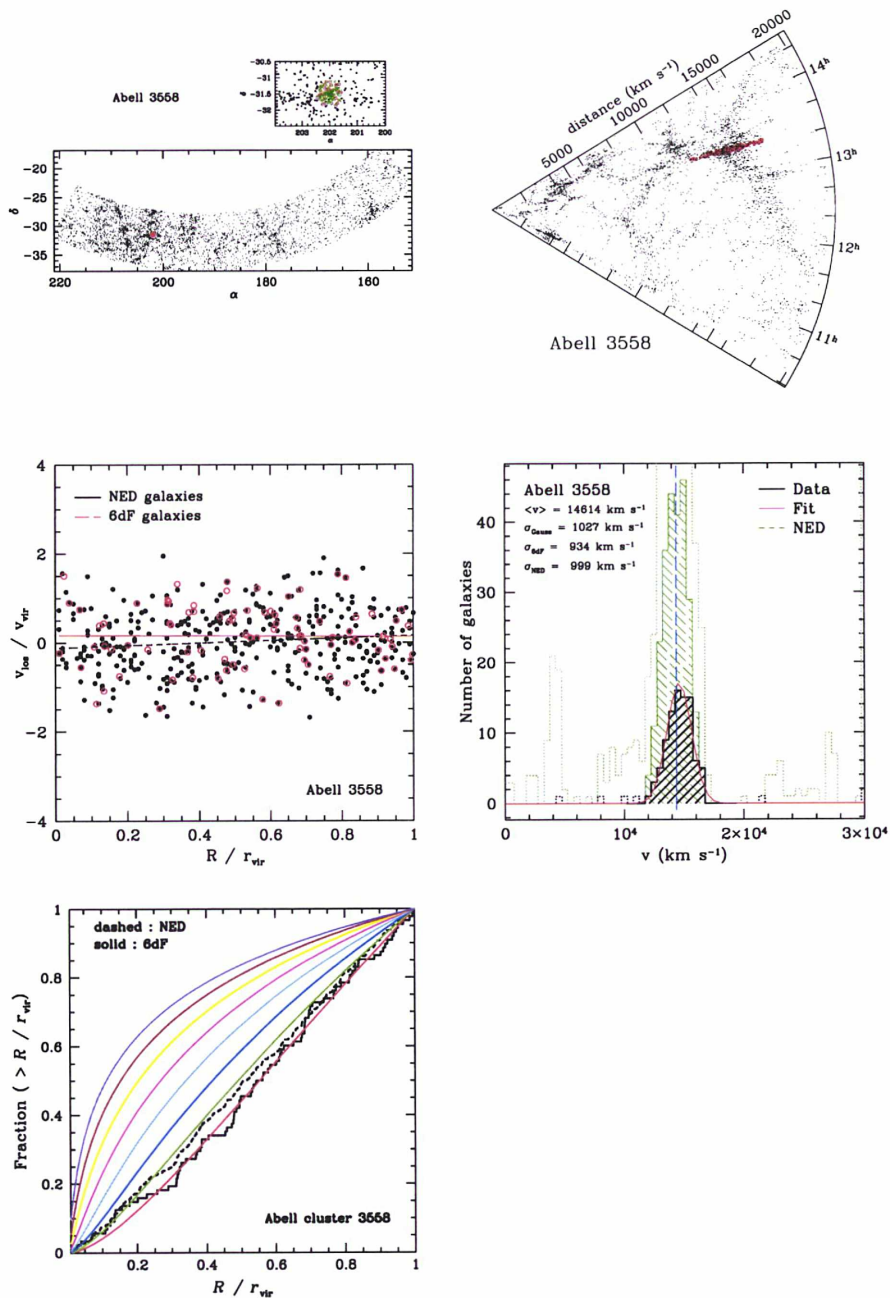


FIG. D.1: De gauche à droite et de haut en bas. (a) Positions (α, δ) des galaxies 6dFGS du catalogue 6dFGS+FLASH (en noir) et celles appartenant à A3558 (en rouge). L'encadré est un zoom centré sur l'amas. (b) Positions (α, v) des galaxies d'A3558 (en rouge) au sein du catalogue. (c) Sélection dans le diagramme de phase projeté: NED (en noir), 6dFGS (en rouge). (d) Distribution en vitesse d'un sous-échantillon des amas du SSC: galaxies 6dFGS (en vert) et NED (noir) et considérées comme appartenant à l'amas (hachuré). Une gaussienne est ajustée à la distribution des galaxies 6dFGS. La ligne verticale en pointillés longs bleus indique la position en vitesse du centre de l'amas telle qu'elle est donnée par Struble & Rood (1999). (e) Profils cumulé NED (pointillé) et 6dFGS (solide), comparés à des distributions NFW cumulées théoriques, de $c_{\text{NFW}} = 1$ (rouge), $c_{\text{NFW}} = 2$ (vert) et en multiples de 2 par la suite (4, 8, 16, 32, 64, 128).

Bibliographie

- Abadi, M.G., Moore, B., Bower, R.G., 1999, Ram pressure stripping of spiral galaxies in clusters, *MNRAS*, 308, 947
- Abell, G.O., Corwin, Jr., H.G., Olowin, R.P., 1989, A catalog of rich clusters of galaxies, *ApJS*, 70, 1
- Adami, C., Mazure, A., Katgert, P., Biviano, A., 1998, The ESO nearby Abell cluster survey. VII. Galaxy density profiles of rich clusters of galaxies, *A&A*, 336, 63
- Aguerri, J.A.L., Sánchez-Janssen, R., Muñoz-Tuñón, C., 2007, A study of catalogued nearby galaxy clusters in the SDSS-DR4. I. Cluster global properties, *A&A*, 471, 17
- Allen, C.W., 1976, *Astrophysical Quantities*, Astrophysical Quantities, London: Athlone (3rd edition), 1976
- Auremma, C., Perola, G.C., Ekers, R.D., Fanti, R., Lari, C., Jaffe, W.J., Ulrich, M.H., 1977, A Determination of the Local Radio Luminosity Function of Elliptical Galaxies, *A&A*, 57, 41
- Bahcall, N.A., Chokshi, A., 1992, The clustering of radio galaxies, *ApJ*, 385, L33
- Baillard, A., Bertin, E., Mellier, Y., McCracken, H.J., Géraud, T., Pelló, R., Leborgne, F., Fouqué, P., 2006, Project FIGI: Automatic Classification of Galaxies, in: Gabriel, C., Arviset, C., Ponz, D., Enrique, S. (eds.), *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*, vol. 351 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 236
- Baldi, A., Bardelli, S., Zucca, E., 2001, A study of the core of the Shapley Concentration - VI. Spectral properties of galaxies, *MNRAS*, 324, 509
- Baldry, I.K., Balogh, M.L., Bower, R., Glazebrook, K., Nichol, R.C., 2004, Color bimodality: Implications for galaxy evolution, in: Allen, R.E., Nanopoulos, D.V., Pope, C.N. (eds.), *The New Cosmology: Conference on Strings and Cosmology*, vol. 743 of *American Institute of Physics Conference Series*, p. 106
- Baldwin, J.A., Phillips, M.M., Terlevich, R., 1981, Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 93, 5
- Balogh, M.L., Morris, S.L., Yee, H.K.C., Carlberg, R.G., Ellingson, E., 1997, Star Formation in Cluster Galaxies at $0.2 < z < 0.55$, *ApJ*, 488, L75
- Balogh, M.L., Morris, S.L., Yee, H.K.C., Carlberg, R.G., Ellingson, E., 1999, Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at $z \sim 0.3$, *ApJ*, 527, 54

