Universidade Federal do Rio de Janeiro - UFRJ Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza Observatório do Valongo



Evolução de Galáxias e Grupos em $z \leq 1^{\dagger}$

Aluna: Raquel Santiago Nascimento Orientadores: Prof. Dr. Paulo Afrânio A. Lopes Prof. Dr. André Luís B. Ribeiro

Rio de Janeiro - Setembro de 2016

 $^{^\}dagger {\rm Trabalho}$ financiado pela CAPES.

RAQUEL SANTIAGO NASCIMENTO

Evolução de Galáxias e Grupos em z<1

Tese apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia da Universidade Federal do Rio de Janeiro para a obtenção do grau de Doutor em Astronomia.

Rio de Janeiro-RJ, Brasil 2016

Evolução de Galáxias e Grupos em z<=1

Raquel Santiago Nascimento

Dr. Paulo Afrânio Augusto Lopes (Orientador) Dr. André Luis Batista Ribeiro(Coorientador)

Tese de doutorado submetida ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro - UFRJ, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Doutora em Ciências -Astronomia.

Aprovada por:

Presidente, Prof. Dr. Paulo Afrânio Augusto Lopes(Orientador) - OV/UFRJ

Prof. Dr. André Luis Batista Ribeiro - (Coorientador) - UESC

nd

Prof. Dr. Laerte Sodré Júpior 7 (Avaliador Externo) - IAG/USP

Prof. Dr. Renato de Alencar Dupke - (Avaliador Externo) - ON/MCTI

Prof. Dr. Aldée Marie Clémence Charbonnier - (Avaliador Interno) - OV/UFRJ

L

IS I RU

Prof. Dr. Ribamar Rondon de Rezende dos Reis - (Avaliador Interno) - IF-OV/UFRJ

Rio de Janeiro Outubro de 2016

CIP - Catalogação na Publicação

Nascimento, Raquel Santiago Evolução de Galáxias e Grupos em z < 1 / Raquel Santiago Nascimento. -- Rio de Janeiro, 2016. 156 f.
Orientador: Paulo Afrânio Augusto Lopes. Coorientador: André Luís Batista Ribeiro. Tese (doutorado) - Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Programa de Pós Graduação em Astronomia, 2016.
1. Evolução de galáxias em grupos. 2. Propriedades de grupos ricos em galáxias. 3. Evolução de Grupos compactos. I. Lopes, Paulo Afrânio Augusto, orient. II. Ribeiro, André Luís Batista, coorient. III. Título.

Elaborado pelo Sistema de Geração Automática da UFRJ com os dados fornecidos pelo(a) autor(a).

A Deus e ao meu pai Everaldo (in memorian)

AGRADECIMENTOS

Não posso deixar de agradecer a minha mãe pelo seu apoio incondicional e por me ensinar a não desistir diante dos obstáculos da vida. Se hoje sou quem sou, foi porque tive o melhor exemplo a ser seguido. Agradeço às minhas irmãs e ao meu irmãozinho por todo carinho e por me mostrar o verdadeiro sentido do amor. Aos meus sobrinhos lindos, Jonathas, Yasmin, Ester e Emilly pelos sorrisos e pequenas demonstrações de carinho. Vocês são o melhor de Deus para nossa família.

Agradeço ao meu esposo Gerson por embarcar comigo nessa aventura de ser uma astrofísica e por me incentivar a ser melhor a cada dia. Não foram poucos os momentos em que estivemos longe, mas graças a Deus, até mesmo a distância ajudou a fortalecer o nosso amor. Obrigada por me amar e cuidar de mim. Sem você construir essa tese não teria sido nada fácil.

A minha amiga Fátima, pelos conselhos e por cada injeção de ânimo nesses últimos meses. Sua amizade foi essencial neste processo. Também não poderia deixar de agradecer aos meus pastores Ramiro e Carmem pelos seus ensinamentos e por me apresentar a palavra que mudou a minha vida. Vocês foram extremamente importantes para o meu crescimento nestes últimos anos. Muito obrigada por investirem tempo em mim e por me ensinar a criar expectativas com relação ao meu futuro.

Agradeço as minhas amigas Carol e Raquel pelas ótimas conversas, conselhos e por diversas vezes enxugarem as minhas lágrimas. Jamais poderei recompensá-las por todo carinho e amizade de vocês. Também não posso deixar de agradecer à comunidade do Valongo em especial seu Elias, Cláudia e Basílio. Agradeço aos meus colegas e amigos João, Hélio e Ellison por todo conhecimento compartilhado e em especial ao Bruno Coelho.

Por fim gostaria de agradecer aos meus queridos orientadores Paulo Afrânio e André Ribeiro por todo apoio e por compartilhar comigo um pouco do conhecimento de vocês. Sou infinitamente grata por cada orientação e ensinamento. Cresci muito ao longo destes últimos anos e devo isso também a vocês. Agradecimentos especiais ao Dr. Rodrigo Carrasco pelo apoio e orientação durante o estágio de doutorado sanduíche. Foram apenas quatro meses, mas que proporcionaram uma visão diferente do mundo e da pesquisa científica. Muito obrigada!

Eu sei que é impossível para o homem ser considerado inocente perante Deus. Sozinho, Ele formou os céus! Ele criou as grandes estrelas e os grupos de estrelas como a Ursa Maior, o Órion e as Plêiades, além dos astros que brilham nos céus do Sul. Ele realiza grandes milagres, tantos que é impossível contar e ver!

Jó 9. 2,9-10

RESUMO

Neste trabalho estudamos a influência do ambiente de grupos nas propriedades das galáxias que o constituem. Inicialmente, selecionamos uma amostra de grupos de galáxias extraídos do levantamento DEEP2 e localizados no intervalo de $0, 2 \le z \le 1$. Para estes, investigamos possíveis efeitos de segregação cinemática em função do raio e luminosidade das galáxias. Em seguida, expandimos a análise de segregação para grupos ricos em galáxias localizados em *redshifts* mais baixos ($z \le 0, 1$) e classificados como dinamicamente evoluídos ou não. Por fim, utilizamos essa mesma amostra de grupos ricos em galáxias no intuito de estimar a fração de grupos compactos presentes na região de *infall* de grupos normais e caracterizar a população de galáxias contida nesses sistemas.

Nossos resultados para os dados do DEEP2 indicam que em $z \leq 0,6$ as galáxias vermelhas e brilhantes ($M_B \leq -19.5$) apresentam menores dispersões de velocidades normalizadas ($\sigma_u = \Delta v / \sigma_v$) e encontram-se confinadas na região central do sistema em comparação às galáxias azuis e de baixo fluxo ($M_B > -19.5$). No entanto, em alto-z(z > 0, 6) não encontramos diferenças cinemáticas significativas entre as populações de galáxias azuis e vermelhas, embora as galáxias mais vermelhas sejam mais concentradas do que as azuis.

Da análise de segregação em função do estado dinâmico de sistemas ricos em galáxias percebemos que grupos com distribuição de velocidades gaussiana apresentam perfis de dispersão de velocidades em função da massa estelar, luminosidade e raio distintos em comparação à sistemas com distribuição de velocidades não gaussiana. A partir da análise de grupos compactos encontramos que apenas 7% dos sistemas estão na região de infall dos grupos normais e 33,5% estão em regiões de densidades elevadas. Nossos resultados indicam que grupos compactos habitam preferencialmente a região de *infall* de grupos massivos ($M_{200} \ge 10^{14} M_{\odot}$) e não relaxados dinamicamente.

Palavras-chave: Grupos de galáxias; efeitos de segregação

ABSTRACT

In this work we study the influence of groups environment on galaxy properties. Initially, we select a sample of galaxy groups obtained from DEEP2 galaxy survey and located at $0, 2 \le z \le 1$. For these systems, we investigated possibles kinematic segregation effects as a function of the radius and galaxy luminosity. Next, we expanded the segregation analysis to rich galaxy groups at low-redshift ($z \le 0.1$) and classified as dynamical evolved or not. Finally, we used the same sample of rich groups in order to estimate the fraction of compact groups inside of infall region of normal galaxy groups and to characterize the galaxy population contained in these systems.

Our results for the DEEP2 data indicate that in $z \leq 0,6$ the redder and brighter galaxies ($M_B \leq -19.5$) present smaller normalized velocity dispersions ($\sigma_u = \Delta v/\sigma_v$) and are confined to central regions of the system in comparison to the bluer and fainter galaxies ($M_B > -19.5$). However, at high-z (z > 0,6) there is no significant kinematic segregation between red and blue galaxy populations, although the red galaxies are more concentrated than blue ones.

From the segregation analysis as a function of dynamical stage of rich systems we find that groups with gaussian velocity distribution show distinct velocity dispersion profiles as a function of stellar mass, luminosity and radius in comparison to non-gaussian systems. Regarding compact groups analysis, we find only 7% of the compact groups are located on infall region of normal galaxy groups and 33% reside in high density regions. Our results indicate that compact groups inhabit preferentially the infall region of massive and non-relaxed groups.

Key-words: Galaxy groups; segregation effects

LISTA DE FIGURAS

- 2.1 Diagrama do espaço de fase para três grupos massivos da nossa amostra. A diferença radial e em velocidade são com respeito ao centro do grupo. Aplicamos o procedimento *shifting gapper* para seleção dos membros dos grupos (quadrados pretos) e exclusão de intrusos (círculos abertos). . . . 24
- 2.3 Histograma de $(U B)_0$ para a amostra em baixo (violeta) e alto (verde) redshift. As linhas verticais pontilhadas indicam a separação entre os objetos vermelhos e azuis. Estes limites são definidos como $(U - B)_0 = 1.0$ e $(U - B)_0 = 1.1$ para a amostra em baixo e alto-z, respectivamente.

28

2.5	Fração de galáxias vermelhas em função d a ${\cal M}_B,$ considerando galáxias até	
	$2R_{200}$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias em $z \leq 0.6 (z > 0.6)$.	
	As barras de erro representam o erro padrão da proporção da amostra	
	no desvio padrão binomial. As linhas vertical e horizontal representam,	
	respectivamente, a separação entre as populações de galáxias vermelhas	
	luminosas e fracas e quando f_{red} é maior que 50%	31
2.6	Fração de galáxias vermelhas em função de R/R_{200} considerando galáxias	
	até $2R_{200}$ com $M_B \leq -18.5$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias	
	em $z \leq 0.6~(z > 0.6).$ As barras de erro representam o erro padrão da	
	proporção da amostra no desvio padrão binomial. A linha vertical ilustra	
	a f_{red} dento de R_{200} para as duas amostras	32
2.7	Fração de galáxias vermelhas em função de $\left u\right $ considerando galáxias até	
	$2R_{200}$ com $M_B \leq -18.5$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias	
	em $z \leq$ 0.6 (z > 0.6). As barras de erro representam o erro padrão da	
	proporção da amostra no desvio padrão binomial	33
2.8	Distribuição de médias de σ_u para 1000 amostras de bootstrap geradas para	
	todas as galáxias vermelhas ($M_B < -18.5$) – linha sólida vermelha; para	
	galáxias vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) –linha vermelha pontilhada;	
	e todas as galáxias azuis – linha azul sólida.	34
2.9	Distribuição de médias de R/R_{200} para 1000 amostras de <i>bootstrap</i> geradas	
	para todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias	
	vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) – linha vermelha pontilhada; e para	
	todas as galáxias azuis – linha azul sólida	35
2.10	Distribuição de médias de σ_u para 1000 amostras de bootstrap geradas para	
	todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias verme-	
	lhas luminosas $\left(M_B < -19.5\right)$ – linha vermelha pontilhada; e para todas	
	as galáxias azuis – linha azul sólida	37
2.11	Distribuição de médias de $\mathrm{R}/\mathrm{R}_{200}$ para 1000 amostras de bootstrap geradas	
	para todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias	
	vermelhas luminosas ($M_B < -19.5)$ – linha vermelha pontilhada; e para	
	todas as galáxias azuis – linha azul sólida.	38

2.12	Evolução das galáxias a partir da amostra em alto ($z\sim 0.81)$ para baixo	
	$(z \sim 0.39)$ redshift em $R \le 2 R_{200}$ e $2 < R \le 4 R_{200}$	40
3.1	Histograma e distribuição cumulativa de cor no rest-frame $(g-r)_0$ e massa	
	estelar (M_{\star}) para galáxias localizadas dentro do R_{200} de grupos G (linha	
	vermelha contínua) e NG (linha azul tracejada).	57
3.2	Histograma e distribuição cumulativa de SFR e sSFR para galáxias locali-	
	zadas dentro do R_{200} de grupos G e NG $\ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots$	59
3.3	Dispersão de velocidades normalizada em função da magnitude absoluta	
	na banda r para galáxias distribuídas em até $2 \times R_{200}$ a partir do centro	
	de sistemas G (pontos pretos) e NG (pontos abertos). Nesta figura vemos	
	que sistemas G e NG apresentam tendências diferentes entre $\sigma_u \times M_r$	61
3.4	Perfil radial de dispersão de velocidades (parte superior) e distribuição	
	de cor $(g - r)_0$ em função da posição (parte inferior) para a amostra de	
	sistemas G e NG. Sistemas G apresentam um perfil decrescente enquanto	
	os NG apresentam um perfil levemente crescente apenas na região mais	
	periférica do sistema. Do perfil de cor podemos inferir que as galáxias em	
	sistemas G são mais vermelhas e consequentemente mais evoluídas do que	
	as galáxias em grupos NG	63
3.5	Dispersão de velocidades normalizada (parte superior) em função da massa	
	estelar das galáxias e perfil de massa (parte inferior) para grupos G e NG.	
	As diferenças entre as amostras são bastante significativas. Para sistemas	
	G vemos um perfil de massa decrescente enquanto para sistemas NG um	
	perfil crescente. As galáxias centralmente localizadas em grupos G são mais	
	massivas que sua contrapartida em sistema NG	65
3.6	Dispersão de velocidades normalizada (parte superior) e distribuição de cor	
	$(g-r)_0$ (parte inferior) em função da taxa de formação estelar das galáxias	
	em grupos G e NG. Para sistemas G observamos que σ_u apresenta um	
	comportamento decrescente para galáxias com SFR $\leq -1 M_{\odot}/yr,$ enquanto	
	para sistemas NG σ_u pos sui um perfil crescente. Como observado nas	
	figuras anteriores os perfis de σ_u para ambas as amostras permanecem	
	distintos	67

4.1	Histograma (painel superior) e distribuição cumulativa (painel inferior) de	
	densidade local (Log Σ_5) para grupos compactos na região de <i>infall</i> de	
	grupos normais de galáxias (curva vermelha), em regiões de baixa densidade	
	(curva azul) e de alta densidade (curva laranja). Também ilustramos a	
	densidade local para a região central (curva preta) e a região de infall	
	(curva magenta) de grupos normais de galáxias.	79
4.2	Histograma e distribuição cumulativa do raio projetado (painel superior) e	
	do brilho superficial (painel inferior) para grupos compactos no $infall$ (curva	
	vermelha), em regiões baixa densidade (curva azul) e de alta densidade	
	(curva laranja).	81
4.3	Diagrama cor magnitude (painel inferior) e distribuição de magnitudes ab-	
	solutas (painel superior) para as galáxias em GCs no infall (pontos verme-	
	lhos), em regiões de alta (pontos laranjas) e baixa (pontos azuis) densidade.	
	Apresentamos também a relação cor magnitude para galáxias na região cen-	
	tral (pontos pretos) e no <i>infall</i> (pontos magentas) de grupos de galáxias.	
	Ilustramos também o ajuste linear para cada amostra	91
4.4	Distribuição de cor cumulativa para as galáxias em diferentes ambientes.	
	Galáxias em GCs em regiões de densidades mais elevadas são em geral mais	
	vermelhas que as galáxias no <i>infall</i> de grupos normais. Galáxias centrais e	
	em GCs no <i>infall</i> possuem distribuição de cor similares	92
4.5	Distribuição de massa estelar para cada amostra de grupos. Podemos ob-	
	servar uma clara segregação em massa para galáxias em grupos compactos	
	e em grupos normais. As galáxias em grupos compactos possuem maiores	
	estimativas de M_{\star} em comparação às galáxias em grupos. Galáxias no Infall	
	(pontos magentas) e na região central de grupos (pontos pretos) possuem	
	distribuições similares de M_{\star}	93
4.6	Distribuição cumulativa da taxa de formação estelar específica para as dife-	
	rentes amostras de galáxias utilizadas neste trabalho. As galáxias na região	
	de infall (curva magenta) apresentam maior taxa de formação estelar por	
	unidade de massa em comparação as populações centrais (curva preta) e	
	em GCs (curvas vermelha, laranja e azul).	94

5.1	Dispersão de velocidades normalizada em função da magnitude absoluta
	na banda r para galáxias distribuídas em até $2 \times R_{200}$ a partir do centro de
	sistemas G (pontos pretos) e NG (pontos abertos)
C.1	Imagens obtidas a partir do SDSS para uma subamostra de grupos com-
	pactos no infall de grupos normais de galáxias. Cada imagem possui 3.4 x
	$3.4 \operatorname{arcmin}^2 \dots \dots$
C.2	Imagens obtidas a partir do SDSS para uma subamostra de grupos com-
	pactos no infall de grupos normais de galáxias. Cada imagem possui 3.4 x
	$3.4 \operatorname{arcmin}^2 \dots \dots$

LISTA DE TABELAS

2.1	2.1 Dispersão de velocidades, raio e massa do virial para 10 dos 221 grupos			
	nossa amostra.	25		
3.1	Propriedades medianas dos grupos G e NG	56		
4.1	$\langle \Delta M_{12} \rangle$, $T_1 \in T_2$ para GCs em diferentes ambientes	83		
4.2	Amostra de grupos de galáxias hospedando grupos compactos em sua região			
	de infall	85		
4.2	continuação.	86		
A.1	Esta tabela refere-se aos resultados obtidos no capítulo 3. As colunas de			
	1 a 4 apresentam a identificação, as coordenadas (RA e DEC) e o $\mathit{redshift}$			
	do grupo. Nas colunas de 5 a 8 apresentamos a dispersão de velocidades,			
	o raio e a massa dos sistemas.	121		
A.1	continuação.	122		
A.1	continuação.	123		
A.1	continuação.	124		
A.1	continuação	125		