- Balogh, M.L., Schade, D., Morris, S.L., Yee, H.K.C., Carlberg, R.G., Ellingson, E., 1998, The Dependence of Cluster Galaxy Star Formation Rates on the Global Environment, *ApJ*, 504, L75
- Bardelli, S., De Grandi, S., Ettori, S., Molendi, S., Zucca, E., Colafrancesco, S., 2002, SC 1327-312 and SC 1329-313: Two galaxy groups in-between a major merging event observed with Beppo-SAX, *A&A*, 382, 17
- Bardelli, S., Pisani, A., Ramella, M., Zucca, E., Zamorani, G., 1998a, A substructure analysis of the A3558 cluster complex, *MNRAS*, 300, 589
- Bardelli, S., Zucca, E., Baldi, A., 2001, A study of the core of the Shapley Concentration - V. The A3528 complex: a young merger event?, *MNRAS*, 320, 387
- Bardelli, S., Zucca, E., Malizia, A., Zamorani, G., Scaramella, R., Vettolani, G., 1996, A study of the core of the Shapley concentration. II. ROSAT observation of A 3558., *A&A*, 305, 435
- Bardelli, S., Zucca, E., Vettolani, G., Zamorani, G., Scaramella, R., Collins, C.A., MacGillivray, H.T., 1994, A Study of the Core of the Shapley Concentration - I. The Sample, *MNRAS*, 267, 665
- Bardelli, S., Zucca, E., Zamorani, G., Moscardini, L., Scaramella, R., 2000, A study of the core of the Shapley Concentration - IV. Distribution of intercluster galaxies and supercluster properties, *MNRAS*, 312, 540
- Bardelli, S., Zucca, E., Zamorani, G., Vettolani, G., Scaramella, R., 1998b, A study of the core of the Shapley Concentration - III. Properties of the clusters in the A3558 complex, *MNRAS*, 296, 599
- Barmby, P., Huchra, J.P., 1998, Kinematics of the Hercules supercluster, *AJ*, 115, 6
- Bartelmann, M., 1996, Arcs from a universal dark-matter halo profile, *A&A*, 313, 697
- Barvainis, R., Lehár, J., Birkinshaw, M., Falcke, H., Blundell, K.M., 2005, Radio Variability of Radio-quiet and Radio-loud Quasars, *ApJ*, 618, 108
- Beers, T.C., Flynn, K., Gebhardt, K., 1990, Measures of location and scale for velocities in clusters of galaxies - A robust approach, *AJ*, 100, 32
- Bertin, E., Arnouts, S., 1996, SExtractor: software for source extraction, *A&AS*, 117, 393
- Best, P.N., 2004, The environmental dependence of radio-loud AGN activity and star formation in the 2dFGRS, *MNRAS*, 351, 70
- Best, P.N., Kauffmann, G., Heckman, T.M., Brinchmann, J., Charlot, S., Ivezić, Ž., White, S.D.M., 2005, The host galaxies of radio-loud active galactic nuclei: mass dependences, gas cooling and active galactic nuclei feedback, *MNRAS*, 362, 25
- Best, P.N., von der Linden, A., Kauffmann, G., Heckman, T.M., Kaiser, C.R., 2007, On the prevalence of radio-loud active galactic nuclei in brightest cluster galaxies: implications for AGN heating of cooling flows, *MNRAS*, 379, 894
- Bialek, J.J., Evrard, A.E., Mohr, J.J., 2002, A Cold Front in a Preheated Galaxy Cluster, *ApJ*, 578, L9
- Biviano, A., Girardi, M., 2003, The Mass Profile of Galaxy Clusters out to $\sim 2r_{200}$, *ApJ*, 585, 205

- Biviano, A., Murante, G., Borgani, S., Diaferio, A., Dolag, K., Girardi, M., 2006, On the efficiency and reliability of cluster mass estimates based on member galaxies, *A&A*, 456, 23
- Biviano, A., Salucci, P., 2006, The radial profiles of the different mass components in galaxy clusters, *A&A*, 452, 75
- Blake, C., Wall, J., 2002, Quantifying angular clustering in wide-area radio surveys, *MNRAS*, 337, 993
- Blandford, R.D., Rees, M.J., 1978, Extended and compact extragalactic radio sources - Interpretation and theory, *Phys. Scr*, 17, 265
- Boselli, A., Gavazzi, G., 2006, Environmental Effects on Late-Type Galaxies in Nearby Clusters, *PASP*, 118, 517
- Brand, K., Rawlings, S., Hill, G.J., Lacy, M., Mitchell, E., Tufts, J., 2003, Two 100-Mpc-scale structures in the three-dimensional distribution of radio galaxies and their implications, *MNRAS*, 344, 283
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S.D.M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., Brinkmann, J., 2004, The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift Universe, *MNRAS*, 351, 1151
- Bruzual, G., Charlot, S., 2003, Stellar population synthesis at the resolution of 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bryan, G.L., Norman, M.L., 1998, Statistical Properties of X-Ray Clusters: Analytic and Numerical Comparisons, *ApJ*, 495, 80
- Buote, D.A., Tsai, J.C., 1996, Quantifying the Morphologies and Dynamical Evolution of Galaxy Clusters. II. Application to a Sample of ROSAT Clusters, *ApJ*, 458, 27
- Burns, J.O., 1990, The radio properties of cD galaxies in Abell clusters. I - an X-ray selected sample, *AJ*, 99, 14
- Cameron, M.J., 1971, Pencil-beam observations of bright galaxies at 408 MHz., *MNRAS*, 152, 403
- Carlberg, R.G., Yee, H.K.C., Ellingson, E., Morris, S.L., Abraham, R., Gravel, P., Pritchet, C.J., Smecker-Hane, T., Hartwick, F.D.A., Hesser, J.E., Hutchings, J.B., Oke, J.B., 1997, The average mass profile of galaxy clusters, *ApJ*, 485, L13
- Carter, B.J., Fabricant, D.G., Geller, M.J., Kurtz, M.J., McLean, B., 2001, Star Formation in a Complete Spectroscopic Survey of Galaxies, *ApJ*, 559, 606
- Cattaneo, A., Teyssier, R., 2007, AGN self-regulation in cooling flow clusters, *MNRAS*, 376, 1547
- Charlot, S., Longhetti, M., 2001, Nebular emission from star-forming galaxies, *MNRAS*, 323, 887
- Chastel, A.A., 1976, A critical analysis of the explanation of red-shifts by a new field, *A&A*, 53, 67
- Cirasuolo, M., Celotti, A., Magliocchetti, M., Danese, L., 2003, Is there a dichotomy in the radio loudness distribution of quasars?, *MNRAS*, 346, 447