SUMÁRIO

\mathbf{R}	ESUI	MO		vii
A	BSTI	RACT		viii
1 INTRODUÇÃO				1
	1.1	Grupo	s e Aglomerados de Galáxias	1
		1.1.1	Escalas de Tempo dos Processos Físicos	3
1.2 Efeitos de Segregação		s de Segregação	5	
		1.2.1	Segregação Morfológica	6
		1.2.2	Segregação em Massa	7
		1.2.3	Segregação Cinemática e Luminosa	8
	1.3	Proces	ssos físicos em ambientes densos	9
1.4 Distribuição de velocidades		puição de velocidades	11	
	1.5	Grupo	s Compactos	13
		1.5.1	Conteúdo de Gás em GCs	16
	1.6	Estrut	gura da Tese	18
2	Efei	tos de	Segregação em Grupos do DEEP2	19
	2.1	Introd	ução	19
	2.2	Dados	e Metodologia	22
		2.2.1	Amostra do DEEP2	22
		2.2.2	Catálogo de Grupos do DEEP2 e a Análise do Virial	23
		2.2.3	Seleção da Amostra de Galáxias	24
2.3 Análise de Segregação		e de Segregação	27	
		2.3.1	A Amostra Composta	27
		2.3.2	Buscando Efeitos de Segregação	29

		2.3.3	Testes Estatísticos	31	
		2.3.4	Evolução de galáxias	36	
	2.4	Possív	rel Viés de Seleção da Amostra	41	
	2.5	Discus	ssão dos Resultados	42	
	2.6	Síntes	e do Trabalho	44	
3	Efe	Efeitos de Segregação em Grupos em Baixos- z			
	3.1	Introd	lução	46	
	3.2	Amost	tra de grupos e metodologia aplicada	49	
	3.3	.3 Grupos Gaussianos e não Gaussianos			
	3.4	Result	ados	55	
		3.4.1	Segregação em Luminosidade	58	
		3.4.2	Segregação em Massa Estelar	64	
		3.4.3	Segregação em função da taxa de formação Estelar	66	
	3.5	Conclu	usão	68	
4	Gru	Grupos Compactos na Região de Infall			
	4.1	Introd	lução	70	
	4.2	.2 Dados e Metodologia			
		4.2.1	Amostra de Grupos Compactos	74	
		4.2.2	Amostra de Grupos Normais de Galáxias	76	
	4.3	Result	ados	77	
		4.3.1	Ambiente Global dos Grupos Compactos	77	
		4.3.2	Propriedades de Grupos Compactos	80	
		4.3.3	O teste Tremaine-Richstone	82	
		4.3.4	Propriedades de Grupos hospedeiros	84	
		4.3.5	Propriedade de Galáxias em Função do Ambiente	89	
	4.4	Conclu	usão	95	
5	Conclusões e Perspectivas Futuras 9			97	
	5.1	1 Conclusão			
	5.2	.2 Perspectivas Futuras			
		5.2.1	Análise dinâmica de grupos de baixa massa	100	
		5.2.2	Explorando a distribuição de velocidades de sistemas NG	102	

5.2.3	Comparação entre testes de subestruturas e de normalidade	. 102
5.2.4	Aglomerados X-ray underluminous - XU	. 103
5.2.5	Estudo do ambiente de aglomerados de galáxias	. 104
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 10		
APÊNDICES		
A Tabelas de	e Grupos G e NG	121
B Artigo Ac	eito para Publicação na Revista MNRAS	126

C Distribuição Projetada de GCs no infall de Grupos Normais de Galáxias138

Capítulo 1 INTRODUÇÃO

1.1 Grupos e Aglomerados de Galáxias

Uma fração significativa das galáxias contidas no universo estão distribuídas em grupos e aglomerados o que faz dessas grandes estruturas, ambientes ideais para o estudo da evolução das suas galáxias membro. A transição entre grupos e aglomerados é bastante sutil e dá-se pela quantidade de galáxias presente em cada sistema. Embora aglomerados sejam mais ricos, grupos são mais abundantes no Universo. Enquanto apenas 10% da matéria do universo encontra-se distribuída em aglomerados, em torno de 50% são encontradas em grupos (Mamon 2006). Grupos possuem cerca de 5 - 100 galáxias brilhantes contidas num raio de 1 h^{-1} Mpc e dispersão de velocidades em torno de 500 km/s. Já aglomerados, podem possuir centenas de galáxias distribuídas em um raio de 1 a 2 h^{-1} Mpc e com dispersão de velocidades tão altas quanto ~ 1000km/s. A massa típica de grupos é da ordem de $10^{13} M_{\odot}$ enquanto a de aglomerados é da ordem de $10^{14-15} M_{\odot}$.

O modelo cosmológico que melhor explica a formação de estruturas no universo é o A Cold Dark Matter (ACDM; Blumenthal et al. 1984, Lacey & Cole 1993, Springel et al. 2005, Gao et al. 2005) no qual as estruturas crescem através de um processo hierárquico. Dentro deste paradigma, os primeiros objetos formam-se entre os redshifts 10 a 30 em halos de matéria escura de massas $10^5 - 10^8 M_{\odot}$ (Tegmark et al. 1997, Glover 2005, Bromm et al. 2009). Grupos e aglomerados de galáxias são considerados sistemas relativamente recentes neste cenário, e estariam colapsando em z < 1 ou 2 (Thomas et al. 2005, Papovich et al. 2010, Gobat et al. 2011). Além disso, estes objetos residem na intersecção de filamentos de matéria escura e vários aglomerados ao longo de um filamento

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

poderiam ser identificados como um superaglomerado de galáxias (Springel et al. 2005). Cerca de 80% da massa desses sistemas está na forma de matéria escura. Sua composição ainda é desconhecida, porém acredita-se que não seja matéria bariônica. Cogitou-se que uma parte de sua composição poderia estar na forma de planetas, anãs marrons, buracos negros e estrelas compactas, mas a quantidade destes objetos em nossa galáxia constitui menos de 2% da massa. Acredita-se que a matéria escura seja formada por partículas massivas que interagem pouco com a matéria normal e com a luz, já que nunca foram observadas diretamente, apenas através de lentes gravitacionais (Hoekstra et al. 2013).

Aproximadamente 2 - 3% da massa total de grupos e aglomerados é composta por galáxias, que podem ser detectadas em diferentes faixas do espectro eletromagnético. A população de galáxias presente nesses sistemas difere significativamente da população do campo. Parte das propriedades das galáxias em grupos e aglomerados, tais como cor, morfologia e taxa de formação estelar, podem estar diretamente relacionadas à distância ao centro do sistema (Blanton et al. 2004, Dressler 1980). Por exemplo, a região central desses sistemas pode ser povoada por uma população de galáxias elípticas evoluindo passivamente e que foram formadas em *redshifts* mais altos. Estas galáxias obedecem uma relação estreita no diagrama cor magnitude denominada sequência de vermelhas (Gladders & Yee 2000), onde as galáxias brilhantes são também mais vermelhas. A existência desta relação cor-magnitude pode ser explicada como um efeito de idade, sugerindo que galáxias mais velhas (mais vermelhas) seriam mais luminosas, ou como efeito da metalicidade, onde as galáxias mais brilhantes seriam mais ricas em metais. Embora alguns estudos afirmem que a existência da relação cor-magnitude esteja relacionada com a metalicidade (Ellis et al. 1997, Ferreras et al. 1999), onde as galáxias massivas seriam capazes de reter de maneira eficiente os metais produzidos e ejetados pelas estrelas de maior massa, modelos semi-analíticos de formação e evolução de estruturas indicam que esta relação é devido a um efeito de idade e metalicidade, onde as galáxias de maior massa seriam mais antigas e ricas em metais (Stott et al. 2009, Merson et al. 2016).

Por último, cerca de 17 - 18% da massa desses sistemas está na forma de um plasma quente com temperaturas da ordem de $10^7 - 10^8$ K e densidade central de $10^{-3} - 10^{-2}$ partículas/cm³. O meio intra-grupo ou intra-aglomerado é composto principalmente por hidrogênio e hélio ionizados. A explicação mais plausível para as altas temperaturas alcançadas pelo gás intra-aglomerado é que este aquecimento foi produzido pela rápida variação do potencial gravitacional durante o processo de relaxação violenta e pelos choques entre os elementos supersônicos do gás durante a virialização (Sarazin, 1988).

O plasma presente no meio intra-aglomerado pode ser observado a partir da sua emissão *bremsstrahlung* (ou *free-free*). Devido à baixa densidade e à alta temperatura, o gás intra-aglomerado é praticamente todo ionizado e opticamente fino (transparente). Nestas condições, o espalhamento dos elétrons livres pelos íons produz a radiação *bremsstrahlung* que observamos em raios-X. A partir da morfologia da emissão em raios-X do gás é possível distinguir aglomerados regulares dos irregulares.

Aglomerados regulares apresentam uma distribuição de brilho suave, centrada no centro óptico do sistema e um perfil de brilho decrescente nas partes mais externas. Além disso, aglomerados regulares possuem temperaturas e luminosidades mais altas que aglomerados irregulares (Andreon et al. 2004, Pratt et al. 2008). Aglomerados com uma galáxia central dominante, em geral, apresentam um pico central bem definido na emissão em raios-X. Por outro lado, aglomerados irregulares podem ter diversos picos de brilho centrados no aglomerado ou em subgrupos. Alguns dos aglomerados irregulares também apresentam temperaturas elevadas que são interpretadas como consequência de processos de fusões entre aglomerados no qual o gás é aquecido por frentes de choques.

1.1.1 Escalas de Tempo dos Processos Físicos¹

Grupos e aglomerados de galáxias são considerados as maiores estruturas gravitacionalmente ligadas no universo. O processo de formação desses objetos baseia-se no modelo ACDM no qual pequenas flutuações de densidade primordial teriam crescido com o tempo dando origem a objetos menores que, por sua vez, evoluíram através de fusões e acreções até formar as maiores estruturas conhecidas atualmente. No entanto, a virialização destes sistemas ocorre a partir de trocas de energia que ocorrem até que o equilíbrio dinâmico do sistema seja alcançado. Nesta seção descreveremos as escalas de tempo mais relevantes em que os fenômenos físicos ocorrem nessas estruturas.

 Escala de tempo dinâmico ou tempo de cruzamento: Esta quantidade está relacionada com o período que uma galáxia leva para atravessar o sistema. Desse modo, para um objeto de raio R e velocidade média (v), o tempo dinâmico pode ser

 $^{^1\}mathrm{A}$ revisão apresentada nesta subseção baseia-se no capítulo 2 do livro X-ray Emission from Cluster of galaxy (Sarazin 1988)

expresso como:

$$t_{cr} \propto \frac{R}{\langle v \rangle} \approx 10^9 \text{yr} \left(\frac{\text{R}}{\text{Mpc}}\right) \left(\frac{\sigma_r}{10^3 \text{km/s}}\right)^{-1}$$
 (1.1)

Onde σ_r é a dispersão de velocidades do sistema. Um aglomerado típico com R = 1Mpc e $\sigma_r = 10^3$ km/s possui um $t_{cr} \sim 10^9$ yr ou aproximadamente 10% da idade do universo.

Escala de tempo de relaxação: É a escala de tempo característica sob a qual ocorre a equipartição de energia entre as galáxias do sistema. Nesta situação ocorre segregação cinemática, com as galáxias menos massivas apresentando maior velocidade em relação às mais massivas. Chandrasekhar (1942) propôs o mecanismo de relaxação de 2-corpos baseado no efeito cumulativo de encontros entre dois objetos. Estes encontros produzem uma mistura no espaço de fase e tendem a levar o sistema a um estado de equilíbrio. A escala de tempo característica para a relaxação de 2-corpos pode ser expressa pela equação

$$t_R = \frac{v_r^3}{8\pi n (Gm)^2 \ln\Lambda} \tag{1.2}$$

onde *n* é a densidade numérica do sistema e $\Lambda \equiv R/b_{min}$, com *b* representando o parâmetro de impacto. A partir do teorema do virial, temos $m \approx Rv^2/(GN)$ e $t_d = 2R/\sqrt{v^2}$, logo,

$$t_R = \frac{N}{12\ln N} \approx 0, 1 \frac{N}{\ln N} t_d \tag{1.3}$$

Como podemos ver das equações acima, o tempo de relaxação de dois corpos depende do número de objetos no sistema (N). No caso de grupos com cerca de 10 galáxias, o tempo de relaxação de dois corpos é comparável ao tempo dinâmico do sistema.

• Escala de tempo da fricção dinâmica:

O processo de fricção dinâmica foi descoberto por Chandrasekhar (1943). Ele mostrou que um objeto de massa M movendo-se com velocidade v através de uma distribuição Maxwelliana de partículas de massa $m \ll M$, sofre uma força de arraste descrita pela equação

$$\frac{dv}{dt} = -v \left\{ \frac{4\pi G^2 M}{v^3} \ln(\Lambda) \rho_{tot} [\operatorname{erf}(x) - x \times \operatorname{erf}'(x)] \right\}$$
(1.4)

onde $x \equiv v/(2^{1/2}\sigma_r)$, σ_r é a dispersão de velocidades da distribuição de partículas, ρ_{tot} é a densidade de massa total, erf é a função erro e $\Lambda \approx \min[(3R_G\sigma_r^2/2Gm), (R_G/2r_g)]$ com R_G representando o raio do aglomerado e r_g o raio da galáxia. Supondo que a densidade do meio seja dada por uma esfera isotérmica, onde $\rho(r) = v_c^2 4\pi G r^2$, sendo v_c a velocidade circular. Considerando um corpo maciço sujeito à F_{FD} em órbita circular ($v = v_c$) temos,

$$M\frac{dv}{dt} = -0,43 \ln\Lambda \frac{GM^2}{r^2} \tag{1.5}$$

Desse modo, pode-se estimar que a escala de tempo de fricção dinâmica da seguinte forma:

$$t_{FD} = \left| \frac{v}{dv/dt} \right| = \frac{vM}{F_{FD}} \tag{1.6}$$

O processo de fricção dinâmica é o responsável por desacelerar as galáxias massivas próximas ao centro de um aglomerado. Isso ocorre pois a energia cinética removida dessas galáxias é transferida para as partículas mais leves. Devido à perda de energia estas galáxias passam a espiralar em direção ao centro do sistema. Em consequência disto, é produzida uma segregação em massa nos aglomerados, onde as galáxias mais massivas são encontradas preferencialmente em raios menores ou mais internos no sistema. Por outro lado, a dispersão de velocidades das galáxias mais massivas, em determinado raio, será menor do que das galáxias menos massivas.

1.2 Efeitos de Segregação

A partir do momento em que galáxias ricas em gás e com formação estelar em andamento migram do campo para os ambientes densos de grupos e aglomerados, estas podem perder seu gás e modificar a sua estrutura devido aos mecanismos físicos que atuam nestes ambientes. Como resultado, a população de galáxias passa a evidenciar efeitos de segregação. Nas próximas subseções abordaremos detalhadamente os diferentes tipos de segregação observados em grupos e aglomerados.

1.2.1 Segregação Morfológica

Tanto no universo local quanto em *redshifts* mais altos ($z \sim 1$), a população de galáxias pode ser descrita basicamente pela combinação de dois tipos: galáxias *early-type*, com pouca ou nenhuma formação estelar e galáxias *late-type*, com formação estelar ativa (Strateva et al. 2001; Baldry et al. 2004). Dada as diferenças nas propriedades dessa população bimodal de galáxias dois cenários foram propostos para o seu processo de formação, cenários *nature* e *nurture*. No cenário *nature* as propriedades das galáxias dependem de condições iniciais na época de formação das galáxias, enquanto no cenário *nurture* os processos físicos, aos quais as galáxias são submetidas por estarem inseridas nos ambientes de grupos e aglomerados, desempenham um papel importante na evolução das suas propriedades.

A partir da análise da distribuição de cor dessas galáxias descobriu-se que essas duas populações ocupam posições diferentes no diagrama cor-magnitude e possuem perfis de brilho distintos (Blanton et al. 2003). A distribuição de brilho superficial destas duas populações pode ser decomposta em uma componente esferoidal e uma componente de disco. O perfil de brilho pode ser expresso através da equação (Sérsic 1968):

$$I(r) = I_0 \exp[-(r/r_0)^{1/n}]$$
(1.7)

onde n é o índice de Sérsic e I_0 e r_0 representam, respectivamente, o brilho superficial e o raio característico central. Em geral, galáxias com um perfil exponencial $(n \sim 1)$ tendem a ser consideradas *late-type* enquanto as galáxias com perfil de de Vaucouleurs $(n \sim 4)$ são definidas como *early-type*.

A distribuição espacial desta população bimodal pode ser avaliada em termos da relação morfologia-densidade ou relação cor-densidade. Como mostrado por Oemler (1974), Davis & Geller (1976) e Dressler (1980) esta relação indica que galáxias dominadas por disco (galáxias *late-type*) e cuja formação estelar está em andamento, tendem a residir em regiões de mais baixa densidade (regiões mais periféricas de grupos e aglomerados) enquanto àquelas vermelhas e dominadas por uma componente esferoidal (galáxias *earlytype*) são encontradas predominantemente em regiões mais densas, tais como, as partes mais centrais de grupos e aglomerados de galáxias. Esta relação foi uma das primeiras evidências de que o ambiente deve influenciar nas propriedades das galáxias. Porém, se esta relação entre densidade local e as propriedades das galáxias, é intrínseca ou resultado de processos físicos que ocorrem em regiões densas após a formação inicial da galáxia, permanece uma questão em aberto.