- Clements, D.L., Sutherland, W.J., McMahon, R.G., Saunders, W., 1996, Optical imaging of ultraluminous IRAS galaxies: how many are mergers?, *MNRAS*, 279, 477
- Cohen, M., Wheaton, W.A., Megeath, S.T., 2003, Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. XIV. The Absolute Calibration of 2MASS, *AJ*, 126, 1090
- Condon, J.J., 1992, Radio emission from normal galaxies, *ARA&A*, 30, 575
- Condon, J.J., Cotton, W.D., Greisen, E.W., Yin, Q.F., Perley, R.A., Taylor, G.B., Broderick, J.J., 1998, The NRAO VLA Sky Survey, *AJ*, 115, 1693
- Cowie, L.L., Binney, J., 1977, Radiative regulation of gas flow within clusters of galaxies - A model for cluster X-ray sources, *ApJ*, 215, 723
- Coziol, R., Ribeiro, A.L.B., de Carvalho, R.R., Capelato, H.V., 1998, The Nature of the Activity in Hickson Compact Groups of Galaxies, *ApJ*, 493, 563
- Cram, L., Hopkins, A., Mobasher, B., Rowan-Robinson, M., 1998, Star Formation Rates in Faint Radio Galaxies, *ApJ*, 507, 155
- Dalton, G.B., Croft, R.A.C., Efstathiou, G., Sutherland, W.J., Maddox, S.J., Davis, M., 1994, The Two-Point Correlation Function of Rich Clusters of Galaxies - Results from an Extended APM Cluster Redshift Survey, *MNRAS*, 271, L47
- de la Rosa, I.G., de Carvalho, R.R., Vazdekis, A., Barbuy, B., 2007, Truncated Star Formation in Compact Groups of Galaxies: A Stellar Population Study, *AJ*, 133, 330
- de Lapparent, V., Geller, M.J., Huchra, J.P., 1986, A slice of the universe, *ApJ*, 302, L1
- de Vaucouleurs, G., 1948, Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques, *Annales d'Astrophysique* 11, 247
- di Matteo, P., Combes, F., Melchior, A.L., Semelin, B., 2007, Star formation efficiency in galaxy interactions and mergers: a statistical study, *A&A*, 468, 61
- Donnelly, R.H., Forman, W., Jones, C., Quintana, H., Ramirez, A., Churazov, E., Gilfanov, M., 2001, Merging Binary Clusters, *ApJ*, 562, 254
- Dressler, A., 1980, Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies, *ApJ*, 236, 351
- Dressler, A., Shectman, S.A., 1988, Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial-velocity measurements, *AJ*, 95, 985
- Dressler, A., Thompson, I.B., Shectman, S.A., 1985, Statistics of emission-line galaxies in rich clusters, *ApJ*, 288, 481
- Drinkwater, M.J., Parker, Q.A., Proust, D., Slezak, E., Quintana, H., 2004, The Large Scale Distribution of Galaxies in the Shapley Supercluster, *Publications of the Astronomical Society of Australia* 21, 89
- Dunlop, J.S., McLure, R.J., Kukula, M.J., Baum, S.A., O'Dea, C.P., Hughes, D.H., 2003, Quasars, their host galaxies and their central black holes, *MNRAS*, 340, 1095

- Dünner, R., Reisenegger, A., Meza, A., Araya, P.A., Quintana, H., 2007, Redshift-space limits of bound structures, *MNRAS*, 376, 1577
- Einasto, J., Tago, E., Einasto, M., Saar, E., Suhhonenko, I., Heinämäki, P., Hütsi, G., Tucker, D.L., 2005, Toward understanding environmental effects in SDSS clusters, *A&A*, 439, 45
- Einasto, M., Saar, E., Liivamägi, L.J., Einasto, J., Tago, E., Martinez, V.J., Starck, J., Müller, V., Heinämäki, P., Nurmi, P., Gramann, M., Hütsi, G., 2007, The richest superclusters. I. Morphology, *ArXiv e-prints* 706
- Eke, V.R., Cole, S., Frenk, C.S., 1996, Cluster evolution as a diagnostic for Omega, *MNRAS*, 282, 263
- Epchtein, N., Mamon, G., 1992, in: , The new proposed DENIS 2 micron survey and its impact on extragalactic research, 2nd DAEC Mtg. Distribution of Matter in the Universe, Obs. de Paris, Paris, p. 382
- Fabian, A.C., 1994, Cooling Flows in Clusters of Galaxies, *ARA&A*, 32, 277
- Faltenbacher, A., Diemand, J., 2006, Velocity distributions in clusters of galaxies, *MNRAS*, 369, 1698
- Fanaroff, B.L., Riley, J.M., 1974, The morphology of extragalactic radio sources of high and low luminosity, *MNRAS*, 167, 31P
- Ferrarese, L., Merritt, D., 2000, A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies, *ApJ*, 539, L9
- Finoguenov, A., Henriksen, M.J., Briel, U.G., de Plaa, J., Kaastra, J.S., 2004, XMM-Newton Study of A3562 and Its Immediate Shapley Environs, *ApJ*, 611, 811
- Fleenor, M.C., Rose, J.A., Christiansen, W.A., Johnston-Hollitt, M., Hunstead, R.W., Saunders, W., 2006, Characteristics of Megaparsec-scale Structures in the Horologium-Reticulum Supercluster of Galaxies, in: *Bulletin of the American Astronomical Society*, vol. 38 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, p. 1062
- Fukugita, M., Nakamura, O., Okamura, S., Yasuda, N., Barentine, J.C., Brinkmann, J., Gunn, J.E., Harvanek, M., Ichikawa, T., Lupton, R.H., Schneider, D.P., Strauss, M.A., York, D.G., 2007, A Catalog of Morphologically Classified Galaxies from the Sloan Digital Sky Survey: North Equatorial Region, *AJ*, 134, 579
- Gadotti, D., Kauffmann, G., 2007, Multi-Band Bar/Bulge/Disk Image Decomposition of a Thousand Galaxies, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Gastaldello, F., Ettori, S., Molendi, S., Bardelli, S., Venturi, T., Zucca, E., 2003a, XMM-Newton observation of the interacting cluster Abell 3528, *A&A*, 411, 21
- Gastaldello, F., Ettori, S., Molendi, S., Bardelli, S., Venturi, T., Zucca, E., 2003b, XMM-Newton observation of the interacting cluster Abell 3528, *A&A*, 411, 21
- Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S.M., Filippenko, A.V., Green, R., Grillmair, C., Ho, L.C., Kormendy, J., Lauer, T.R., Magorrian, J., Pinkney, J., Richstone, D., Tremaine, S., 2000, A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion, *ApJ*, 539, L13

- Gebhardt, K., Lauer, T.R., Kormendy, J., Pinkney, J., Bower, G.A., Green, R., Gull, T., Hutchings, J.B., Kaiser, M.E., Nelson, C.H., Richstone, D., Weistrop, D., 2001, M33: A Galaxy with No Supermassive Black Hole, *AJ*, 122, 2469
- Giacintucci, S., Venturi, T., Bardelli, S., Dallacasa, D., Zucca, E., 2004, AGN and starburst radio activity in the A3558 cluster complex, *A&A*, 419, 71
- Gilmour, R., Gray, M.E., Almaini, O., Best, P., Wolf, C., Meisenheimer, K., Papovich, C., Bell, E., 2007, Environmental dependence of AGN activity in the supercluster A901/2, *ArXiv e-prints ArXiv:707.1517*
- Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., Monaco, P., 1993, The local galaxy density and the bars of spiral galaxies, *ApJ*, 407, 22
- Glazebrook, K., Peacock, J.A., Miller, L., Collins, C.A., 1995, An imaging K-band survey - II. The redshift survey and galaxy evolution in the infrared, *MNRAS*, 275, 169
- Gómez, P.L., Loken, C., Roettiger, K., Burns, J.O., 2002, Do Cooling Flows Survive Cluster Mergers?, *ApJ*, 569, 122
- Gómez, P.L., Nichol, R.C., Miller, C.J., Balogh, M.L., Goto, T., Zabludoff, A.I., Romer, A.K., Bernardi, M., Sheth, R., Hopkins, A.M., Castander, F.J., Connolly, A.J., Schneider, D.P., Brinkmann, J., Lamb, D.Q., SubbaRao, M., York, D.G., 2003, Galaxy Star Formation as a Function of Environment in the Early Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJ*, 584, 210
- Gonzalez, A.H., Faber, S.M., 1997, Malmquist Bias and the Distance to the Virgo Cluster, *ApJ*, 485, 80
- Goto, T., 2005, Do star formation rates of galaxy clusters depend on mass? Blue/late-type fractions and total star formation rates of 115 galaxy clusters as a function of cluster virial mass, *MNRAS*, 356, L6
- Goto, T., Nichol, R.C., Okamura, S., Sekiguchi, M., Miller, C.J., Bernardi, M., Hopkins, A., Tremonti, C., Connolly, A., Castander, F.J., Brinkmann, J., Fukugita, M., Harvanek, M., Ivezić, Z., Kleinman, S.J., Krzesinski, J., Long, D., Loveday, J., Neilsen, E.H., Newman, P.R., Nitta, A., Snedden, S.A., Subbarao, M., 2003, $H\delta$ -Strong Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: I. The Catalog, *PASJ*, 55, 771
- Graham, A.W., 2007, The black hole mass - spheroid luminosity relation, *MNRAS*, 379, 711
- Gunn, J.E., Gott, J.R., 1972, On the infall of matter into clusters of galaxies and some effects on their evolution, *ApJ*, 176, 1
- Haarsma, D.B., Partridge, R.B., Windhorst, R.A., Richards, E.A., 2000, Faint Radio Sources and Star Formation History, *ApJ*, 544, 641
- Hanami, H., Tsuru, T., Shimasaku, K., Yamauchi, S., Ikebe, Y., Koyama, K., 1999, Merging Young Clusters in the Shapley Supercluster, *ApJ*, 521, 90
- Häring, N., Rix, H.W., 2004, On the Black Hole Mass-Bulge Mass Relation, *ApJ*, 604, L89
- Harrison, E., 1993, The redshift-distance and velocity-distance laws, *ApJ*, 403, 28

- Hashimoto, Y., Oemler, A.J., Lin, H., Tucker, D.L., 1998, The Influence of Environment on the Star Formation Rates of Galaxies, *ApJ*, 499, 589
- Hawkins, E., Maddox, S., Cole, S., Lahav, O., Madgwick, D.S., Norberg, P., Peacock, J.A., Baldry, I.K., Baugh, C.M., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., De Propris, R., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Jackson, C., Jones, B., Lewis, I., Lumsden, S., Percival, W., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K., 2003, The 2dF Galaxy Redshift Survey: correlation functions, peculiar velocities and the matter density of the Universe, *MNRAS*, 346, 78
- Haynes, M.P., Giovanelli, R., 1986, The connection between Pisces-Perseus and the Local Supercluster, *ApJ*, 306, L55
- Hernquist, L., 1990, An analytical model for spherical galaxies and bulges, *ApJ*, 356, 359
- Hester, J., 2007, Environments Of Major Mergers In N-body Simulations, in: American Astronomical Society Meeting Abstracts, vol. 210 of American Astronomical Society Meeting Abstracts, p. 08.08
- Hill, G.J., Lilly, S.J., 1991, A change in the cluster environments of radio galaxies with cosmic epoch, *ApJ*, 367, 1
- Hine, R.G., Longair, M.S., 1979, Optical spectra of 3CR radio galaxies, *MNRAS*, 188, 111
- Ho, L.C., 2005, AGNs and Starbursts: What Is the Real Connection?, *astro-ph/0511157*
- Hogg, D., 2000, Distance measures in cosmology, *astro-ph/9905116*
- Hogg, D., Baldry, I., Blanton, M., Eisenstein, D., 2002, The K correction, *astro-ph/0210394*
- Hogg, D.W., Blanton, M.R., Brinchmann, J., Eisenstein, D.J., Schlegel, D.J., Gunn, J.E., McKay, T.A., Rix, H.W., Bahcall, N.A., Brinkmann, J., Meiksin, A., 2004, The Dependence on Environment of the Color-Magnitude Relation of Galaxies, *ApJ*, 601, L29
- Hogg, D.W., Blanton, M.R., Eisenstein, D.J., Gunn, J.E., Schlegel, D.J., Zehavi, I., Bahcall, N.A., Brinkmann, J., Csabai, I., Schneider, D.P., Weinberg, D.H., York, D.G., 2003, The Overdensities of Galaxy Environments as a Function of Luminosity and Color, *ApJ*, 585, L5
- Huchra, J.P., Geller, M.J., 1982, Groups of galaxies. I - Nearby groups, *ApJ*, 257, 423
- Hummel, E., 1981, The radio continuum properties of spiral galaxies, *A&A*, 93, 93
- Ivezić, Ž., Menou, K., Knapp, G.R., Strauss, M.A., Lupton, R.H., Vanden Berk, D.E., Richards, G.T., Tremonti, C., Weinstein, M.A., Anderson, S., Bahcall, N.A., Becker, R.H., Bernardi, M., Blanton, M., Eisenstein, D., Fan, X., Finkbeiner, D., Finlator, K., Frieman, J., Gunn, J.E., Hall, P.B., Kim, R.S.J., Kinkhabwala, A., Narayanan, V.K., Rockosi, C.M., Schlegel, D., Schneider, D.P., Strateva, I., SubbaRao, M., Thakar, A.R., Voges, W., White, R.L., Yanny, B., Brinkmann, J., Doi, M., Fukugita, M., Hennessy, G.S., Munn, J.A., Nichol, R.C., York, D.G., 2002, Optical and Radio Properties of Extragalactic Sources Observed by the FIRST Survey and the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 124, 2364
- Jáchym, P., Palouš, J., Köppen, J., Combes, F., 2007, Gas stripping in galaxy clusters: a new SPH simulation approach, *A&A*, 472, 5