1.2.2 Segregação em Massa

De acordo com o cenário *nurture* as propriedades das galáxias resultam dos múltiplos processos físicos que estas experimentam no ambiente denso de grupos e aglomerados (De Lucia et al. 2012, Kauffmann et al. 2004; Blanton et al. 2005; Weinmann et al. 2006). Diversos autores (Chandrasekhar 1943, De Lucia et al. 2004, Contini et al. 2012, 2015) têm apontado a fricção dinâmica como um mecanismo físico importante no estabelecimento da segregação em massa. De acordo com a equação de fricção dinâmica (ver subseção 1.1.1) fornecida por Chandrasekhar (1943), galáxias mais massivas caem mais rápido em direção às partes mais centrais de aglomerados de galáxias produzindo segregação em massa. Desse modo, podemos esperar que a massa característica da galáxia aumente com a massa do halo, uma vez que galáxias mais massivas tendem a habitar halos maiores e estas, por sua vez, ocupam as regiões mais interna dos sistemas (De Lucia et al. 2004, Gao et al. 2004, Vale & Ostriker 2006).

Na literatura, podemos encontrar várias evidências que apoiam a segregação em massa em aglomerados (Lares et al. 2004, McIntoshi et al. 2005, van den Bosh et al. 2008, Presotto et al. 2012; Roberts et al. 2015). Porém, ao mesmo tempo, existem evidências que indicam a ausência de segregação em (von der Liden et al. 2010, Vulcani & Ziparo et al. 2013). Por exemplo, McIntosh et al. (2004) analisando a população de galáxias azuis e vermelhas localizadas em três aglomerados no universo local (z < 0.06) encontraram que ~ 20% das galáxias contidas entre 65-85% do raio virial projetado do aglomerado possuem cores azuis ou moderadamente azuis. Além disso, eles observaram que as galáxias definidas como extremamente azuis, possuem distribuição cinemática e espacial distintas em comparação às galáxias vermelhas gravitacionalmente ligadas ao sistema e localizadas nas regiões mais centrais. No entanto, Vulcani et al. (2013) analisando a função de massa de galáxias azuis e vermelhas encontraram que embora estas galáxias possuam funções de massa distintas, a forma desta função não depende do ambiente no qual as galáxias estão inseridas. Recentemente, Roberts et al. (2015) encontraram evidências de segregação em massa para uma amostra de grupos obtidos a partir do SDSS-DR7. Eles alegam que os resultados conflitantes encontrados na literatura podem ser amenizados a partir da inclusão de galáxias de baixa massa na amostra.

1.2.3 Segregação Cinemática e Luminosa

Estudos sugerem que as galáxias luminosas possuem distribuição radial diferente das galáxias mais fracas, sendo as primeiras localizadas nas regiões mais centrais. Este fenômeno é denominado como segregação em luminosidade e pode ser interpretado como um resultado de efeitos primordiais ou devido ao ambiente no qual as galáxias estão inseridas. Do ponto de vista do modelo ACDM, a segregação em luminosidade é esperada, uma vez que as galáxias se formam em picos de densidades elevadas (Kaiser 1984, Davis et al. 1985). Com relação aos efeitos ambientais, a segregação em luminosidade pode ser o resultado de fusões frequentes ou mecanismos dinâmicos ocorrendo próximo ao centro do sistema.

As primeiras evidências de segregação cinemática em aglomerados surgiram a partir dos estudos realizados por Holmberg (1940), onde ele observou que as galáxias espirais e elípticas presentes no aglomerado de Virgo possuem dispersões de velocidades diferentes, com as espirais apresentando valores maiores de σ_v . Esses resultados foram obtidos antes de Chandrasekhar (1943) mostrar que a fricção dinâmica causa uma desaceleração em galáxias massivas em aglomerados. Mesmo diante da importância dos resultados apresentados por Holmberg e Chandrasekhar, uma grande quantidade de observações foram necessárias até que a relevância da segregação cinemática em aglomerados de galáxias fosse estabelecida (Zwicky & Humason 1964, Rood et al. 1972, Chincarini & Rood 1977).

Inicialmente, os estudos de segregação estavam restritos ao universo local devido às limitações observacionais. Por exemplo, Zwicky & Humason (1964) utilizando informações a partir de placas fotográfica, obtiveram redshifts para 42 galáxias no aglomerado de Abell 194. Eles afirmam que as 21 galáxias mais brilhantes no sistema possuem dispersões de velocidade menores do que as 21 mais fracas. Seus resultados foram posteriormente confirmados por Rood et al. (1972) e Chincarini & Rood (1977). Tamman (1972) analisando uma amostra de 122 galáxias contidas no aglomerado de Virgo encontraram resultados similares com as galáxias espirais apresentando dispersões de velocidades 40% maiores do que as elípticas e lenticulares. O resultado obtido por Tammann (1972) foi estendido a outros aglomerados e resultados similares foram encontrados (Moss & Dickens 1977, Kent & Gunn 1982). Mais tarde, Yepes et al. (1991) estudando segregação em luminosidade em aglomerados de galáxias, encontraram que o grau de segregação do sistema pode estar associado a diferença de idade dos aglomerados e consequentemente, a diferentes estágios evolutivos.

Recentemente, Barsanti et al. (2016) encontraram evidências de segregação em cor e luminosidade no espaço de velocidades para uma amostra de 41 aglomerados de galáxias localizados no intervalo de $0, 4 \le z \le 1, 5$. Seus resultados apontam que em $z \le 0, 8$ as galáxias azuis possuem dispersões de velocidades entre 10-20% maiores que a população de galáxias vermelhas. Eles também observaram que nesse intervalo de *redshift* a segregação em luminosidade afeta apenas as galáxias mais luminosas que, por sua vez, possuem velocidades menores. No entanto, para $z \ge 0, 8$ eles encontraram poucas evidências de segregação em cor e uma marginal evidência de segregação em luminosidade.

1.3 Processos físicos em ambientes densos

Uma interpretação natural dos diversos tipos de segregação presentes em ambientes densos é que as galáxias podem ser transformadas a partir do momento que elas migram do campo para o ambiente denso de grupos e aglomerados. A partir desse momento a galáxia passa a sofrer processos, tais como, retirada do gás frio da galáxia por pressão de arraste do gás quente intra-aglomerado ou intragrupo (Gunn & Gott, 1972), estrangulamento ou retirada do gás quente da galáxia, interrompendo o fornecimento de gás frio e impedindo que a galáxia continue formando estrelas (Balogh et al., 2000), além de interações de maré e fusões com outras galáxias (Toomre & Toomre, 1972) e/ou com o poço de potencial do grupo ou aglomerado (Moore et al., 1996).

A eficiência destes processos pode ser caracterizada pela dispersão de velocidades, σ_v , do ambiente em que a população de galáxias se encontra. Por exemplo, a pressão de arraste induz uma força ~ $\rho\sigma^2$, onde ρ é a densidade do meio intragrupo. Devido à dispersão de velocidades relativamente baixa de grupos, ~ 250 - 400 kms⁻¹, a influência deste processo neste ambiente não é tão grande em comparação à aglomerados de galáxias onde tanto ρ quanto σ são maiores. Em aglomerados massivos, onde este efeito é mais eficiente, à medida que uma galáxia espiral cai no poço de potencial, ela experimenta uma força que é capaz de remover o seu gás frio, reduzindo assim a quantidade de gás necessário para formar estrelas (Abadi et al. 1999). Embora este cenário não produza necessariamente uma transformação morfológica, à proporção que a formação estelar é encerrada dentro do disco, isso pode conduzir uma galáxia do tipo disco a uma do tipo S0 (Abraham et al. 1996; Quilis et al. 2000).

No cenário atual, grupos e aglomerados de galáxias evoluem a partir da acreção de galáxia e de grupos menores. Neste processo, a pressão de arraste aplicada pelo meio intraaglomerado é o principal responsável por remover o gás do halo de matéria escura que está entrando no aglomerado e aquecê-lo, levando à virialização do gás no poço de potencial do aglomerado principal (Eckert et al. 2014, De Grandi et al. 2016). Observações de galáxias migrando do campo para o aglomerado de Virgo e Coma mostram que estas aparentam ter um disco de HI truncado enquanto o disco estelar mantém-se inalterado (Vollmer et al. 2004). Em outras galáxias é possível observar o gás HI sendo retirado da galáxia hospedeira (Oosterloo & van Gorkom, 2005).

O processo de estrangulamento do gás é um processo lento com uma escala de Giga anos (Ga) em aglomerados. Este também requer um mecanismo de remoção do gás, que em geral é o ambiente de aglomerados, que interage e remove o gás quente das galáxias orbitando o poço de potencial. Este mecanismo não é eficiente em grupos uma vez que uma grande parte dos grupos de galáxias continuam formando estrelas. A menos que o grupo seja jovem, a escala de tempo de truncamento da formação estelar, via pressão de arraste e estrangulamento, deve ser maior que o tempo de Hubble. Por outro lado, fusões de galáxias e interações de baixa velocidade além de processos não gravitacionais, tais como, *feedback* do núcleo ativo de galáxias (do inglês, AGN) devem ser efeitos maiores e portanto dominar a evolução dos membros do grupo.

Existem vários exemplos observacionais de que as galáxias estão sofrendo processos de interação, porém grande parte do que se sabe com relação à escala de tempo e as propriedades da fusão são extraídos a partir de simulações numéricas. As primeiras simulações de N-corpos sugeriram que o produto final da fusão entre galáxias de massas similares (*major merger*) resultaria em uma galáxia elíptica (Toomre & Toomre 1972). Entretanto, a partir das simulações semi-analíticas, observou-se que a fração de galáxias com razão bojo-disco intermediária não pode ser explicada unicamente pelas fusões mai-

ores (Diaferio et al. 2001; Springel et al. 2001). Okamoto & Nagashima (2003) indicaram que fusões entre galáxias com massas diferente (*minor mergers*) devem desempenhar um papel importante na criação de galáxias com razão bojo-disco intermediárias.

Como dito anteriormente a dispersão de velocidades relativamente baixa e a proximidade dos membros favorecem processos de fusão no ambiente de grupos. Estudos recentes mostram que 40% das galáxias, especialmente de baixa massa, que residem em grupos ou aglomerados, foram preprocessadas (ou seja, tiveram sua formação estelar encerrada) em halos com $M_{halo} \geq 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ antes de serem acretados pela estrutura em grande escala (McGee et al. 2009; De Lucia et al. 2012). Este preprocessamento de galáxias em grupos pode ser dirigido pelos processos descritos anteriormente, sejam eles, interações galáxiagaláxia ou fusões. Além disso, tem sido mostrado que a taxa de fusão em ambiente de grupos é maior que no campo e em aglomerados ricos em galáxias (Zabludoff & Mulchaey, 1998; De Lucia et al. 2011). Estas interações inicialmente desencadeiam um intenso surto de formação estelar (Sanders et al. 1988; Cox et al. 2006; Teyssier et al. 2010) que pode consumir o gás frio e levar ao encerramento da formação estelar na galáxia se nenhum outro mecanismo fornecer gás à galáxia.

Embora estes vários mecanismos reproduzam as diferentes populações de galáxias observadas em grupos permanece em aberto quais dos mecanismos são dominantes na transformação das galáxias.

1.4 Distribuição de velocidades

A dinâmica de aglomerados ricos é frequentemente estudada através da emissão estendida em raios-X, a qual fornece informações relevantes sobre o poço de potencial do aglomerado. Uma vez que nem todos os grupos são massivos e evoluídos o suficiente de modo que sua emissão em raios-X seja detectada (Zabludoff & Mulchaey 1998) faz-se necessário utilizar outros traçadores que possam reproduzir a dinâmica desses objetos.

Em geral, a distribuição de velocidades radiais das galáxias pode ser um importante traçador da dinâmica de grupo e prover informações sobre o estágio evolutivo desses sistemas. A suposição padrão adotada é que a distribuição de velocidades é Gaussiana. Entretanto esta suposição só é estritamente verdadeira se estamos lidando com sistemas em equilíbrio dinâmico. Desse modo, grupos com distribuição de velocidades não-Gaussiana podem indicar um sistema em processo de fusão (Menci & Fusco-Femiano, 1996) ou em estágio inicial de evolução.

Um método de estimar se a distribuição de velocidades de um determinado sistema é bem ajustada por uma Gaussiana é aplicando testes estatísticos sobre essa distribuição. Yahil & Vidal (1977) aplicaram diferentes testes estatísticos, (teste a, teste u e o teste Shapiro-Wilk), para mostrar que a distribuição de velocidades de aglomerados de galáxias obedece uma lei de distribuição Gaussiana exceto quando o sistema está contaminado por galáxias de campo. Outras evidências de subestruturas em aglomerados (Dressler & Shectman 1988; Bird 1994) mostram que a dinâmica de aglomerados é mais complexa do que se pensava inicialmente.

Beers et al. (1990) enfatizaram a dificuldade em determinar quando uma distribuição de velocidades difere significativamente de uma Gaussiana e salientou que o diagnóstico a respeito da Gaussianidade ou não-Gaussianidade de um sistema depende do teste utilizado. Recentemente, Hou et al. (2009) examinaram três testes de bom ajuste (Anderson-Darling (AD), Kolmogorov e o teste χ^2) para encontrar quais destes melhor distingue entre grupos Gaussianos (G) e não-Gaussianos (NG). Utilizando simulações de Monte Carlo e uma amostra de grupos do *Canadian Network for Observational Cosmology* (CNOC2) eles encontraram que o teste AD é mais confiável para detectar desvios de normalidade em amostras pequenas (sistemas pobres). Seus resultados mostram que G e NG exibem diferentes perfis de velocidade sugerindo que eles estão em estágio dinâmico diferente.

Ribeiro et al. (2011) analisaram 9 grupos com evidência de distribuição de velocidades NG e encontraram que a massa desses grupos é significativamente maior que a de grupos G e que todos eles eram compostos por múltiplos modos. Eles concluíram que estas subunidades possuíam propriedades intrínsecas podendo representar unidades acretadas ao sistema. Posteriormente, Ribeiro et al. 2013 utilizando a distância de Hellinger para determinar desvios de normalidade em sua amostra de grupos, encontraram que 67% dos grupos localizados em z < 0,1 (Berlind et al. 2006) são classificados como relaxados dinamicamente, enquanto 63% da sua amostra de grupos simulados (z = 0) são dinamicamente evoluídos. Além disso, eles observaram que existe uma relação entre o número de galáxias em grupos multimodais e a massa dos modos.

1.5 Grupos Compactos

Nas seções anteriores descrevemos as principais propriedades de grupos e aglomerados de galáxias. Além disso, enfatizamos os processos físicos que atuam nestes ambientes destacando os que são mais frequentes em grupos de galáxias. Uma classe de grupos extremamente relevantes no estudo da influência do ambiente nas propriedades das galáxias são os grupos compactos (GCs). Estes são sistemas compostos por pelo menos quatro galáxias distribuídas em uma configuração compacta no céu. Os primeiros exemplos deste tipo de associação foram descobertos por Stephan (1877) e Seyfert (1948). O Quinteto de Stephan corresponde a um pequeno grupo contendo cinco galáxias das quais três indicam forte interação gravitacional e o Sexteto de Seyfert é considerado o mais denso GC conhecido, com separação média projetada das galáxias de apenas $6.8h^{-1}$ kpc.

Os primeiros catálogos de grupos compactos utilizavam critérios subjetivos para identificar os sistemas através de placas fotográfica. Podemos destacar os catálogos *Atlas of Interacting Galaxies* (Vorontsov & Velyaminov, 1959, 1977) e o *Atlas of Peculiar Galaxies* (Arp, 1966), ambos contendo o Quinteto de Stefan e o Sexteto de Seyfert. Por volta dos anos 70, foram produzidos os primeiros catálogos seguindo critérios de seleção objetivos (Rose, 1977; Hickson 1982). De acordo com o trabalho de Rose (1977) os grupos deveriam ter pelo menos 3 galáxias mais brilhantes que o magnitude limite de 17,5 e apresentar um contraste de densidade superficial 1000 vezes maior em comparação ao campo. Este catálogo, embora mais rigoroso do que os catálogos publicados anteriormente, sofre de viés uma vez que ele não possui critério de isolamento e apresenta poucos sistemas com multiplicidades maiores que quatro. Para reduzir tais efeitos Hickson (1982) adotou critérios qualitativos incluindo tanto isolamento quanto a compacticidade dos sistemas. Ele adotou os seguintes critérios:

- Riqueza: N ≥ 4 onde N é o número de galáxias com até 3 magnitudes com relação a galáxia mais brilhante do sistema.
- Compacticidade: O brilho superficial médio, $\bar{\mu}_g$ deve ser inferior a 26mag arcsec⁻²
- Isolamento: θ_N = 3 × θ_G ou seja, não pode haver nenhuma galáxia com magnitude de até m_b + 3 dentro de 3 vezes o raio do grupo θ_G, onde m_b é a magnitude da galáxia mais brilhante do grupo.

Utilizando os critérios descritos acima, Hickson (1982) catalogou 100 GCs, que passaram a ser conhecidos como Grupos Compactos de Hickson (do inglês, HCGs), cobrindo uma área de 67% do céu.

A partir da medida do redshift ($z = \Delta \lambda / \lambda$) é possível estimar a distância D de um objeto movendo-se no fluxo de Hubble ($v = H_0 D$ onde $H_0 = 70 \text{kms}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ e corresponde a constante de Hubble). Desse modo, para que um grupo seja considerado uma entidade física é necessário que suas galáxias possuam valores próximos em z. Por outro lado, a presença de galáxias com redshifts discrepantes pode sugerir que tais estruturas sejam apenas alinhamentos casuais. Por muito tempo a presença de tais discrepâncias gerou controvérsias sobre a natureza física dos GCs. Duas hipóteses foram levantadas para explicar a presença destas galáxias. A primeira é que estas seriam objetos intrusos ao sistema, ou seja galáxias de fundo projetada na região do grupo e a segunda é que estes objetos são fisicamente associados a outras galáxias nos grupos. Para trazer luz a este problema, Hickson et al. (1992) introduziram um critério de exclusão cinemático. A partir da análise das velocidades radiais de 462 galáxias da sua amostra de GCs eles perceberam que mais de 80% das galáxias possue
m $v-v_m \leq 1000 {\rm km s}^{-1}$ onde v_m é a velocidade mediana do grupo, com desvio padrão $\sigma \sim 250 \rm km s^{-1}$. Eles perceberam que utilizando este critério seria possível remover as galáxias com *redshifts* discordantes. Aplicando este critério a sua amostra de GCs 8 deles foram considerados espúrios ou projeções casuais, restando apenas 92 sistemas.

A dispersão de velocidades típicas de grupos compactos é bem menor que a de aglomerados ($\sigma \sim 1000 \text{kms}^{-1}$) e comparável à de grupos esparsos ou normais (*loose groups* $\sim 208 \text{kms}^{-1}$). A baixa dispersão de velocidades e a proximidade das galáxias em tais ambientes favorecem processos de interação entre as galáxias. O número de encontros próximos sofridos por uma dada galáxia, num intervalo de tempo Δt , está associado com a seção de choque destes encontros e com o tempo de cruzamento. Este último corresponde ao número de vezes em que uma galáxia em determinada órbita cruza o grupo. O tempo de cruzamento mediano de uma galáxia nos HCGs é de $t_c = 0.016 H_0^{-1}$, indicando que as galáxias cruzam muitas vezes o centro do sistema reforçando a hipótese de que fusões devem ser frequentes em tais ambientes.

Interações entre galáxias podem modificar a estrutura interna das galáxias, produzindo desde distorções na sua forma até a mudança no seu tipo morfológico. Vários estudos

apontam que a fração de galáxias espirais (f_s) é significativamente menor em grupos compactos do que no campo. Hickson et al. (1988) encontraram uma fração de $f_s =$ 0,49 para sua amostra de GCs. Prandoni et al. (1994) obtiveram uma fração um pouco maior, $f_s = 0,59$, porém ambos os valores são menores do que a fração de galáxias azuis de campo ($f_s \approx 0,82$). Outros estudos apontam uma predominância de determinado tipo morfológico (*early* ou *late type*) em GCs (Hickson et al. 1988, Prandoni et al. 1994). Outro ponto interessante é que há uma forte correlação entre o tipo morfológico e a dispersão de velocidades dos grupos, onde grupos com maiores dispersões de velocidades tendem a ser mais luminosos e possuírem um número menor de galáxias ricas em gás ou *late type*.

Há muitas evidências de interação nas galáxias presentes em grupos compactos. Rubin et al. (1991) encontraram que 2/3 das 32 galáxias espirais nos HCGs possuem curvas de rotação peculiares. Posteriormente, Mendes de Oliveira et al. (1997) a partir da análise dos mapas de velocidades em H α para 26 galáxias espirais também dos HCGs encontraram que apenas 1/3 das galáxias apresentam curvas de rotação anormais. Eles sugerem que as discrepâncias com relação aos resultados apresentados por Rubin et al. (1991) devemse ao fato de estarem utilizando uma amostra com maior completeza espacial. Com relação às galáxias elípticas, esses mesmos autores detectaram emissão nuclear em 11 das 12 galáxias observadas. Essa alta fração sugere que interações e fusões podem ter reabastecido o gás dessas galáxias. Zepf & Whitmore (1993) encontraram que galáxias elípticas em GCs tendem a ter dispersões de velocidades internas menores do que elípticas em outros ambientes possuindo o mesmo raio efetivo, magnitude absoluta e cor.

As interações de maré desempenham um papel importante no acionamento da atividade nuclear nas galáxias (Kormendy & Sanders 1992, Sanders & Mirabel 1996). Grupos compactos por possuírem alta densidade de galáxias e sinais claros de interações entre as galáxias podem ser considerados sistemas ideais nos quais estes efeitos devem ser estudados. De fato, muitos HCGs apresentam galáxias com surto de formação estelar (*starburst*) e com núcleo ativo (AGN). Por exemplo, O HCG 16 contém duas galáxias Seyfert e LI-NERS e três galáxias *starburst* (Ribeiro et al. 1996). HCG 31 contém cinco galáxias mostrando sinais de *starburst* recente (Rubiun et al. 1990). Galáxias do tipo Seyfert também são encontradas nos grupos compactos HCG 77, 92, 93 e 96.

Em geral, a atividade de formação estelar em GCs pode ser determinada a partir de observações no infravermelho. Zepf (1993) comparou a razão entre os fluxos em 60 e

 100μ m das galáxias em grupos compactos, isoladas e em processo de fusão. Ele observou que a amostra de GCs difere das demais e que aproximadamente 1/3 dos grupos compactos possuem valores maiores da razão $F_{60\mu m}/F_{100\mu m}$. Seus resultados indicam que apenas 7% das galáxias em HCGs estão coalescendo.

A taxa de formação estelar também pode ser estimada a partir de observações em rádio. Tal emissão é devido ao mecanismo de emissão síncrotron por elétrons relativísticos que interagem com o campo magnético. Menon (1991) enfatizou que a forte correlação entre a radiação no infravermelho e em rádio sugere que estas emissões foram geradas a partir da mesma região, o que indica que a densidade de elétrons relativísticos está relacionada com as regiões de formação estelar. Nas galáxias espirais em GCs a emissão em rádio é de origem nuclear enquanto que em espirais isoladas a emissão origina-se no disco. As observações de Menon (1991) mostram que a emissão nuclear das galáxias em GCs é maior que a emissão de galáxias isoladas. Estes resultados são consistentes com o cenário no qual interações gravitacionais entre as galáxias induz um fluxo de gás das partes mais externas para as mais internas, resultando assim em um aumento da taxa de formação estelar e possivelmente alimentando o buraco negro central.

1.5.1 Conteúdo de Gás em GCs

A massa e a distribuição de gás frio galáctico e intergaláctico, pode ser estimada a partir de observações do hidrogênio neutro (HI) na linha de 21cm. Verdes-Montenegro et al. (2001) compararam a massa observada de HI nas galáxias em GCs com a massa predita de gás que essas galáxias deveriam ter de acordo com a sua luminosidade óptica e seu tipo morfológico. Eles afirmam que GCs apresentam uma deficiência na quantidade de gás neutro. A massa de HI esperada para GCs é obtida a partir da soma das massas de todas as galáxias espirais e lenticulares contidas em cada grupo. A deficiência em HI, no entanto, é definida como

$$Def_{HI} = \log[M(HI)_{pred}] - \log[M(HI)_{obs}]$$
(1.8)

onde $M(HI)_{obs}$ corresponde à massa observada e $M(HI)_{pred}$ é a massa predita para cada galáxia, a qual depende do tipo morfológico e da luminosidade na banda B (Haynes & Giovanelli 1984). Verdes-Montenegro (2001) afirmam que a deficiência em HI pode estar associada a forças de maré existentes no ambiente de grupos compactos. Eles propõem um cenário evolutivo no qual o HI é continuamente removido das galáxias e depositado no meio intergaláctico.

Dada a dispersão de velocidades de grupos compactos (~ $100 - 400 \text{kms}^{-1}$), espera-se que a temperatura do gás contido nesses sistemas varie entre 0,1 - 1KeV. A massa total em grupos compactos excede a massa de gás e a massa estelar por uma ordem de magnitude. De acordo com Pildis et al. (1995) a fração de bárions em HCGs é de 12 - 19%, enquanto Davis et al. (1996) estimaram uma fração de 10-16% para o grupo NGC 2300. Estes valores são comparáveis à fração encontrada em aglomerados pobres (Dell'Antonio et al. 1995) e aproximadamente à metade dos valores típicos encontrados em aglomerados ricos.

A contribuição dos GCs para a função de luminosidade foi estimada por Ponman et al. (1996). Eles encontraram que aproximadamente 4% da luminosidade total no intervalo de $10^{41} - 10^{43}$ ergs⁻¹ vem dos HCGs. Esta quantidade é maior do que a contribuição dos HCGs para a densidade de luminosidade óptica local estimada por Mendes de Oliveira & Hickson (1991), mas similar ao valor obtido por Ribeiro et al. (1994).

O gás quente contido nos GCs possui metalicidade relativamente baixa, representando apenas 18% da metalicidade solar e menor do que o valor encontrado para aglomerados ricos (30-40% da metalicidade solar), sugerindo que o gás pode ser de origem primordial. Esse resultado é apoiado pela ausência de correlação entre a luminosidade óptica e em raios-X. Entretanto, devido a limitada resolução espectral do ROSAT, estas baixas metalicidades podem estar enviesadas e por isso devem ser analisadas com cuidado.

A fração relativamente alta de HCGs apresentando emissão difusa em raios-X (~ 75%, Ponman et al. 1996) é uma forte evidência de que estes sistemas são fisicamente densos, ao invés de configurações transientes ou efeitos de projeção. A consistência entre as propriedades em raios-X dos GCs e de aglomerados de galáxias, bem como as correlações obtidas entre as propriedades em raios-X e no óptico reforçam a ideia de que GCs são realmente sistemas físicos. Ostriker et al. (1995) argumentaram que a baixa luminosidade em raios-X dos GCs não é devido à pequena fração de galáxia, mas pode ser entendida se os grupos são estruturas filamentares em projeção (Henrquist et al. 1995). Ponman et al. (1996) postularam que para explicar os grupos compactos mais fracos, a temperatura do gás e a densidade devem ser da ordem de $T \sim 1$ kev e $n \sim 10^{-4} cm^{-3}$, respectivamente. Estes valores foram descartados pelas observações (Briel & Henry 1995) e simulações

CAPÍTULO 1. INTRODUÇÃO

(Diafério et al. 1995, Pildis et al. 1996).

1.6 Estrutura da Tese

Das seções anteriores vimos que o ambiente de grupos e aglomerados contribuem significativamente para a evolução das propriedades das suas galáxias membro. Nesses ambientes ocorrem diversos processos físicos que produzem alterações na taxa de formação estelar das galáxias bem como mudanças nos tipos morfológicos. Uma vez que ambientes de grupos (normais e compactos) são extremamente importantes no contexto da formação e evolução das galáxias, discutiremos nesta tese como o ambiente afeta a população de galáxias.

No capítulo dois apresentaremos os resultados da análise de segregação para uma amostra de grupos de galáxias de baixa massa localizados em redshifts mais altos $(0, 2 \le z \le 1)$ e extraídos do levantamento DEEP2. Este capítulo está escrito da forma original em que foi submetido à revista MNRAS.

No capítulo três estendemos a análise de segregação para grupos em redshifts mais baixos ($z \leq 0, 1$), porém levando em conta o estado dinâmico dos grupos. Neste capítulo buscamos por evidências de segregação em função da luminosidade, raio, massa e taxa de formação estelar para uma amostra de grupos de galáxias obtida a partir do catálogo de Berlind et al. (2006).

No capítulo quatro, analisamos o catálogo de grupos de Berlind et al. (2006) no intuito de detectar grupos compactos na vizinhança desses sistemas. Produzimos uma análise detalhada das propriedades dos grupos compactos no *infall* dos grupos de galáxias e em seguida estudamos as propriedades das galáxias contidas nos grupos normais. A amostra de grupos compactos foi extraída do catálogo de McConnachie et al. (2009).

Por fim no capítulo cinco apresentaremos as conclusões e os desdobramentos futuros deste trabalho.
Capítulo 2

Efeitos de Segregação em Grupos do DEEP2¹

2.1 Introdução

A formação e evolução de galáxias está relacionada a fatores ambientais. É bem estabelecido que as propriedades médias das galáxias tais como massa, cor, morfologia e conteúdo de gás dependem do ambiente no qual elas residem. Galáxias em aglomerados tendem a ser mais massivas e possuírem menores taxas de formação estelar (SFR) do que galáxias isoladas no campo que, em geral, formam estrelas continuamente (Dressler 1980; Oemler 1974; Blanton et al. 2006; Cooper et al. 2006, 2007; Kauffmann et al. 2004; Tasca et al. 2009). Sabe-se também que existe uma dependência entre a massa da galáxia e as suas propriedades (e.g. Poggianti et al. 2008), e que massa e ambiente estão diretamente relacionados, de modo que ambientes densos tendem a ser habitados por galáxias mais massivas (e.g. Hogg et al. 2003; Baldy & Glazebrook 2003).

Vários processos físicos são considerados relevantes no controle da taxa de formação estelar em ambientes de densidades elevadas. Estes processos são responsáveis por remover o gás frio da galáxia e por aquecê-lo. Alguns destes mecanismos são mais eficientes em regiões densas como aglomerados rico, enquanto outros desempenham um papel mais importante em ambiente de grupos. Por exemplo, interações como *mergers* e *harassment* são favorecidos em ambiente de grupos devido à baixa velocidade relativa entre as galá-

¹Este capítulo descreve o artigo publicado na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (MNRAS) cuja referência é Nascimento, R. S., Ribeiro, A. L. B., Lopes, P. A. A. 2017, MNRAS, 464, 183

xias (Zabludoff & Mulchaey 1998) enquanto em ambientes de densidades mais altas as galáxias podem ser fortemente afetadas por mecanismos tais como pressão de arrate e estrangulamento do gás devido à alta temperatura e pressão do meio intra-aglomerado (e.g. van den Bosch et al. 2008; Presotto et al. 2012). Acoplado a estes processos, galáxias massivas tendem a reduzir sua velocidade através da equipartição de energia por fricção dinâmica com as galáxias menos massivas (Chandrasekhar 1943; Capelato et al. 1981). Uma consequência destes fatores ambientais são os efeitos de segregação, isto é, correlações entre as propriedades de galáxias e/ou tendências radiais destas propriedades em função do centro do grupo/aglomerado. A presença de efeitos de segregação em grupos e aglomerados tem sido estudada por vários autores.

Biviano et al. (2003) estudando efeitos de segregação morfológica e em luminosidade para uma amostra de 59 aglomerados ricos observados no ESO Nearby Cluster Survey encontraram evidências de segregação em luminosidade para galáxias mais brilhantes do que $M_R = -22, 0 \pm 0, 1$ e que não pertencem a subestruturas. Girardi et al. (2003) estudaram segregação morfológica e luminosa em grupos esparsos identificados no Nearby Optical Galaxy catalogue. Eles concluíram que a segregação espacial é mais forte que a segregação cinemática e que a segregação morfológica independe da luminosidade. Eles argumentam que os fenômenos de segregação estão conectados a condições iniciais na época de formação das galáxias e que os mecanismos que influenciam a sua morfologia e luminosidade devem atuar de maneira similar em grupos e aglomerados.

Lares et al. (2004) analisaram o efeito de segregação em uma amostra de grupos de galáxias selecionada a partir do levantamento 2dF Galaxy Redshift Survey. Eles encontraram que galáxias passivas apresentam uma distribuição de velocidades estatisticamente mais estreita do que galáxias com atividade de formação estelar. Eles também encontraram que a amostra de galáxias vermelhas, com índice de cor B - R > 1, possui maior fração de objetos com velocidades menores ($v/\sigma < 1$) em comparação à galáxias azuis. Goto (2005) selecionou uma amostra de 335 aglomerados a partir do SDSS e encontrou que galáxias brilhantes em aglomerados ($M_z < -23$) possuem menores dispersões de velocidades do que as galáxias mais fracas. Ele também afirma que estes resultados permanecem inalterados mesmo quando a amostra é subdividida em galáxias *late-type* com e sem formação estelar, com a primeira apresentando maior dispersão de velocidades em comparação à segunda. Ribeiro et al. (2010) usando uma amostra de 57 grupos selecionados a partir do 2dF Percolation-Inferred Galaxy Catalogue encontraram que as galáxias mais brilhantes que $M_R = -21.5$ mostram um decréscimo na dispersão de velocidades normalizada, σ_u , enquanto as mais fracas apresentam um perfil aproximadamente constante. Eles ressaltam que grupos considerados dinamicamente complexos apresentam o mesmo comportamento, porém com uma correlação mais acentuada entre $\sigma_u \in M_R$.

Von den Bosch et al. (2008) usando o catálogo de grupos do SDSS obtido por Yang et al. (2007) sugeriram que galáxias satélites se tornam mais vermelhas e mais concentradas que galáxias centrais à medida que elas migram para halos maiores. Entretanto, eles não encontraram indícios de que a magnitude desta transformação depende do ambiente. Também usando aglomerados do SDSS, von der Linden et al. (2010) não encontraram evidências de segregação em massa em quatro *bins* de *redshifts* em z < 0, 1. Um resultado similar foi encontrado por Vulcani et al. (2013) utilizando uma amostra limitada em massa no intervalo de $0, 3 \le z \le 0, 8$ construída a partir dos levantamentos *IMACS Cluster Building Survey* e o *ESO Distant Cluster Survey*. Recentemente, Roberts et al. (2015) mostraram que a incapacidade em detectar segregação em massa é devido à efeitos de seleção nas amostras que, em geral, privilegiam galáxias de massa intermediária ou de alta massa. Roberts et al. (2015) também mostraram que a segregação em massa se torna mais evidente com a inclusão de galáxias de baixa massa e diminui com o aumento da massa do halo.