- Jarrett, T.H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S., Skrutskie, M., Huchra, J.P., 2000, 2MASS Extended Source Catalog: Overview and Algorithms, *AJ*, 119, 2498
- Johnston-Hollitt, M., Fleenor, M., Rose, J., Christiansen, W., Hunstead, R.W., 2004, Radio imaging of head-tailed galaxies from an in-falling filament of the Horologium-Reticulum supercluster, in: Diaferio, A. (ed.), *IAU Colloq. 195: Outskirts of Galaxy Clusters: Intense Life in the Suburbs*, p. 423
- Jones, D.H., Saunders, W., Colless, M., Read, M.A., Parker, Q.A., Watson, F.G., Campbell, L.A., Burkey, D., Mauch, T., Moore, L., Hartley, M., Cass, P., James, D., Russell, K., Fiegert, K., Dawe, J., Huchra, J., Jarrett, T., Lahav, O., Lucey, J., Mamon, G.A., Proust, D., Sadler, E.M., Wakamatsu, K.i., 2004, The 6dF Galaxy Survey: samples, observational techniques and the first data release, *MNRAS*, 355, 747
- Jones, H., Saunders, W., Colless, M., Read, M., Parker, Q., Watson, F., Campbell, L., 2005, The 6dF Galaxy Survey: First Data Release, in: Fairall, A.P., Woudt, P.A. (eds.), *ASP Conf. Ser. 329: Nearby Large-Scale Structures and the Zone of Avoidance*, p. 11
- Kaiser, N., 1987, Clustering in real space and in redshift space, *MNRAS*, 227, 1
- Kaldare, R., Colless, M., Raychaudhury, S., Peterson, B.A., 2003, FLASH redshift survey - I. Observations and catalogue, *MNRAS*, 339, 652
- Kapferer, W., Ferrari, C., Domainko, W., Mair, M., Kronberger, T., Schindler, S., Kimeswenger, S., van Kampen, E., Breitschwerdt, D., Ruffert, M., 2006, Simulations of galactic winds and starbursts in galaxy clusters, *A&A*, 447, 827
- Katgert, P., Biviano, A., Mazure, A., 2004, The ESO Nearby Abell Cluster Survey. XII. The Mass and Mass-to-Light Ratio Profiles of Rich Clusters, *ApJ*, 600, 657
- Kauffmann, G., Heckman, T.M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S.D.M., Ridgway, S.E., Brinkmann, J., Fukugita, M., Hall, P.B., Ivezić, Ž., Richards, G.T., Schneider, D.P., 2003, The host galaxies of active galactic nuclei, *MNRAS*, 346, 1055
- Kauffmann, G., White, S.D.M., Heckman, T.M., Ménard, B., Brinchmann, J., Charlot, S., Tremonti, C., Brinkmann, J., 2004, The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies, *MNRAS*, 353, 713
- Kellermann, K.I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D.B., Green, R., 1989, VLA observations of objects in the Palomar Bright Quasar Survey, *AJ*, 98, 1195
- Kennicutt, R.C., 1983, On the evolution of the spiral galaxies in the Virgo cluster, *AJ*, 88, 483
- Kennicutt, Jr., R.C., 1992, The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra, *ApJ*, 388, 310
- Kennicutt, Jr., R.C., 1998, Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, Jr., R.C., Tamblyn, P., Congdon, C.E., 1994, Past and future star formation in disk galaxies, *ApJ*, 435, 22
- Kewley, L.J., Dopita, M.A., Sutherland, R.S., Heisler, C.A., Trevena, J., 2001, Theoretical Modeling of Starburst Galaxies, *ApJ*, 556, 121