Atualmente, poucos estudos com relação aos fenômenos de segregação em redshifts intermediários e altos estão disponíveis. Por exemplo, Presotto et al. (2012) encontraram evidência de segregação em massa em grupos do levantamento zCOSMOS localizados nos intervalos de $0, 2 \le z \le 0, 45$ e $0, 45 < z \le 0, 8$. Dividindo a sua amostra entre grupos ricos e pobres em $0, 2 \le z \le 0, 45$, eles encontraram evidências de segregação em massa para grupos ricos, porém nenhuma tendência foi encontrada para grupos pobres. Balogh et al. (2014) utilizando uma amostra limitada em massa estelar ($M_{\star} > 10^{10,3} M_{\odot}$) também encontraram evidências de segregação em massa para grupos extraídos do levantamento *Group Environment Evolution Collaboration* 2 (GEEC2) no intervalo 0, 8 < z < 1. Recentemente, Barsanti et al. (2016) encontraram evidencias para segregação em velocidades para um conjunto de 41 aglomerados no intervalo de $0, 4 \le z \le 1, 5$.

No presente trabalho investigamos efeitos de segregação espacial e em velocidades em grupos de baixa massa, ou seja, analisamos a possibilidade de galáxias luminosas e vermelhas serem mais centrais e moverem-se mais lentamente que galáxias azuis e menos luminosas. Nosso objetivo é comparar estes fenômenos de segregação para uma amostra bem definida em dois intervalos de *redshifts*. O trabalho está organizado da seguinte forma: na seção 2 apresentamos a descrição dos dados utilizados, ou seja, o levantamento DEEP2, o catálogo de grupos e o método utilizado para definir as propriedades do virial para cada grupo; na Seção 3 apresentaremos os resultados principais da segregação em velocidade em função da luminosidade e do tipo morfológico; na Seção 4 discutimos possíveis erros sistemáticos e finalmente na seção 5 discutiremos nossos resultados. Ao longo deste trabalho assumimos uma cosmologia Λ CDM com parâmetros cosmológicos $\Omega_M =$ 0,3, $\Omega_{\Lambda} = 0,7$ e h = 0,7.

2.2 Dados e Metodologia

2.2.1 Amostra do DEEP2

O DEEP2 Galaxy Redshift Survey (Newman et al. 2013) é considerado o maior levantamento espectroscópico de galáxias homogeneamente selecionadas em $z \sim 1$. O levantamento cobre uma área de 2,8 graus quadrados distribuída em quatro campos observados até um limite de magnitude de $R_{AB} = 24,1$. Cada campo foi escolhido por residir em região de baixa extinção galáctica de acordo com os mapas de poeira de Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998). Os campos do DEEP2 equivalem a um volume de $5 \times 10^6 h^{-1} \text{Mpc}^3$ no intervalo de *redshift* de 0,75 < z < 1,4.

O catálogo fotométrico do DEEP2 foi obtido com a câmera CFHT12k (Coil et al. 1998) no telescópio Canadá-França-Havaí (CFHT) para as bandas B, R e I. As observações espectroscópicas foram produzidas utilizando uma rede de difração de 1200 linhas no espectrógrafo DEIMOS (Faber et al. 2003), acoplado ao telescópio Keck II. A resolução espectral de ~ 6000 produziu uma precisão na velocidade de ~ 30 kms⁻¹. O tempo de exposição típico foi de 1h por máscara. O número total de espectros obtidos foi de 52,989 e o total de objetos com medidas confiáveis do *redshift* foi de 38,348 (número de objetos com identificação de qualidade 3 ou 4, que correspondem a 95% e 99% de confiança na determinação do *redshift*).

Objetos foram pré-selecionados nos campos 2-4 do DEEP2 utilizando fotometria de banda-larga com o intuito de remover galáxias sobrepostas na linha de visada destes campos e localizadas em z < 0,7. Entretanto, o campo 1 do DEEP2, que compreende a região *Extended Goth Strip* (EGS, Davis et al. 2007), foi observado desde z = 0 até z = 1,4. Essa estratégia foi utilizada para testar a seleção de galáxias em z > 0,7 e aproveitar a cobertura multi-espectral dos dados neste campo.

As correções-K, as magnitudes absolutas (M_B) e as cores no rest-frame $(U - B)_0$ foram derivadas por Willmer et al. (2006). Além disso, as magnitudes apresentadas neste trabalho estão no sistema AB e são dadas por $M_B - 5\log h \operatorname{com} h = 0.7$.

2.2.2 Catálogo de Grupos do DEEP2 e a Análise do Virial

Nesta seção descreveremos resumidamente a amostra de grupos do DEEP2 e maiores detalhes podem ser encontrados em Gerke et al. (2012). Os Grupos foram identificados utilizando o método Voronoi-Delaunay (Marinoni et al. 2002). O algoritmo produziu 1165 grupos contendo dois ou mais membros com medidas confiáveis do *redshifts* na região da EGS e no intervalo de 0 < z < 1, 5 e 1295 grupos em z > 0, 6 nos demais campos do DEEP2. Além das coordenadas e o dos *redshifts* centrais, o catálogo fornece a estimativa do número de membros nos grupos e sua dispersão de velocidades. Entretanto, consideramos apenas as coordenadas (RA e DEC) e os *redshifts* centrais, e redefinimos a lista de membros e as propriedades dos grupos (dispersão de velocidade, raio e massa)

Para selecionar os membros dos grupos e excluir as galáxias intrusas, adotamos a técnica de *shifting gapper* (Fadda et al. 1996; Adami et al. 1998, Lopes et al. 2009) e utilizamos objetos a partir do DEEP2 Data release 4 (DR4) com qualidade 3 e 4 na medida do *redshift*. Inicialmente, consideramos em torno de cada grupo um raio máximo de 4Mpc e uma diferença em velocidades dada por $|cz - cz_{grupo}| \leq 4000 \text{kms}^{-1}$, onde c é a velocidade da luz, $z \in z_{grupos}$ são os *redshifts* das galáxias e dos grupos, respectivamente. Este raio máximo é importante para testar os efeitos de *infall* secundários para os grupos.

A técnica de *shifting gapper* utiliza a técnica de *gap* (Katgert et al. 1996, Lopes 2007) em bins radiais a partir do centro. A vantagem deste método é que ele não faz suposições com relação ao estado dinâmico do grupo. Para maiores detalhes deste procedimento ver Lopes et al. (2009). Após a remoção de galáxias intrusas, obtivemos 221 grupos com pelo menos 8 galáxias membro selecionadas. Essa baixa multiplicidade permite-nos explorar grupos em regimes de baixa massa. A figura 2.1 ilustra o resultado do procedimento para três grupos da nossa amostra. Em cada painel, os quadrados pretos representam os



Figura 2.1: Diagrama do espaço de fase para três grupos massivos da nossa amostra. A diferença radial e em velocidade são com respeito ao centro do grupo. Aplicamos o procedimento *shifting gapper* para seleção dos membros dos grupos (quadrados pretos) e exclusão de intrusos (círculos abertos).

membros do grupo e os círculos abertos os objetos identificados como intrusos.

Em seguida, estimamos a dispersão de velocidades na linha de visada (σ_p) para todos os membros do grupo. Obtivemos o raio do virial projetado e uma primeira estimativa da massa do virial foi definida a partir da equação 5 de Girardi et al. (1998). Para aplicar o fator de correção da pressão superficial adotamos um perfil de Navarro, Frenk & White (1997; NFW) e uma primeira estimativa do R_{200} . Posteriormente, uma estimativa refinada do R_{200} é obtida considerando a densidade de massa do virial. O perfil de NFW é assumido novamente para obter as estimativas de M_{500} , M_{200} , R_{500} e R_{200} . Este procedimento é análogo ao apresentado em Biviano et al. (2006) e Lopes et al. (2009). Os resultados da análise do virial para os 10 grupos mais ricos da nossa amosta são listados na tabela 3.1. As colunas representam: o nome do grupo; coordenadas (Ascensão Reta e Declinação); redshift médio; dispersão de velocidade (σ_p); número de galáxias utilizadas para determinar a dispersão de velocidades, (N_{σ}); raios e massas características (R_{500} , M_{500} , R_{200} , M_{200}). Em geral, nossos grupos representam sistemas de baixa massa com estimativas variando entre 5 $\times 10^{12} M_{\odot} \leq M_{200} \leq 1.63 \times 10^{14} M_{\odot}$.

2.2.3 Seleção da Amostra de Galáxias

Para definir uma amostra uniforme de galáxias no intervalo de *redshift* do DEEP2, seguimos o procedimento descrito em Gerke et al. (2007). De acordo com este trabalho, no estudo da evolução de galáxias é possível produzir catálogos limitados em volume,

ID	RA	DEC	Z	σ_p	N_{σ}	R_{500}	M_{500}	R_{200}	M_{200}
	(J2000)	(J2000)		$\rm km s^{-1}$		(Mpc)	$(10^{14}) \mathrm{M}_{\odot}$	(Mpc)	$(10^{14}) \mathrm{M}_{\odot}$
1	215.0325	53.1012	0.2009	$300.87^{\scriptscriptstyle +27.64}_{\scriptscriptstyle -19.26}$	104	$0.69^{\scriptscriptstyle +0.04}_{\scriptscriptstyle -0.03}$	$1.16^{\tiny +0.21}_{\tiny -0.15}$	$0.95^{\scriptscriptstyle +0.06}_{\scriptscriptstyle -0.04}$	$1.18^{\tiny +0.22}_{\tiny -0.15}$
2	215.3142	53.1008	0.2014	$278.44^{\scriptscriptstyle +22.52}_{\scriptscriptstyle -15.24}$	100	$0.66^{\scriptscriptstyle +0.03}_{\scriptscriptstyle -0.02}$	$1.00^{\tiny +0.16}_{\tiny -0.11}$	$0.90^{\scriptscriptstyle +0.05}_{\scriptscriptstyle -0.03}$	$1.03^{\tiny +0.17}_{\tiny -0.11}$
5	215.1649	53.1322	0.2010	$237.76^{\scriptscriptstyle +22.77}_{\scriptscriptstyle -17.01}$	89	$0.58^{\scriptscriptstyle +0.04}_{\scriptscriptstyle -0.03}$	$0.69^{\tiny +0.13}_{\tiny -0.10}$	$0.80^{\scriptscriptstyle +0.05}_{\scriptscriptstyle -0.04}$	$0.70^{\tiny +0.13}_{\tiny -0.10}$
7	215.2346	53.1516	0.2017	$204.24^{\scriptscriptstyle +22.31}_{\scriptscriptstyle -16.25}$	74	$0.52^{\tiny +0.04}_{\tiny -0.03}$	$0.50^{\tiny +0.11}_{\tiny -0.09}$	$0.72^{\tiny +0.05}_{\tiny -0.04}$	$0.51^{\tiny +0.11}_{\tiny -0.08}$
33	214.9645	53.0123	0.7444	$292.30^{\scriptscriptstyle +27.68}_{\scriptscriptstyle -20.57}$	71	$0.60^{\scriptscriptstyle +0.04}_{\scriptscriptstyle -0.03}$	$1.44_{\scriptscriptstyle -0.20}^{\scriptscriptstyle +0.27}$	$0.83^{\scriptscriptstyle +0.05}_{\scriptscriptstyle -0.04}$	$1.47^{\tiny +0.28}_{\tiny -0.21}$
41	215.3367	53.0569	0.2008	$222.21^{\tiny +20.03}_{\tiny -15.87}$	84	$0.55^{\tiny +0.03}_{\tiny -0.03}$	$0.59^{\tiny +0.11}_{\tiny -0.08}$	$0.76^{\scriptscriptstyle +0.04}_{\scriptscriptstyle -0.04}$	$0.60^{\tiny +0.11}_{\tiny -0.09}$
52	214.3444	52.5873	0.2367	$258.41^{\tiny +29.95}_{\tiny -21.36}$	72	$0.72^{\tiny +0.05}_{\tiny -0.04}$	$1.36^{\tiny +0.32}_{\tiny -0.23}$	$0.99^{\tiny +0.08}_{\tiny -0.05}$	$1.40^{\tiny +0.32}_{\tiny -0.23}$
62	215.1013	53.0645	0.2000	$292.23^{\scriptscriptstyle +28.64}_{\scriptscriptstyle -20.33}$	102	$0.67^{\tiny +0.04}_{\tiny -0.03}$	$1.06^{\tiny +0.21}_{\tiny -0.15}$	$0.92 \substack{+0.06\\-0.04}$	$1.09^{\tiny +0.21}_{\tiny -0.15}$
78	215.1344	53.0142	0.2025	$267.70^{\scriptscriptstyle +26.69}_{\scriptscriptstyle -18.94}$	89	$0.65^{\scriptscriptstyle +0.04}_{\scriptscriptstyle -0.03}$	$0.96^{\tiny +0.19}_{\tiny -0.14}$	$0.89^{\scriptscriptstyle +0.06}_{\scriptscriptstyle -0.04}$	$0.99^{\scriptscriptstyle +0.20}_{\scriptscriptstyle -0.14}$
210	215.0737	52.9612	0.7452	$236.67^{\scriptscriptstyle +25.39}_{\scriptscriptstyle -17.75}$	65	$0.53^{\tiny +0.04}_{\tiny -0.03}$	$1.00^{\scriptscriptstyle +0.22}_{\scriptscriptstyle -0.15}$	$0.73^{\tiny +0.05}_{\tiny -0.04}$	$1.02^{\scriptscriptstyle +0.22}_{\scriptscriptstyle -0.15}$

Tabela 2.1: Dispersão de velocidades, raio e massa do virial para 10 dos 221 grupos da nossa amostra.

definindo regiões no espaço cor-magnitude a partir de um corte em magnitude dependendo da cor no *rest-frame*. Este corte de seleção está ilustrado na figura 2.2, e é dado pela equação

$$M_{cut} - 5\log h = Q(z - z_{lim}) + \min\{[a(U - B) + b], [c(U - B) + d]\},$$
(2.1)

onde z_{lim} é o limite de redshift além do qual a amostra se torna incompleta, a, b, c e d são constantes que dependem do z_{lim} e são determinadas por inspeção do diagrama cor-magnitude; Q é a constante que permite a evolução linear da magnitude absoluta M_B^* com o *redshift*. Para este parâmetro, adotamos o valor estipulado por Faber et al. (2007) de Q = -1,37, determinado a partir da análise da função de luminosidade na banda B para os levantamentos COMBO-17 (Wolf et al. 2003) e DEEP2. Adotando esta aproximação e utilizando $z_{lim} = 1$ e (a, b, c, d) = (-1.34, -18.55, -2.08, -17.77), construímos uma amostra de 835 galáxias no intervalo de 0, 2 < z < 1 e distribuída em 105 grupos de galáxias.

O resultado deste corte de seleção está ilustrado na figura 2.2 onde apresentamos o diagrama cor-magnitude no *rest-frame* para galáxias do DEEP2 divididas em bins de $\delta z = 0,05$. As cruzes vermelhas e losangos azuis representam galáxias em grupos e no campo, respectivamente. As linhas tracejadas mostram o corte de seleção da amostra apresentado na equação 2.1 enquanto as linhas pontilhadas indicam a separação entre a população de galáxias azuis e vermelhas descrita matematicamente pela equação



Figura 2.2: Diagrama cor-magnitude no referencial das galáxias do DEEP2 similar ao obtido por Gerke et al. (2007), mas considerando apenas galáxias com pelo menos oito galáxias membro. Cada painel corresponde a bins de largura $\delta z = 0,05$ As cruzes vermelhas e losangos azuis representam galáxias em grupos e no campo, respectivamente. As linhas tracejadas mostram o corte de seleção ilustrado na 2.1 enquanto as linhas pontilhadas indicam a separação entre a população de galáxias azuis e vermelhas como apresentada na equação 2.2

$$(U-B)_0 = -0.032(M_B + 21.62) + 1.035$$
(2.2)

Esta equação foi obtida a partir da relação cor-magnitude para galáxias vermelhas em aglomerados distantes por van Dokkum et al. (2000) e convertida para o modelo cosmológico utilizado neste trabalho. Daqui em diante, todas as análise serão feitas considerando apenas galáxias cuja magnitude absoluta é menor que o corte de completeza, ou seja, $M_B \leq M_{cut}$. Vale notar que, uma vez que os grupos do DEEP2 contêm poucos membros,

as propriedades dos grupos tais como dispersão de velocidades, raio e massa características foram obtidas considerando todas as galáxias pertencentes aos grupos definidas após a remoção de objetos intrusos. Nós optamos por proceder assim para obter melhor confiabilidade estatística na determinação das propriedades dos grupos.

2.3 Análise de Segregação

2.3.1 A Amostra Composta

Uma forma apropriada de explorar as propriedades de múltiplos sistemas é combinando todas eles em um único sistema (Biviano & Girardi 2003, Ribeiro et al. 2013). Nestes grupos compostos, as distâncias com relação ao centro do sistema são normalizadas pelo R_{200} e suas velocidades referem-se as velocidades médias dos grupos e são normalizadas pela dispersão de velocidades do grupo. A dispersão de velocidades dos sistema compostos, σ_u , está relacionada a quantidade adimensional u_i , definida pela equação,

$$u_i = \frac{v_i - \langle v \rangle_j}{\sigma_j} \tag{2.3}$$

onde *i* e *j* são os índices da galáxia e do grupo, respectivamente. Com o intuito de analisar a presença de segregação em luminosidade em função das velocidades das galáxias, calculamos σ_u em *bins* de magnitudes absolutas. Os dados foram alocados nos *bins* de forma que cada *bin* possua aproximadamente o mesmo número de galáxias, assim a variabilidade dos dados dentro do *bin* será independente do tamanho. Por último, as barras de erro foram obtidas a partir da técnica de *bootstrap* com 1000 reamostragem dos dados. Consideramos as galáxias com $\sigma_u < 1$ (ou $\sigma_u > 1$) como galáxias com menores (ou maiores) dispersões de velocidades (e.g. Lares et al. 2004, Goto 2005).

Toda a análise efetuada neste trabalho está relacionada aos dados alocados em dois intervalos de *redshifts* uma vez que as propriedades das galáxias mudam à medida que nos movemos de *redshifts* mais baixos para os mais altos. Uma diferença importante entre essas duas subamostras, diz respeito ao intervalo de cor das galáxias. Galáxias em grupos em altos-z são, em geral, majoritariamente mais azuis do que as galáxias em baixos-z. Na figura 2.3 apresentamos o histograma de $(U - B)_0$ para as duas amostras. As linhas verticais tracejadas indicam a separação entre objetos azuis e vermelhos. Estes limites (definidos como a contagem mínima entre os dois picos de cor) são $(U - B)_0 = 1, 0$ e $(U - B)_0 = 1, 1$ para a amostra em alto e baixo *redshift*, respectivamente. Esta figura mostra claramente a predominância de galáxias azuis em alto-*z*. Além disso, estes cortes fixos em cor foram testados e concordam aproximadamente com o corte em magnitude em função da cor apresentado na equação 2.1. Eles são consistentes com o corte em cor usado por Presotto et al. (2012) para amostras em um intervalo de *redshift* similar. Na sequência deste trabalho, utilizaremos esta separação em cor para caracterizar os tipos de galáxias.



Figura 2.3: Histograma de $(U - B)_0$ para a amostra em baixo (violeta) e alto (verde) redshift. As linhas verticais pontilhadas indicam a separação entre os objetos vermelhos e azuis. Estes limites são definidos como $(U - B)_0 = 1.0$ e $(U - B)_0 = 1.1$ para a amostra em baixo e alto-z, respectivamente.

2.3.2 Buscando Efeitos de Segregação

Usando a equação 2.3, calculamos a dispersão de velocidades normalizada, σ_u para os grupos compostos em dois *bins* de *redshift*. O resultado pode ser observado na fig. 2.4 que ilustra a distribuição de σ_u do grupos composto em função da magnitude absoluta na banda B. Pontos pretos e losangos vazios representam as galáxias contidas em $R \leq R_{200}$ e entre $R_{200} \leq R \leq 2R_{200}$, respectivamente. O painel superior corresponde a amostra em baixo-*z* enquanto o painel inferior representa a amostra em alto-*z*. Indicamos neste gráfico através das linhas verdes a separação entre dispersões de velocidades maiores e menores. Este limite foi adotado a partir de Lares et al. (2004).



Figura 2.4: Dispersão de velocidades normalizada em função da magnitude absoluta na banda B para todas as galáxias no grupo composto dentro de R_{200} (pontos pretos) e em $1 < R_{200} \le 2$ (losangos) divididos em dois bins de *redshifts*. O painel superior corresponde a amostra em baixo-*z* enquanto o painel inferior representa a amostra em alto-*z*. As linhas verdes indicam a separação entre dispersões de velocidades altas e baixas.

De acordo com o painel em baixo-z, podemos perceber que para os dados em $R \leq R_{200}$ e

 $R_{200} \leq R \leq 2R_{200}$ existe uma tendência acentuada entre $\sigma_u \in M_B$. Utilizando o coeficiente de correlação de Pearson ρ (Edwards 1976), encontramos uma forte correlação entre estas variáveis, onde $\rho = 0,97$ para $R \leq R_{200}$, e $\rho = 0,98$ dentro de $R_{200} \leq R \leq 2R_{200}$ considerando um intervalo de confiança de 99%. A dispersão de velocidade normalizada para objetos mais brilhantes que $M_B \approx -19,0$ é menor do que a dispersão de velocidades para objetos mais fracos por um fator de $\sim 0, 5$. Isto indica que as galáxias mais luminosas estão se movendo mais lentamente do que os membros menos luminosos dos grupos. Por outro lado, com relação ao painel em alto-z, nenhuma tendência foi observada entre σ_u e M_B (com os coeficientes de correlação de Pearson dados por $\rho = 0,65$ em $R \leq R_{200}$ e $\rho = 0,68$ para $R_{200} \leq R \leq 2R_{200}$). Uma interpretação direta destes resultados é que as velocidades das galáxias luminosas foram reduzidas através de interações dinâmicas em $z \leq 0, 6$, enquanto que em z > 0, 6 estes efeitos ainda não ocorreram.

A tendência observada pode estar relacionada com a distribuição dos tipos de galáxias em cada amostra. Como mostrado por Sodré et al. (1989), Stein (1997), Adami et al. (2000), e outros autores, galáxias do tipo disco em aglomerados possuem maiores dispersões de velocidades do que galáxias esferoidais. Um resultado similar foi obtido para galáxias com linhas de emissão em aglomerados dos levantamentos ENACS (Biviano et al. 1997), 2dFGRS (Lares et al. 2004) e SDSS (Goto 2005). Neste último, as galáxias também são classificadas por cor e verificou-se que as maiores dispersões de velocidades são para galáxia azuis. Tudo isto indica que a distribuição dos tipos de galáxias em função da magnitude pode fornecer um melhor entendimento do efeito de segregação observado no painel superior da Fig. 2.4.

Usando a cor como uma estimativa do tipo da galáxia, de acordo com a separação $(U-B)_0$ definida na seção 2.3.1, apresentamos na Fig.2.5 a fração de galáxias vermelhas até $2R_{200}$ em função da M_B . Observe nesta figura que, para a amostra em baixo-z, o subconjunto de galáxias mais luminosas que $M_B \sim -19,5$ possui uma fração muito maior de galáxias vermelhas do que o subconjunto de objetos menos luminosos. Um efeito similar, porém menos acentuado, é observado para a amostra em alto-z. Ao mesmo tempo, a variação radial da fração de vermelhas indica que existem mais objetos vermelhos em $R < R_{200}$ em baixo-z do que em alto-z, como podemos ver na Fig.2.6. Nas partes mais externas, a diferença entre as amostras é bem menor. Finalmente, na Fig.2.7 vemos que a fração de galáxias vermelhas diminui até |u| = 2,25 para $z \leq 0,6$ e permanece



Figura 2.5: Fração de galáxias vermelhas em função da M_B , considerando galáxias até $2R_{200}$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias em $z \leq 0.6$ (z > 0.6). As barras de erro representam o erro padrão da proporção da amostra no desvio padrão binomial. As linhas vertical e horizontal representam, respectivamente, a separação entre as populações de galáxias vermelhas luminosas e fracas e quando f_{red} é maior que 50%.

aproximadamente plana para z > 0, 6. Também nesta figura, podemos observar a fração significativamente alta de objetos vermelhos com menores velocidades normalizadas |u| >1 em $z \leq 0, 6$. A combinação destes resultados indica que objetos mais vermelhos e luminosos possuem menores dispersões de velocidades e são mais concentrados que objetos azuis e brilhantes, produzindo assim o efeito de segregação observado na Fig. 2.4.

2.3.3 Testes Estatísticos

A partir de agora olharemos mais de perto os efeitos de segregação observados na amostra em $z \leq 0,6$ em comparação aos resultados obtidos em z > 0,6. A segregação ocorre quando galáxias vermelhas e luminosas são mais agrupadas e residem mais próximo



Figura 2.6: Fração de galáxias vermelhas em função de R/R_{200} considerando galáxias até $2R_{200}$ com $M_B \leq -18.5$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias em $z \leq 0.6$ (z > 0.6). As barras de erro representam o erro padrão da proporção da amostra no desvio padrão binomial. A linha vertical ilustra a f_{red} dento de R_{200} para as duas amostras.

do centro do grupo, ambos em posição e em velocidade, do que as galáxias azuis e mais fracas (Girardi et al. 2003, Aguerri et al. 2007). Essa definição é consistente com os resultados obtidos na seção 2.3.2. Por isso, devemos dar uma atenção especial ao comportamento estatístico da população de vermelhas luminosas. Para reforçar nossos resultados e verificar se a distribuição de σ_u por tipo de galáxia apresenta diferenças significativas com respeito as magnitudes, aplicamos um teste de *bootstrap* pareado para três subamostras: (i) Todas as galáxias vermelhas (R); (ii) galáxias vermelhas luminosas (BR) $(M_B < -19, 5)^2$; (iii) galáxias azuis (B). Selecionamos 1000 amostras de *bootstrap* a partir dos nossos dados respeitando o tamanho da amostra e o tipo da galáxia (R, BR, ou B).

²Definimos os objetos vermelhos brilhantes de acordo com a Fig. 2.5.



Figura 2.7: Fração de galáxias vermelhas em função de |u| considerando galáxias até $2R_{200}$ com $M_B \leq -18.5$. Círculos cheios (abertos) representam galáxias em $z \leq 0.6$ (z > 0.6). As barras de erro representam o erro padrão da proporção da amostra no desvio padrão binomial.

O procedimento consiste em comparar k médias das populações através de testes de hipótese: $H_0: \mu_i = \mu_j$, $i \neq j = 1, 2, ..., k$. Para cada amostra de *bootstrap* as diferenças $\delta_{ij} = |\bar{\sigma}_u(i) - \bar{\sigma}_u(j)|$ são calculadas e armazenadas (com $\mu_i = \bar{\sigma}_u(i)$). O valor-p do teste é definido como $(\sum \delta_{ij} \ge \delta_{ij}^{\text{obs}})/N$, onde N é o número de amostras de *bootstrap* e δ_{ij}^{obs} são as diferenças das médias obtidas a partir dos dados originais (e.g Westfall & Young 1993). Aplicando este procedimento, encontramos que galáxias R possuem $\bar{\sigma}_u^{\text{R}} = 0, 883 \pm 0, 101$ e movimentam-se mais lentamente do que galáxias B, que apresentam $\bar{\sigma}_u^{\text{B}} = 1, 108 \pm 0, 087$. O teste de *bootstrap* pareado indica que estes resultados são significantes com 90% c.l. (p=0,0982). A diferença mais acentuada é encontrada a partir da comparação entre galáxias BR e as galáxias azuis, onde $\bar{\sigma}_u^{\text{BR}} = 0,776 \pm 0,099$. Neste caso, o teste indica que objetos BR estão se movendo mais lentamente do que galáxias azuis com 99% c.l. (p=0,0015).



Figura 2.8: Distribuição de médias de σ_u para 1000 amostras de *bootstrap* geradas para todas as galáxias vermelhas ($M_B < -18.5$) – linha sólida vermelha; para galáxias vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) –linha vermelha pontilhada; e todas as galáxias azuis – linha azul sólida.

Na figura 2.8, apresentamos a distribuição das médias de σ_u para as 1000 amostras de *bootstrap*. Observe nesta figura os intervalos diferentes para cada tipo de galáxia: $0,43 \leq \bar{\sigma}_u^{\text{BR}} \leq 1,07, 0,43 \leq \bar{\sigma}_u^{\text{R}} \leq 1,38 \text{ e } 0,84 \leq \bar{\sigma}_u^{\text{B}} \leq 1,43$. Enquanto galáxias BR dominam o intervalo de menores velocidades, $\sigma_u \leq 0,8$, galáxias B possuem um comportamento oposto, gradualmente se tornando dominante em $\sigma_u \gtrsim 1,0$ (juntamente com galáxias vermelhas fracas). Estes resultados reforçam a ideia de que a segregação cinemática está relacionada à distribuição dos tipos de galáxias nos grupos.

Além da abordagem apresentada anteriormente vamos considerar a distribuição de distâncias com relação ao centro do grupo em função dos tipos de galáxias. Para este fim, utilizamos novamente o teste de *bootstrap* para as três amostras, dessa vez avaliando



Figura 2.9: Distribuição de médias de R/R_{200} para 1000 amostras de *bootstrap* geradas para todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) – linha vermelha pontilhada; e para todas as galáxias azuis – linha azul sólida

a distribuição das médias de R/R_{200} . As distribuições de *bootstrap* estão apresentadas na Fig. 2.9 com os seguintes intervalos: $0,33 \leq (\bar{R}/R_{200})^{\rm R} \leq 1,08, 0,35 \leq (\bar{R}/R_{200})^{\rm BR} \leq$ 1,08, e $0,52 \leq (\bar{R}/R_{200})^{\rm B} \leq 1,02$. Embora a maior fração de galáxias vermelhas seja encontrada mais próximas do centro dos grupos (ver Fig. 2.6), as distribuições de \bar{R}/R_{200} apresentam maior área de superposição e, diferente do caso anterior, o teste *bootstrap* não é capaz de rejeitar a hipótese de médias iguais para as galáxias R e B com alto nível de confiança. Encontramos que $(\bar{R}/R_{200})^{\rm R} = 0,665 \pm 0,107, (\bar{R}/R_{200})^{\rm BR} = 0,692 \pm 0,108$ e $(\bar{R}/R_{200})^{\rm B} = 0,767 \pm 0,095$ com a comparação pareada levando a p = 0,3967 (BR vs B) e p = 0.2931 (R vs B). Apesar das diferenças visuais entre as distribuições, no sentido de que as galáxias vermelhas são um pouco mais concentradas do que as azuis, as diferenças nas médias não são estatisticamente significantes (no melhor dos casos, obtivemos ~70%) c.l. comparando as galáxias B e R), e portanto não podemos dizer que as galáxias azuis e vermelhas são definitivamente segregadas com relação a distância ao centro dos grupos, embora elas sejam objetos cinematicamente distintos em um intervalo de confiança de 90% (R vs B), ou 99% (BR vs B).

Repetindo o procedimento para a amostra em alto-z, encontramos que as galáxias B possuem $\bar{\sigma}_u^{\rm B} = 1,105 \pm 0,066$, galáxias R
 apresentam $\bar{\sigma}_u^{\rm R} = 1,071 \pm 0,080$ e as galáxias BR possuem $\bar{\sigma}_{u}^{\text{BR}} = 1,090 \pm 0,087$. O teste *bootstrap* não foi capaz de rejeitar a hipótese de médias iguais de σ_u para as galáxias R e B (p = 0,4389), ou BR e B (p = 0,5129). Portanto, podemos inferir que não há segregação cinemática para galáxias na amostra em alto-z (ver Fig. 2.10). Ao mesmo tempo, as médias de R/R_{200} das amostras de bootstrap revelam uma diferença significativa entre galáxias azuis e vermelhas, como podemos ver na Fig. 2.11. Encontramos que $(\bar{R}/R_{200})^{\rm R} = 0,757\pm0,064, (\bar{R}/R_{200})^{\rm BR} = 0,701\pm0,088$ e $(\bar{R}/R_{200})^{\rm B} = 0,898 \pm 0,063$, com a comparação pareada levando a p = 0,0211 (BR vs B) e p = 0.0297 (R vs B). Portanto, galáxias azuis e vermelhas são segregadas em distância com relação ao centro do grupo considerando um intervalo de confiança de 95%, com as mais vermelhas sendo mais concentradas. Em conjunção ao resultado obtido para a amostra em baixo-z, apresentamos um cenário onde as galáxias vermelhas são mais centrais que as azuis em z > 0, 6, e não há evidência de segregação cinemática entre elas. Por outro lado, em $z \leq 0,6$ vemos uma situação diferente, onde há evidências menos conclusivas para a segregação radial entre as galáxias azuis e vermelhas, mas com objetos vermelhos (especialmente os vermelhos e luminosos) sendo cinematicamente segregados.

2.3.4 Evolução de galáxias

Para complementar nossos resultados construímos um esquema simples para evolução dos tipos de galáxias para as amostras em alto e baixo *redshift*, dentro da região de $R \leq 2 R_{200}$ e $2 < R \leq 4 R_{200}$ (ver Fig. 2.12). O primeiro ponto a ser observado nesta figura é o aumento do número de galáxias vermelhas de baixo fluxo nas partes centrais (de 3% para 31%) e também na periferia (de 15% para 32%) desde alto-*z* para baixo*z*. Paralelo a isto vemos um aumento na fração de galáxias vermelhas luminosas (de 21% para 23% no centro) e (6% to 12% na periferia) o fato de que o número de galáxias vermelhas brilhantes centrais é significativamente maior na amostra em alto-*z*. A princípio estas descobertas parecem apoiar o cenário no qual as galáxias de baixa massa são menos



Figura 2.10: Distribuição de médias de σ_u para 1000 amostras de *bootstrap* geradas para todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) – linha vermelha pontilhada; e para todas as galáxias azuis – linha azul sólida.

eficientes na supressão da formação estelar em halos de baixa massa (Tinsley 1968, Cowie et al. 1996, Pozzetti et al. 2010)³ o que estaria em acordo com vários estudos que relatam a existência de um deficit de galáxias no extremo de baixa luminosidade da sequência de vermelhas em aglomerados em *redshifts* mais altos (De Lucia et al. 2007; Gilbank & Balogh 2008; Capozzi, Collins & Stott 2010; Bildfell et al. 2012; Rudnick et al. 2015; Fassbender et al. 2014). Entretanto, observe que a variação total na amostra de galáxias azuis menos luminosas foi de aproximadamente 30%, com um pequeno declive dentro de $2 R_{200}$ (de 50% para 42%) e uma diminuição significativa para objetos fora deste raio (de 75% para 53%). Ao mesmo tempo, a variação total na amostra de galáxias vermelhas fracas foi de 45%, uma variação consideravelmente alta. Além disso, podemos ver na

 $^{^3\}mathrm{Assumindo}$ que a maior parte dos objetos fracos possuem baixa massa.



Figura 2.11: Distribuição de médias de R/R_{200} para 1000 amostras de *bootstrap* geradas para todas as galáxias vermelhas – linha sólida vermelha; para galáxias vermelhas luminosas ($M_B < -19.5$) – linha vermelha pontilhada; e para todas as galáxias azuis – linha azul sólida.

fig. 2.12 que a fração de galáxias vermelhas fracas é significativamente maior na periferia do que nas partes centrais dos sistemas em z > 0, 6 e que esta fração se torna similar a das galáxias vermelhas fracas nas partes centrais dos grupos em baixo-z. Estes resultados sugerem que não estamos apenas observando o efeito de *downsizing*, e podem indicar um processo de *quenching* adicional dirigido por mecanismos ambientais que favorecem o surgimento de objetos vermelhos menos luminosos na periferia em $z \sim 0.8$.