- Kormendy, J., Richstone, D., 1995, Inward Bound—The Search For Supermassive Black Holes In Galactic Nuclei, *ARA&A*, 33, 581
- Krolik, J.H., 1999, Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment, *Active galactic nuclei : from the central black hole to the galactic environment / Princeton University Press*, c1999.
- Kull, A., Böhringer, H., 1999, Detection of filamentary X-ray structure in the core of the Shapley supercluster, *A&A*, 341, 23
- Lacy, M., 2000, Radio Galaxy Clustering at $z \sim 0.3$, *ApJ*, 536, L1
- Lacy, M., Laurent-Muehleisen, S.A., Ridgway, S.E., Becker, R.H., White, R.L., 2001, The Radio Luminosity-Black Hole Mass Correlation for Quasars from the FIRST Bright Quasar Survey and a "Unification Scheme" for Radio-loud and Radio-quiet Quasars, *ApJ*, 551, L17
- Laor, A., Behar, E., 2007, On the origin of radio emission in radio quiet quasars , *Memorie della Societa Astronomica Italiana* 78, 397
- Lea, S.M., Silk, J., Kellogg, E., Murray, S., 1973, Thermal-Bremsstrahlung Interpretation of Cluster X-Ray Sources, *ApJ*, 184, L105
- Ledlow, M.J., Owen, F.N., 1996, 20 CM VLA Survey of Abell Clusters of Galaxies. VI. Radio/Optical Luminosity Functions, *AJ*, 112, 9
- Lewis, I., Balogh, M., De Propris, R., Couch, W., Bower, R., Offer, A., Bland-Hawthorn, J., Baldry, I.K., Baugh, C., Bridges, T., Cannon, R., Cole, S., Colless, M., Collins, C., Cross, N., Dalton, G., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Hawkins, E., Jackson, C., Lahav, O., Lumsden, S., Maddox, S., Madgwick, D., Norberg, P., Peacock, J.A., Percival, W., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K., 2002, The 2dF Galaxy Redshift Survey: the environmental dependence of galaxy star formation rates near clusters, *MNRAS*, 334, 673
- Lin, Y.T., Mohr, J.J., 2007, Radio Sources in Galaxy Clusters: Radial Distribution, and 1.4 GHz and K-band Bivariate Luminosity Function, *ApJS*, 170, 71
- Lin, Y.T., Mohr, J.J., Stanford, S.A., 2004, K-Band Properties of Galaxy Clusters and Groups: Luminosity Function, Radial Distribution, and Halo Occupation Number, *ApJ*, 610, 745
- Łokas, E.L., Mamon, G.A., 2001, Properties of spherical galaxies and clusters with an NFW density profile, *MNRAS*, 321, 155
- Loken, C., Melott, A.L., Miller, C.J., 1999, Massive Cooling Flow Clusters Inhabit Crowded Environments, *ApJ*, 520, L5
- Lonsdale Persson, C.J., Helou, G., 1987, On the origin of the 40-120 micron emission of galaxy disks A comparison with H-alpha fluxes, *ApJ*, 314, 513
- Loveday, J., Efstathiou, G., Peterson, B.A., Maddox, S.J., 1992, Large-scale structure in the universe - Results from the Stromlo-APM redshift survey, *ApJ*, 400, L43
- Lupton, R., 1993, Book Review: *Statistics in theory and practice / Princeton U Press*, 1993, *Journal of the British Astronomical Association* 103, 320

- Lynden-Bell, D., 1967, Statistical mechanics of violent relaxation in stellar systems, *MNRAS*, 136, 101
- Machalski, J., Condon, J.J., 1999, Radio Emission from Galaxies in the Las Campanas Redshift Survey, *ApJS*, 123, 41
- Machalski, J., Godlowski, W., 2000, 1.4 GHz luminosity function of galaxies in the Las Campanas redshift survey and its evolution, *A&A*, 360, 463
- Magliocchetti, M., Maddox, S.J., Hawkins, E., Peacock, J.A., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Cole, S., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., de Propriis, R., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Jackson, C.A., Jones, B., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Norberg, P., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K., 2004, The 2dF galaxy redshift survey: clustering properties of radio galaxies, *MNRAS*, 350, 1485
- Magliocchetti, M., Maddox, S.J., Lahav, O., Wall, J.V., 1998, Variance and skewness in the FIRST survey, *MNRAS*, 300, 257
- Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S.M., Gebhardt, K., Green, R., Grillmair, C., Kormendy, J., Lauer, T., 1998a, The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers, *AJ*, 115, 2285
- Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S.M., Gebhardt, K., Green, R., Grillmair, C., Kormendy, J., Lauer, T., 1998b, The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers, *AJ*, 115, 2285
- Makino, J., Hut, P., 1997, Merger rate of equal-mass spherical galaxies, *ApJ*, 481, 83
- Mamon, G., Biviano, A., 2007, The universal distribution of halo interlopers in projected phase space, (in preparation)
- Mamon, G.A., 1992, Are cluster ellipticals the products of mergers?, *ApJ*, 401, L3
- Mamon, G.A., 1998, The wide-field DENIS near-IR imaging survey and 6dF redshift and peculiar velocity surveys, in: Mellier, Y., Colombi, S. (eds.), 14th IAP Astrophysics Mtg., Wide Field Surveys in Cosmology, Frontières, Paris, p. 323, arXiv:astro-ph/9809376
- Mamon, G.A., 2000, Theory of galaxy dynamics in clusters and groups, in: Combes, F., Mamon, G.A., Charmandaris, V. (eds.), 15th IAP Astrophys. Mtg., ASP, San Francisco, vol. 197, p. 377, arXiv:astro-ph/9911333
- Mateus, A., Sodr e, L., 2004, Star formation and the environment of nearby field galaxies, *MNRAS*, 349, 1251
- Mauch, T., Sadler, E.M., 2007, Radio sources in the 6dFGS: local luminosity functions at 1.4GHz for star-forming galaxies and radio-loud AGN, *MNRAS*, 375, 931
- Mauduit, J.C., Mamon, G.A., 2007, Suppressed radio emission in supercluster galaxies: enhanced ram pressure in merging clusters, ArXiv e-prints 704
- McCarthy, P.J., 1993, High redshift radio galaxies, *ARA&A*, 31, 639