De fato, definindo uma amostra de campo neste redshift (3435 galáxias com $\Delta z \ge 0.06$ e R > 4 Mpc a partir do centro dos grupos do DEEP2), encontramos que a fração de galáxias vermelhas de menor fluxo no campo é de ~2%, similar a que encontramos nas partes mais internas de grupos em alto-z. Isso é consistente com o cenário onde a diminuição na formação estelar e transformação em cor é estabelecida em vários raios do virial em $z \sim 1$ (Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Bahé et al. 2013). Realmente, observamos um importante decréscimo na população de galáxias azuis fracas nas partes mais externas dos sistemas desde *redshifts* mais altos para mais baixos (de 75% para 53%). Isto também sugere que a supressão da taxa de formação estelar pode ser iniciada na região de *infall* com parte da fração de galáxias vermelhas na região central em baixo-zsendo devida ao atraso entre o início do *quenching* e o tempo para estes efeitos se tornarem evidentes (e.g. Just et al. 2016).

Uma vez que galáxias percorrem distâncias de ~ Mpc sobre escalas de tempo de ~ Gyr (e.g. Balogh, Navarro & Morris 2000), após ~ 3Gyr, as galáxias inicialmente nas partes mais externas dos sistemas em alto-z podem ter migrado para as regiões mais centrais de grupos em *redshifts* mais baixos. Como mostrado por Wetzel et al. (2013) metade das galáxias satélites no intervalo de massa $M^* : 10^{9,7} - 10^{11,3}$ M_{\odot} caem primeiro para grupos e aglomerados em $z \ge 0, 5$, com uma cauda larga para $z \ge 1$, portanto estes objetos gastam ≥ 4 Gyr evoluindo como um satélite. Estes autores mostram resultados favorecendo um cenário lento e rápido, onde a SFR em galáxias satélites evolui sem sofrer influências do ambiente por 2 - 4 Gyr após o *infall*, e então a taxa de formação estelar é suprimida em um intervalo de tempo < 0,8 Gyr. Este longo intervalo de tempo antes de inciar o processo *quenching* indica que preprocessamento devido ao ambiente de grupo deve desempenhar um papel importante na supressão da SFR em galáxias satélites (Wetzel et al. 2013; Lopes, Ribeiro & Rembolb 2014).

Taranu et al. (2014) apresentou um cenário alternativo com uma escala de quenching exponencial de 3 - 3,5Gyr, para galáxias disco com $M^* \sim 10^{10} M_{\odot}$. Este cenário favorece mecanismos mais suaves de quenching tais como estrangulamento (strangulation) do que mecanismos mais rápidos como remoção do gás por pressão de arraste. Em concordância com estes resultados Peng et al. (2015) argumentaram que no universo local a maioria das galáxias tiveram sua formação estelar interrompida numa escala de tempo de ~4 Gyr devido ao mecanismo de estrangulamento do gás. Vale ressaltar que para uma pequena subamostra dos nossos dados (103 galáxias obtidas a partir de Barro et al. 2011) temos $M^*: 10^{8.2} - 10^{11.9} M_{\odot}$, com massa estelar média de ~ $10^{10} M_{\odot}$, indicando que os nossos resultados podem ser consistentes com um cenário de quenching suave ou lento.

Ainda considerando a fig. 2.12, vemos um aumento no número de galáxias vermelhas luminosas na periferia a partir da amostra em alto-z para baixo-z. Este aumento pode



Figura 2.12: Evolução das galáxias a partir da amostra em alto ($z \sim 0.81$) para baixo ($z \sim 0.39$) redshift em $R \leq 2 R_{200}$ e $2 < R \leq 4 R_{200}$.

ser devido a fusões menores entre galáxias azuis/vermelhas menos luminosas numa escala de tempo de ~3 Gyr (e.g. Naab, Johansson & Ostriker 2014; Hopkins et al. 2010) e a quenching secular das galáxias azuis luminosas. O pequeno aumento das galáxias vermelhas luminosas nas partes centrais é menor do que o esperado e pode resultar do fato de que os membros mais brilhantes da nossa amostra em z < 0, 6 são menos luminosos do que os objetos na amostra em alto-z (ver seção 2.4). Observe, entretanto que nossa região central estende-se até $2R_{200}$ e portanto contém uma mistura de objetos virializados, infalling e backsplash (e.g. Mahajan et al. 2011; Jaffé et al. 2015; Oman & Hudson 2016). Utilizando apenas objetos em $1R_{200}$, encontramos que a fração de galáxias vermelhas luminosas apresenta um aumento maior de 22% to 28%.

2.4 Possível Viés de Seleção da Amostra

Para avaliar o impacto do tamanho da amostra em alto e baixo-z nos nossos resultados, aplicamos um teste de duas amostras com permutação. O teste funciona da seguinte maneira. Inicialmente, calculamos a diferença entre a magnitude absoluta média para cada amostra, ΔM . Em seguida, combinamos as amostras em um único conjunto de dados sob a hipótese nula de que não há diferença entre as médias que estão sendo testadas. Então, duas amostras são aleatoriamente selecionadas a partir da amostra combinada e uma nova estimativa de ΔM é calculada. Se as amostras foram extraídas de uma mesma distribuição fundamental, as diferenças entre as estimativas de ΔM devem ser pequenas. Repetimos o procedimento 1000 vezes e verificamos quantas vezes a diferença permutada é igual ou mais extrema do que o valor observado. A partir da aplicação do teste, encontramos que a distribuição de magnitudes absolutas da subamostra de galáxias em grupos em $z \leq 0, 6$ usada neste trabalho é similar a amostra geral do DEEP2 neste intervalo de *redshift* dentro de 95% c.l.

Outro aspecto a ser considerado é o intervalo de magnitudes absolutas das subamostras utilizadas neste trabalho. Em $z \leq 0, 6$ temos 88 galáxias no intervalo de magnitude de $-20,5 \leq M_B \leq -18,5$ distribuídas em 25 aglomerados, enquanto em z > 0,6 temos 589 galáxias com magnitudes variando entre $-22, 0 \le M_B \le -18, 5$ e distribuídas em 75 grupos. Uma vez que ambas as amostras possuem o mesmo limite inferior em luminosidade, as diferenças observadas para os fluxos mais baixos refletem apenas o procedimento de binagem adotado. Porém, as diferenças no extremo de luminosidades mais altas são reais e devem ser levadas em consideração. Embora tenhamos galáxias brilhantes em ambas as amostras, em z > 0, 6 temos mais galáxias luminosas do que em $z \le 0, 6$. Esta é uma tendência natural de levantamentos limitados em fluxo. Especificamente, devido ao fraco limite de magnitude aparente das galáxias em $z \sim 1$ e consequentemente M_B^* mais brilhantes em *redshifts* mais altos (ver Willmer et al. (2006) para uma descrição detalhada) as galáxias incluídas pelo levantamento DEEP2 tendem a ser mais brilhantes em alto-z. Além disso, como podemos observar na fig 2.2 (e exaustivamente discutido em Willmer et al. (2006) e Gerke et al. (2007)) galáxias da sequência de vermelhas no DEEP2 terão um limite em magnitude absoluta mais brilhante do que galáxias azuis no mesmo redshift. No entanto, um grande número de galáxias brilhantes (e massivas) dificilmente seria responsável por eliminar os efeitos de segregação em z > 0, 6.

2.5 Discussão dos Resultados

Neste trabalho, analisamos o fenômeno de segregação em grupos de galáxias no intervalo de 0, 2 < z < 1, usando uma amostra de grupos selecionada a partir do levantamento DEEP2-DR4. A amostra foi dividida em dois sistemas compostos: grupos em *redshifts* mais baixos ($z \le 0, 6$) e mais altos (z > 0, 6), e os membros foram classificados como vermelhos e azuis. Assumindo que a cor U – B pode ser utilizada para estimar o tipo da galáxia, encontramos que a fração de galáxias azuis é maior em z > 0, 6, com os objetos azuis sendo dominantes em $M_B > -19.5$ para ambas as amostras, e os objetos vermelhos, por outro lado, sendo dominantes em $M_B < -19.5$ apenas em $z \le 0, 6$. Além disso, a variação radial da f_{red} indica que existem mais objetos vermelhos em $R < R_{200}$ em *redshifts* mais baixos do que em altos-z.

Nossa análise também indica evidência estatística de segregação cinemática em $z \leq 0, 6$ onde objetos vermelhos e luminosos apresentam menores dispersões de velocidades média do que aqueles mais fracos e azuis. Galáxias vermelhas e azuis, entretanto, apresentam uma distribuição de distâncias grupocêntricas menos separadas, com o teste pareado indicando que a população de vermelhas é mais concentrada apenas num intervalo de confiança de 70%. Curiosamente, a análise da amostra em alto-z revela um resultado oposto: enquanto as galáxias azuis e vermelhas possuem dispersões de velocidades indistinguíveis estatisticamente, objetos mais vermelhos são significativamente mais concentrados do que os mais azuis considerando um intervalo de confiança de 95%. A partir da diferença entre o *redshift* médio de cada amostra, estimamos que a escala de tempo mínima para este efeito de segregação invertido é de aproximadamente 3.0 ± 0.3 Gyr. O desafio, então, é entender como estes resultados podem surgir no contexto de evolução de galáxias.

O resultado principal deste trabalho está apresentado na fig. 2.4. Para entender a diferença no extremo luminoso observado nesta figura, devemos considerar que na amostra em baixo-z os primeiros bins são dominados por objetos vermelhos, enquanto as galáxias azuis dominam em todos os intervalos de magnitudes na amostra em alto-z (ver fig 2.5). As galáxias vermelhas em $z \leq 0, 6$ apresentam menores dispersões de velocidades (ver fig. 2.6), concordando com os trabalhos de Adami et al. (1998b), Goto (2005) e Aguerri et al. (2007) utilizando diferentes amostras de aglomerados de galáxias em z < 0, 1. Isto sugere que as galáxias vermelhas e luminosas são os membros mais antigo dos grupos e por isso experimentaram por muito mais tempo os efeitos do ambiente, que por sua vez,

conduziram essas galáxias a condição de equipartição de energia através de interações dinâmicas numa escala de tempo de ~ 3Gyr desde $z \sim 0, 8$. A pequena fração de objetos vermelhos, luminosos e com menor velocidade em z > 0, 6 explica a diferença observada no extremo luminoso na fig 2.4. Ainda nesta figura, vemos um aumento na velocidade apenas nos últimos *bins* da amostra em $z \leq 0, 6$. Esse efeito deve indicar uma fração de galáxias azuis fracas que está entrando em $2R/R_{200}$ antes de um *quenching* significativo ter acontecido. Suas maiores diferenças em velocidades devem ter sido adquiridas à medida que estas galáxias se aproximaram do centro do grupo, caindo no potencial gravitacional (e.g. Falco et al. 2013; Jaffé et al. 2015). A ausência de objetos similares em z >0, 6 sugere que as galáxias azuis fracas migrando para o grupo não percorreram grandes distâncias nos grupos em $z \sim o, 8$.

Na seção 2.3.3 relatamos outro resultado importante, onde identificamos um comportamento oposto para galáxias azuis e vermelhas com respeito a segregação em velocidade e nas distâncias com relação ao centro do grupo e com o *redshift*. O parágrafo anterior forneceu um cenário qualitativo para a segregação em velocidade. Para explicar a segregação espacial, devemos observar que nossas análises nas seções 2.3.2 e 2.3.3 levam em conta galáxias dentro de $2R/R_{200}$. Pode-se razoavelmente assumir que tais objetos em $z \leq 0,6$ correspondem a uma mistura de galáxias descendentes das galáxias em z > 0,6no mesmo raio e de objetos entrando no sistema para raios mais externos. Assim, tanto a sobrevivência quando o reabastecimento de galáxias devem ser esperados ao longo do tempo e dois importantes fatores entram em jogo: (i) a taxa de acreção de galáxias e (ii) a dependência orbital das propriedades (e.g. Biviano & Katgert 2004; Iannuzzi & Dolag 2012). De fato, segregação em velocidade tem sido interpretada como galáxias azuis e vermelhas tendo diferentes tipos de órbitas, com as galáxias azuis apresentando órbitas mais anisotrópicas do que as galáxias vermelhas (e.g. Biviano & Katgert 2004). Recentemente, Biviano et al. (2016) verificaram que o perfil de anisotropia para aglomerados em $z \sim 1$ é aproximadamente isotrópico próximo do centro e cada vez mais alongado com o raio. Este resultado é consistente com uma evolução do halo através de uma fase inicial de rápido colapso, seguido por uma fase lenta de crescimento de dentro para fora, devido à acreção de material do campo (e.g. Lapi & Cavaliere 2009). Uma vez que essa taxa de acreção é maior em redshifts mais altos (e.g. McGee et al. 2009), é esperado que a nossa amostra em $z \sim 0,8$ seja mais afetada por *infalls* recentes ao sistema, os quais não tiveram tempo de ir mais profundo no potencial do grupo. Isto poderia explicar a diferença bem marcada entre as distâncias grupocêntricas das galáxias azuis e vermelhas (ver fig. 2.12). Depois de \sim 3Gyr, parte dessas galáxias entrando nos grupos devem atingir a região $R < 2R_{200}$ em $z \sim 0, 4$, misturando-se com objetos *backsplash* e virializados, produzindo assim uma leve segregação radial entre galáxias vermelhas e azuis.

2.6 Síntese do Trabalho

As principais descobertas deste trabalho são:

- 1. Segregação em velocidade na amostra em baixo-z. Encontramos uma bem pronunciada relação entre a dispersão de velocidades normalizada, σ_u , e a magnitude absoluta M_B , onde os objetos mais brilhantes estão se movendo mais lentamente do que os menos luminosos. Testes estatísticos reforçam nossos resultados de que os objetos mais vermelhos e luminosos possuem menores dispersões de velocidades considerando um intervalo de confiança de 99%. Este resultado está relacionado as frações mais altas de objetos mais vermelhos, luminosos e com menores velocidades na amostra em baixo-z em comparação à objetos em alto-z, onde nenhum efeito de segregação em velocidade foi encontrada.
- 2. Forte segregação espacial na amostra em z > 0, 6, com galáxias vermelhas sendo mais centrais. Testes estísticos indicam que galáxias azuis e vermelhas são segregadas com respeito a distância ao centro dentro de 95% c.l. Para galáxias em $z \le 0, 6$ há uma evidência mais fraca para segregação espacial entre galáxias azuis e vermelhas com apenas 70% de confiança. Este resultado está provavelmente relacionado as diferentes taxas de acreção de galáxias em grupos em diferentes *redshifts* e ao tempo necesário para as galáxias irem mais profundo no potencial do grupo e se misturar aos outros tipos de galáxias.
- 3. A escala de tempo para surgimento da segregação em velocidade é ~3 Gyr iniciando (pelo menos) a partir de z ~ 0.8. Esta parece ser a mesma escala de tempo para o *infall* de objetos de raios mais externos na amostra em alto-z, para raios mais internos na amostra baixo-z.

4. Evolução de galáxias nesta mesma escala de tempo é consistente com o cenário de quenching lento da taxa de formação estelar. Nossos resultados são consistentes tanto com o preprocessamento quanto o processo de estrangulamento lento.

Futuramente incluiremos a informação da massa estelar e então a segregação em massa e outros aspectos do problema serão profundamente investigado nas duas amostras.

Capítulo 3

Efeitos de Segregação em Função do Estado Dinâmico de Grupos de Galáxias no Universo Local¹

3.1 Introdução

Ao longo dos anos uma grande quantidade de medidas independentes dos parâmetros cosmológicos resultaram no modelo do Universo (Λ CDM) no qual a densidade de massa é dominada por matéria escura fria. Neste modelo, a distribuição das perturbações de densidade inicial são mais fortes em pequenas escalas, o que faz com que halos menores de matéria escura se formem primeiro em redshifts mais altos. Halos maiores são formados mais tarde através de processos de fusão ou acreção de halos menores. Este processo hierárquico de formação de estruturas leva à formação de grupos e aglomerados de galáxias, os quais se tornam cada vez mais comuns com o passar do tempo.

Observações detalhadas de grupos e aglomerados no universo local mostram que galáxias que residem nestes ambientes possuem propriedades substancialmente diferentes das galáxias em ambientes de baixa densidade ou no campo. Em particular, galáxias em aglomerados são mais massivas e com menores taxas de formação estelar que galáxias de campo (Blanton et al. 2006; Tasca et al. 2009). As partes mais centrais de grupos e aglomerados são ricas em galáxias elípticas ou esferoidais, enquanto as regiões de me-

 $^{^1 \}mathrm{Os}$ resultados apresentados neste capítulo fazem parte de um artigo em preparação que será submetido à revista MNRAS.

nores densidades são populadas por galáxias espirais ou tipo disco. Apesar da grande quantidade de dados observacionais, não há um consenso sobre quais processos físicos são responsáveis pelas diferenças encontradas nas populações de galáxias. Alguns desses mecanismos são mais eficientes em ambientes de aglomerados de galáxias enquanto outros desempenham um papel mais importante em ambiente de grupos. Por exemplo, interações entre galáxias como fusões ou até mesmo a passagem próxima de uma galáxia pela outra (do inglês, *harassment*) são mais eficientes em ambientes de grupos devido à baixa velocidade relativa entre as galáxias. Por outro lado, em ambientes de densidades mais elevadas as galáxias podem ser fortemente afetadas por mecanismos como pressão de arraste e estrangulamento do gás devido à temperatura elevada e pressão do meio intra-aglomerado (van den Bosch et al. (2008); Presotto et al. (2012)).