- McIntosh, D.H., Maller, A.H., Katz, N., Weinberg, M.D., 2002, Structure of Bright 2MASS Galaxies: 2D Fits to the Ks-band Surface Brightness Profiles, in: *Galaxy evolution, theory and observations*
- McNamara, B.R., Nulsen, P.E.J., Wise, M.W., Rafferty, D.A., Carilli, C., Sarazin, C.L., Blanton, E.L., 2005, The heating of gas in a galaxy cluster by X-ray cavities and large-scale shock fronts, *Nature*, 433, 45
- Melnick, J., Moles, M., 1987, On the origin of the dipole anisotropy of the cosmic microwave background : beyond the Hydra-Centaurus supercluster., *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 14 14, 72
- Miller, C.J., Nichol, R.C., Gómez, P.L., Hopkins, A.M., Bernardi, M., 2003, The Environment of Active Galactic Nuclei in the Sloan Digital Sky Survey, *ApJ*, 597, 142
- Miller, C.J., Nichol, R.C., Reichart, D., Wechsler, R.H., Evrard, A.E., Annis, J., McKay, T.A., Bahcall, N.A., Bernardi, M., Boehringer, H., Connolly, A.J., Goto, T., Kniazev, A., Lamb, D., Postman, M., Schneider, D.P., Sheth, R.K., Voges, W., 2005, The C4 Clustering Algorithm: Clusters of Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *AJ*, 130, 968
- Miller, L., Peacock, J.A., Mead, A.R.G., 1990, The bimodal radio luminosity function of quasars, *MNRAS*, 244, 207
- Miller, N.A., 2005, Star Formation and Active Galactic Nuclei in the Core of the Shapley Supercluster: A Very Large Array Survey of A3556, A3558, SC 1327-312, SC 1329-313, and A3562, *AJ*, 130, 2541
- Miller, N.A., Owen, F.N., 2002, Evolution of Star-forming and Active Galaxies in Nearby Clusters, *AJ*, 124, 2453
- Mobasher, B., Sharples, R.M., Ellis, R.S., 1993, A Complete Galaxy Redshift Survey - Part Five - Infrared Luminosity Functions for Field Galaxies, *MNRAS*, 263, 560
- Monaco, P., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., 1994, Environmental effects on local active galactic nuclei, *ApJ*, 436, 576
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., Oemler, Jr., A., 1996, Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies., *Nature*, 379, 613
- Motl, P.M., Burns, J.O., Loken, C., Norman, M.L., Bryan, G., 2004, Formation of Cool Cores in Galaxy Clusters via Hierarchical Mergers, *ApJ*, 606, 635
- Moustakas, J., Kennicutt, Jr., R.C., Tremonti, C.A., 2006, Optical Star Formation Rate Indicators, *ApJ*, 642, 775
- Navarro, J.F., Frenk, C.S., White, S.D.M., 1997, A universal density profile from hierarchical clustering, *ApJ*, 490, 493
- Oke, J.B., Sandage, A., 1968, Energy Distributions, K Corrections, and the Stebbins-Whitford Effect for Giant Elliptical Galaxies, *ApJ*, 154, 21
- Osterbrock, D.E., Ferland, G.J., 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006

- Peacock, J.A., Nicholson, D., 1991, The large-scale clustering of radio galaxies, *MNRAS*, 253, 307
- Pelupessy, F.I., Schaap, W.E., van de Weygaert, R., 2003, Density estimators in particle hydrodynamics. DTFE versus regular SPH, *A&A*, 403, 389
- Peng, C.Y., Ho, L.C., Impey, C.D., Rix, H.W., 2002, Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images, *AJ*, 124, 266
- Peng, Z., Gu, Q., Melnick, J., Zhao, Y., 2006, The K-band properties of Seyfert 2 galaxies, *A&A*, 453, 863
- Poggianti, B.M., 1997, K and evolutionary corrections from UV to IR, *A&AS*, 122, 399
- Popesso, P., Biviano, A., 2006, The AGN fraction - velocity dispersion relation in clusters of galaxies, astro-ph/0610738
- Popesso, P., Biviano, A., Romaniello, M., Böhringer, H., 2007, RASS-SDSS galaxy cluster survey. VI. The dependence of the cluster SFR on the cluster global properties, *A&A*, 461, 411
- Popesso, P., Böhringer, H., Brinkmann, J., Voges, W., York, D.G., 2004, RASS-SDSS Galaxy clusters survey. I. The catalog and the correlation of X-ray and optical properties, *A&A*, 423, 449
- Postman, M., Geller, M.J., Huchra, J.P., 1988, The dynamics of the Corona Borealis supercluster, *AJ*, 95, 267
- Prestage, R.M., Peacock, J.A., 1988, The cluster environments of powerful radio galaxies, *MNRAS*, 230, 131
- Proust, D., Quintana, H., Carrasco, E.R., Reisenegger, A., Slezak, E., Muriel, H., Dünner, R., Sodré, L., Drinkwater, M.J., Parker, Q.A., Ragone, C.J., 2006, Structure and dynamics of the Shapley Supercluster. Velocity catalogue, general morphology and mass, *A&A*, 447, 133
- Quilis, V., Moore, B., Bower, R., 2000, Gone with the Wind: The Origin of S0 Galaxies in Clusters, *Science* 288, 1617
- Quintana, H., Carrasco, E.R., Reisenegger, A., 2000, The Shapley Supercluster. II. Spectroscopic Observations in a Wide Area and General Morphology, *AJ*, 120, 511
- Quintana, H., Ramirez, A., Melnick, J., Raychaudhury, S., Slezak, E., 1995, The Shapley Supercluster. I. Spectroscopic Observations in the Central Region, *AJ*, 110, 463
- Rawlings, S., 2003, High-redshift radio galaxies: at the crossroads, *New Astronomy Review* 47, 397
- Rawlings, S., Saunders, R., 1991, Evidence for a common central-engine mechanism in all extragalactic radio sources, *Nature*, 349, 138
- Raychaudhury, S., 1989, The distribution of galaxies in the direction of the 'Great Attractor', *Nature*, 342, 251
- Raychaudhury, S., 1990, Gravity, Galaxies and the Great Attractor Survey, Thèse de doctorat, Univ. Cambridge

- Raychaudhury, S., Fabian, A.C., Edge, A.C., Jones, C., Forman, W., 1991, X-ray and optical observations of the Shapley supercluster in Hydra-Centaurus, MNRAS, 248, 101
- Reisenegger, A., Quintana, H., Carrasco, E.R., Maze, J., 2000, The Shapley Supercluster. III. Collapse Dynamics and Mass of the Central Concentration, AJ, 120, 523
- Roediger, E., Brueggen, M., 2007, Ram pressure stripping of disc galaxies orbiting in clusters. I. Mass and radius of the remaining gas disc, ArXiv e-prints arXiv:0707.2698
- Roettiger, K., Burns, J., Loken, C., 1993, When clusters collide - A numerical Hydro/N-body simulation of merging galaxy clusters, ApJ, 407, L53
- Roettiger, K., Burns, J.O., Loken, C., 1996, The Observational Consequences of Merging Clusters of Galaxies, ApJ, 473, 651
- Roos, N., Norman, C.A., 1979, Galaxy collisions and their influence on the dynamics and evolution of groups and clusters of galaxies, A&A, 76, 75
- Rose, J.A., Gaba, A.E., Christiansen, W.A., Davis, D.S., Caldwell, N., Hunstead, R.W., Johnston-Hollitt, M., 2002, Multiple Merging Events in the Double Cluster A3128/A3125, AJ, 123, 1216
- Rossetti, M., Ghizzardi, S., Molendi, S., Finoguenov, A., 2007, A cluster in a crowded environment: XMM-Newton and Chandra observations of A3558, A&A, 463, 839
- Söchting, I.K., Clowes, R.G., Campusano, L.E., 2002, Quasar environment in the context of large-scale structure at $z > 0.3$, MNRAS, 331, 569
- Sadler, E.M., Jackson, C.A., Cannon, R.D., McIntyre, V.J., Murphy, T., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cole, S., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., De Propris, R., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Maddox, S., Madgwick, D., Norberg, P., Peacock, J.A., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K., 2002, Radio sources in the 2dF Galaxy Redshift Survey - II. Local radio luminosity functions for AGN and star-forming galaxies at 1.4 GHz, MNRAS, 329, 227
- Sadler, E.M., Jenkins, C.R., Kotanyi, C.G., 1989, Low-luminosity radio sources in early-type galaxies, MNRAS, 240, 591
- Sanderson, A.J.R., Ponman, T.J., O'Sullivan, E., 2006a, A statistically selected Chandra sample of 20 galaxy clusters - I. Temperature and cooling time profiles, MNRAS, 372, 1496
- Sanderson, A.J.R., Ponman, T.J., O'Sullivan, E., 2006b, A statistically selected Chandra sample of 20 galaxy clusters - I. Temperature and cooling time profiles, MNRAS, 372, 1496
- Scaramella, R., Baiesi-Pillastrini, G., Chincarini, G., Vettolani, G., Zamorani, G., 1989, A marked concentration of galaxy clusters - Is this the origin of large-scale motions?, Nature, 338, 562
- Schindler, S., 1996, Interaction in the bimodal galaxy cluster A3528, MNRAS, 280, 309
- Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, ApJ, 500, 525
- Schneider, D.P., Gunn, J.E., Hoessel, J.G., 1983, CCD photometry of Abell clusters. II - Surface photometry of 249 cluster galaxies, ApJ, 268, 476

- Schneider, P., 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*, Extragalactic Astronomy and Cosmology / Berlin: Springer, 2006.
- Schuecker, P., Böhringer, H., Reiprich, T.H., Feretti, L., 2001, A systematic study of X-ray substructure of galaxy clusters detected in the ROSAT All-Sky Survey, *A&A*, 378, 408
- Shapley, H., 1930, Note on a Remote Cloud of Galaxies in Centaurus, *Harvard College Observatory Bulletin* 874, 9
- Shapley, H., 1933, Luminosity Distribution and Average Density of Matter in Twenty-five Groups of Galaxies, *Proceedings of the National Academy of Science* 19, 591
- Sharma, S., Steinmetz, M., 2006, Multidimensional density estimation and phase-space structure of dark matter haloes, *MNRAS*, 373, 1293
- Silk, J., 1976, Accretion by galaxy clusters and the relationship between X-ray luminosity and velocity dispersion, *ApJ*, 208, 646
- Silk, J., Rees, M.J., 1998, Quasars and galaxy formation, *A&A*, 331, L1
- Simard, L., 1998, GIM2D: an IRAF package for the Quantitative Morphology Analysis of Distant Galaxies, in: Albrecht, R., Hook, R.N., Bushouse, H.A. (eds.), *ASP Conf. Ser. 145: Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, p. 108
- Spergel, D.N., Bean, R., Doré, O., Nolta, M.R., Bennett, C.L., Dunkley, J., Hinshaw, G., Jarosik, N., Komatsu, E., Page, L., Peiris, H.V., Verde, L., Halpern, M., Hill, R.S., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S.S., Odegard, N., Tucker, G.S., Weiland, J.L., Wollack, E., Wright, E.L., 2007, Three-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Implications for Cosmology, *ApJS*, 170, 377
- Strauss, M.A., Willick, J.A., 1995, The density and peculiar velocity fields of nearby galaxies, *Phys. Rep.*, 261, 271
- Struble, M.F., Rood, H.J., 1999, A Compilation of Redshifts and Velocity Dispersions for ACO Clusters, *ApJS*, 125, 35
- Tasca, L., White, S.D.M., 2005, How Much Light Comes from Bulges and Disks?, in: Renzini, A., Bender, R. (eds.), *Multiwavelength Mapping of Galaxy Formation and Evolution*, p. 465
- Teyssier, R., 2002, Cosmological hydrodynamics with adaptive mesh refinement. A new high resolution code called RAMSES, *A&A*, 385, 337
- Tremonti, C.A., Heckman, T.M., Kauffmann, G., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S., Seibert, M., 2003, The Stellar Mass, Metallicity, and AGN content of SDSS Galaxies as a Function of Local Environment, in: , vol. 35 of *BAAS*, p. 770
- Tully, R.B., 1988, The galaxy luminosity function and environmental dependencies, *AJ*, 96, 73
- van Albada, T.S., 1982, Dissipationless galaxy formation and the R to the 1/4-power law, *MNRAS*, 201, 939
- van Haarlem, M.P., Frenk, C.S., White, S.D.M., 1997, Projection effects in cluster catalogues, *MNRAS*, 287, 817

- Veilleux, S., 2006, The hosts and environments of local ULIRGs and QSOs, *New Astronomy Review* 50, 701
- Veilleux, S., Osterbrock, D.E., 1987, Spectral classification of emission-line galaxies, *ApJS*, 63, 295
- Venturi, T., Bardelli, S., Morganti, R., Hunstead, R.W., 2000, Radio properties of the Shapley Concentration - III. Merging clusters in the A3558 complex, *MNRAS*, 314, 594
- Venturi, T., Bardelli, S., Zambelli, G., Morganti, R., Hunstead, R.W., 2001, Radio properties of the Shapley Concentration - IV. The A3528 cluster complex, *MNRAS*, 324, 1131
- Vollmer, B., Cayatte, V., Balkowski, C., Duschl, W.J., 2001, Ram Pressure Stripping and Galaxy Orbits: The Case of the Virgo Cluster, *ApJ*, 561, 708
- von der Linden, A., Best, P.N., Kauffmann, G., White, S.D.M., 2007, How special are brightest group and cluster galaxies?, *MNRAS*, 379, 867
- Wills, B.J., 1999, Introduction to Unified Schemes, in: Ferland, G., Baldwin, J. (eds.), *ASP Conf. Ser. 162: Quasars and Cosmology*, p. 101
- Wise, M.W., McNamara, B.R., Nulsen, P.E.J., Houck, J.C., David, L.P., 2007, X-Ray Supercavities in the Hydra A Cluster and the Outburst History of the Central Galaxy's Active Nucleus, *ApJ*, 659, 1153
- Ye, Y.C., Wang, D.X., 2005, Does the dichotomy of active galactic nuclei depend only on black hole spins?, *MNRAS*, 357, 1155
- Yee, H.K.C., Ellingson, E., Carlberg, R.G., 1996, The CNOC Cluster Redshift Survey Catalogs. I. Observational Strategy and Data Reduction Techniques, *ApJS*, 102, 269
- Yun, M.S., Reddy, N.A., Condon, J.J., 2001, Radio Properties of Infrared-selected Galaxies in the IRAS 2 Jy Sample, *ApJ*, 554, 803