Dentre os efeitos observados destes processos estão os fenômenos de segregação. Estes por sua vez vão além de distinções entre as propriedades das galáxias em grupos e no campo, consistem em diferenças no comportamento dinâmico das galáxias com diferentes luminosidades, morfologias e cores. Vários resultados interessantes têm sido levantados a partir da análise cinemática das galáxias em grupos e aglomerado no universo local. Por exemplo, mostrou-se que galáxias elípticas possuem perfis de dispersão de velocidades diferentes em comparação aos perfis de galáxias espirais e irregulares, com as últimas apresentando maiores dispersões de velocidades. A interpretação destes resultados é que galáxias *late type* compõem, em geral, a população não virializada e que reside em órbitas mais externas de grupos e aglomerados. Em contrapartida, as galáxias *early type* estariam alcançando a equipartição de energia através do processo de fricção dinâmica (Biviano et al. 1992, Stein 1997, Adami et al. 1997, Lares et al. 2004, Goto 2005, Ribeiro et al. 2010). Como consequência deste processo, galáxias massivas em grupos e aglomerados passam a ocupar órbitas mais centrais produzindo assim segregação em massa.

Estudos recentes têm apresentado resultados divergentes com relação à presença de segregação em massa em grupos e aglomerados. Por exemplo, Ziparo et al. (2013) utilizando uma amostra de galáxias com $M_{\star} \geq 10^{10.3} M_{\odot}$ não encontraram fortes evidências de segregação em massa em grupos selecionados em raios-X até z = 1, 6. De forma semelhante, von der Linden et al. (2010) e Vulcani et al. (2013) também não encontraram evidências de segregação em massa para sua amostra de aglomerados de galáxias. Por outro lado, Roberts et al. (2015) identificaram segregação em massa para grupos em z < 0,1 e afirmaram que a magnitude da segregação depende tanto do limite de massa estelar adotado quanto da massa do halo. Joshi et al. (2016) também encontraram evidências de segregação em massa para grupos e aglomerados simulados. Eles observaram uma correlação entre massa e raio dentro de $0.5r_{vir}$ e uma anticorrelação para raios maiores.

A distribuição de velocidades radiais das galáxias pode ser um importante traçador da dinâmica do sistema e prover informações sobre o seu estágio evolutivo. Entretanto, esta suposição só é estritamente verdadeira se estamos lidando com sistemas em equilíbrio dinâmico. Estudos sugerem que o equilíbrio virial de um sistema gravitacional pode ser descrito pela função de distribuição de Maxwell-Boltzmann (Lyndel-Bell 1967, Barnes & Williams 2012, Beraldo e Silva et al. 2013). No espaço de fase das coordenadas, esta função é transformada numa função gaussiana ou distribuição normal (Merrall & Henriksen 2003). Em geral, distribuições de velocidades são bem ajustadas por uma função gaussiana na região virializada do sistema (região mais central) de grupos e aglomerados, enquanto nas regiões periféricas elas podem sofrer desvios de gaussianidade (Yahill & Vidal 1997; Ribeiro et al. 2011). Isto indica que as partes mais centrais estão provavelmente em equilíbrio dinâmico enquanto as regiões mais afastadas do centro do sistema continuam acumulando matéria do seu entorno.

Desse modo, grupos com distribuição de velocidades não-gaussianas podem ser considerados sistemas em processo de fusão (Menci & Fusco-ferminano 1996) ou em estágio inicial do evolução. Sistemas considerados em equilíbrio dinâmico, possuem uma forma altamente simétrica, uma alta concentração de galáxias localizadas nas regiões mais centrais do sistema e possuem emissão extensa em raios-X. Além disso, apresentam uma galáxia central dominante. Em contraste, sistemas fora do equilíbrio possuem pouca simetria e concentração central de galáxias e, em geral, apresentam subestruturas.

Estudos realizados em baixo redshift ($z \le 0, 1$) têm apontado características marcantes de sistemas classificados como gaussianos (G) e não-gaussianos (NG). Por exemplo, Ribeiro et al. (2010) analisando uma amostra de grupos de galáxias selecionados a partir do catálogo 2dF *Percolation-Inferred Galaxy Groups* (2PIGG) encontraram que galáxias em grupos G, em geral são mais evoluídas do que galáxias em sistemas NG. Isso implica que galáxias em sistemas G em $z \le 0, 1$ tiveram tempo suficiente para serem afetadas pelos processos físicos que atuam no ambiente de grupos. Por outro lado, embora sistemas NG sejam menos evoluídos, o perfil de dispersão de velocidades deles indica que estes grupos podem estar experimentando uma fase de interação mais recente nas suas partes mais centrais.

Os estudos de Martínez & Zandivarez (2012) também indicam que o estado dinâmico do sistema é um fator importante na evolução da luminosidade das galáxias. Utilizando grupos massivos, $M_{vir} > 5 \times 10^{13} M_{\odot} h^{-1}$, e de alta luminosidade ($M_r - 5\log h < -23, 5$) em $z \leq 0,1$ e considerando apenas objetos dentro do raio virial do sistema, eles encontraram que a função de luminosidade de grupos G possui uma magnitude característica mais brilhante e uma inclinação maior em comparação à função de luminosidade de grupos NG.

Krause et al. (2013) estudaram a distribuição de velocidades de 40 grupos de galáxias localizados no superaglomerado de Ursa Maior e encontraram que 68% dos grupos possuem distribuição de velocidades G e todos os sistemas classificados como NG possuem subestruturas. Eles também encontraram que sistemas G habitam regiões mais densas do superaglomerado. Além disso, eles observaram que grupos G possuem uma densidade maior de galáxias vermelhas e azuis dentro de $2.5h^{-1}$ Mpc e estas localizam-se mais próximas umas das outras do que em grupos NG. A partir destes resultados eles sugerem que sistemas relaxados podem ter se formado e evoluído mais cedo em torno de picos de alta densidade, enquanto sistemas não-relaxados podem estar evoluindo lentamente na periferia de picos de menores densidades.

Neste capítulo apresentaremos os resultados da análise de segregação em função da luminosidade, raio, massa e taxa de formação estelar para grupos ricos em galáxias localizados em baixos *redshifts* ($z \le 0.1$) e classificados como gaussianos ou não de acordo com sua distribuição de velocidades.

3.2 Amostra de grupos e metodologia aplicada

O SDSS é atualmente o maior levantamento fotométrico e espectroscópico do céu. Seu objetivo principal consistiu em mapear um quarto do céu inteiro utilizando um telescópio de 2,5m (Gunn et al. 2006) localizado no Apache Point, Novo México. Uma câmera fotométrica de campo amplo com uma área efetiva de 1,5 graus quadrados foi utilizada para examinar o céu simultaneamente em cinco bandas fotométricas u, g, r, i, z (Fukugita et al. 1996; Smith et al. 2002). A amostra principal de galáxias é aproximadamente completa até um limite de magnitude aparente de 17,77 na banda r. Por outro lado, a amostra espectroscópica possui ~6% de incompleteza com relação à amostra principal devido a restrições mecânicas que impedem que fibras sejam colocadas muito próximas uma das outras. Este problema, denominado de colisão de fibras, impossibilita que *redshifts* de galáxias mais próximas que 55" sejam determinados. Nos casos em que há colisão de fibras o algoritmo de seleção dos alvos escolhe aleatoriamente a galáxia que poderá ser observada (Strauss et al. 2002). O problema de colisão de fibras é mais severo em regiões de densidades mais elevadas tais como ambientes de grupos e aglomerados.

A amostra de grupos utilizada neste trabalho corresponde a uma versão atualizada do catálogo de Berlind et al. (2006). Esta por sua vez, foi construída a partir do SDSS-DR7 e contêm 10124 grupos de galáxias. Diferente do catálogo original, esta nova versão abrange 9380 graus quadrados enquanto o primeiro correspondia a apenas 3495 graus quadrados. Estes autores contornaram o problema de colisão de fibras fornecendo à galáxia que não foi observada o *redshift* e a magnitude da galáxia vizinha mais próxima no céu. Além disso, a identificação dos grupos foi restringida a uma região do céu onde a completeza é maior que 90% o que permitiu diminuir ainda mais o efeito de incompleteza do catálogo.

Os grupos foram obtidos a partir da aplicação do algoritmo Friends-of-Friends (FoF, Huchra & Geller 1982) sobre uma amostra de galáxias limitada em volume $(M_r \leq -20)$ e em redshift ($z \leq 0.1$). Neste algoritmo, grupos são definidos como conjuntos de galáxias que estão conectadas por um ou mais vizinhos. Basicamente, duas galáxias estão ligadas uma a outra se a separação transversal entre elas e a separação com relação a linha de visada for menor que um determinado comprimento de ligação projetado e na linha de visada, respectivamente. Considerando duas galáxias *i* e *j* com separação angular θ e *redshifts z_i* e *z_j*, cuja separação projetada $D_{\perp,ij}$ e a separação na linha de visada $D_{\parallel,ij}$ (em h^{-1} Mpc) são dadas por

$$D_{\perp,ij} = (c/H_0)(z_i + z_j)sin(\theta_{ij}/2)$$
(3.1)

$$D_{\parallel,ij} = (c/H_0)|z_i - z_j| \tag{3.2}$$

Então, as duas galáxias estarão ligadas uma a outra se,

$$D_{\perp,ij} \le b_\perp \bar{n}_q^{-1/3} \tag{3.3}$$

е

$$D_{\parallel,ij} \le b_{\parallel} \bar{n}_g^{-1/3} \tag{3.4}$$

onde \bar{n}_g é a densidade numérica média de galáxias e b_{\perp} e b_{\parallel} os comprimentos de ligação projetado e na linha de visada em unidades de separação intergaláctica média. Como a amostra utilizada é limitada em volume, \bar{n}_g é constante e portanto os comprimentos de ligação também o são. O volume de ligação em torno de cada galáxia é similar a um cilindro orientado ao longo da linha de visada, cujo raio é igual ao comprimento de ligação projetado e cuja altura é igual a duas vezes o comprimento de ligação na linha de visada.

No final do processo o algoritmo retorna um catálogo com diversas propriedades dos grupos de galáxias. Além das coordenadas e os *redshifts* centrais de cada objeto, o catálogo fornece o número de membros do grupo e a sua dispersão de velocidades. Desta lista, foram consideradas a informação da posição e o *redshift* de cada sistema, porém a lista de membros foi redefinida. Tanto a nova lista de membros quanto as propriedades dos sistemas (dispersão de velocidades, raio e massa) foram obtidas em La Barbera et al. (2010). Inicialmente, derivou-se um novo redshift central para os grupos aplicando a técnica de gap (Adami et al. 1998, Lopes 2007, Lopes et al. 2009a) para as galáxias centrais, localizadas em 0.67 Mpc. Essa nova estimativa do redshift é utilizada apenas para remover sistemas muito pobres ($N_{gal} \leq 3$), porém no final do processo é desconsiderada. Os grupos são separados após a identificação de um gap na distribuição de redshifts. Para obter a lista de membros dos grupos independente do algoritmo FoF, foi aplicada a técnica de *shifting qapper* (Fadda et al. 1996) como descrita em Lopes et al. (2009a). O método consiste em aplicar a técnica de *gap* em bins radiais a partir do centro do grupo. O tamanho do bin é 0.56 Mpc ou maior para impor que pelo menos 15 galáxias sejam selecionadas como membros do grupo. Galáxias desassociadas ao corpo principal do grupo são eliminadas.

Após terem sido definidos robustamente cada membro dos grupos e removidos os objetos considerados como *interlopers*, aplicamos a análise do virial seguindo o procedimento adotado por Girardi et al. (1998), Popesso et al. (2005, 2007), Biviano et al. (2006) e Lopes et al. (2009a). Informações detalhadas sobre estes procedimentos podem ser encontradas em Lopes et al. (2009a). A partir da análise do virial obtivemos a dispersão de velocidades (σ_v), o raio(R_{200}) e a massa (M_{200}) para 5352 grupos de galáxias da amostra de Berlind et al. (2006) com pelo menos 5 galáxias num raio máximo de 4Mpc e cujo z_{max} = 0,106.

Selecionamos uma subamostra composta por 482 grupos contendo pelo menos 50 galáxias dentro de $4 \times R_{200}$ do sistema. Da análise do virial temos que para esta subamostra de grupos ricos, as dispersões de velocidades variam entre 164 km $s^{-1} \leq \sigma_v \leq 949$ km s^{-1} e os tamanhos dos sistemas variam de 0.8Mpc $\leq R_{200} \leq 2.4$ Mpc. As estimativas de massa limitam-se a $7.6 \times 10^{13} \leq M_{200} \leq 1.9 \times 10^{15} M_{\odot}$. As análises subsequentes serão produzidas para esta subamostra de grupos ricos em galáxias.

3.3 Grupos Gaussianos e não Gaussianos

Para analisar corretamente o estado dinâmico de grupos e aglomerados de galáxias precisamos definir métodos confiáveis para distinguir sistemas relaxados, com distribuição de velocidades gaussiana, dos sistemas mais complexos, com distribuição não-gaussiana. Um modo objetivo para acessar o estado dinâmico desses grupos é através de testes estatísticos (Hou et al. 2009, Ribeiro et al, 2010, 2011, 2013). Para discriminar os sistemas, utilizamos o teste Jarque-Bera (JB) e a Distância de Hellinger (DH) para análise de gaussianidade e o Mclust como estimador de multimodalidade. Descreveremos brevemente cada um deles.

O teste JB (Jarque & Bera, 1980) baseia-se na diferença entre os coeficientes de assimetria e achatamento dos dados com relação àqueles da distribuição assumida como normal. Se os dados vem de uma distribuição normal, a estatística de JB tem uma distribuição assintótica χ² com dois graus de liberdade e portanto pode ser usada para testar a hipótese de que os dados são gerados a partir de uma distribuição normal. A hipótese nula é que se a distribuição é normal, o excesso de assimetria e achatamento é igual zero. A estatística do teste é dada por,

$$JB = n\left(\frac{\alpha_3^2}{6} - \frac{(\alpha_4 - 3)^2}{24}\right)$$

onde $\alpha_3 = \sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y})^3 / ns^3$, $\alpha_4 = \sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y})^4 / ns^4$ e $s^2 = \sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y}^2) / n$ são respectivamente o terceiro, o quarto e o segundo momentos centrais. Uma desvantagem do teste JB é que devido a aproximação χ^2 ser muito sensível ao tamanho da amostra, este teste é mais passível de cometer o erro do tipo I, que consiste em rejeitar a hipótese nula quando ela é verdadeira. Uma vez que estudaremos apenas sistemas ricos em galáxias, este problema não é esperado no presente trabalho.

 Distância de Hellinger (DH, Amari 1985) é um estimador da distância entre a distribuição empírica dos dados, que no nosso caso é a distribuição de velocidades, e a função de distribuição gaussiana esperada teoricamente. Para um espaço discreto,

$$HD^{2}(p,q) = 2\sum_{x \in X} [\sqrt{p(x)} - \sqrt{q(x)}]^{2}$$

onde p e q são as distribuições de probabilidade e x uma variável aleatória. Os possíveis valores de DH normalizados estão entre [0,1]. Em geral, a medida da DH produz poucos erros do tipo I (rejeitar a hipótese nula quando ela é verdadeira) e do tipo II (não rejeitar a H₀ quando ela é falsa).

Mclust é um algoritmo (e um pacote de funções do software estatístico R) para modelagem de mistura normal e baseada em aglomeração (Fraley & Raftery 2007). O método baseia-se na busca de um modelo ideal para aglomeração dos dados entre modelos variando a forma, orientação e volume dos dados. Ele encontra o melhor número de componentes e calcula para cada galáxia a probabilidade de pertencer a determinada componente. A incerteza da classificação é definida como (1 - ζ) onde ζ corresponde a maior probabilidade da galáxia pertencer a uma determinada componente. A incerteza média para a amostra total é usada como uma estimativa da confiança dos resultados.

Os testes descritos acima retornam o valor p da distribuição, que corresponde à evidência contrária à hipótese nula e, geralmente, é identificado como a probabilidade de cometer o erro de tipo I (rejeitar a hipótese nula – neste caso a normalidade – quando ela é verdadeira). Se o valor p for menor que o nível de significância escolhido rejeitamos a hipótese nula. Os códigos utilizados neste trabalho para implementação dos testes estatísticos são disponíveis publicamente na linguagem R (R Development Core Team) nos pacotes *lawstat, distrEx e mclust.* O R é um software livre elaborado para computação estatística e gráfica. Seu código fonte está disponível sob a licença GNU GPL e as versões binárias pré-compiladas são fornecidas para Windows, Macintosh, Unix e muitas distribuições do sistema operacional Linux (Ihaka & Gentleman 1996).

Calculamos o grau de confiabilidade dos resultados obtidos para cada teste descrito anteriormente utilizando 1000 realizações de bootstrap com reamostragem dos dados e considerando o mesmo tamanho da amostra original. A confiabilidade dá uma estimativa da quantidade de vezes que determinado resultado foi encontrado. O diagnóstico acerca do estado dinâmico dos sistemas leva em conta o grau de confiabilidade dos resultados. Inicialmente, identificamos os sistemas cuja confiabilidade dos testes HD e Mclust foram maiores que 50%. Em seguida, definimos um grupo como gaussiano (G) quando o Mclust indica unimodalidade e os testes JB e HD não rejeitam a normalidade do sistema considerando um intervalo de confiança de 95%. Por outro lado, sistemas que rejeitam a normalidade e unimodalidade pelos três testes são definidos como não-gaussiano (NG). Para efetuar esta análise selecionamos 482 grupos com pelo menos 50 galáxias dentro de $4 \times R_{200}$ do sistema. Destes, 72 grupos foram definidos como G e 45 como NG. O restante dos grupos (365 sistemas) foram descartados devido a baixa confiabilidade nos diagnósticos de normalidade. Deste modo, a amostra de G e NG é composta por 5028 e 4740 galáxias, respectivamente. As principais propriedades dos 117 grupos de galáxias para os quais foi possível realizar a análise do estado dinâmico podem ser encontradas na tabela A.1 em anexo.

Para cada galáxia da amostra obtivemos as magnitudes absolutas nas bandas $g \in r$ considerando a seguinte fórmula: $M_x = m_x - DM - K_{corr} - Qz$, onde DM é o módulo de distância, K_{corr} a correção $k \in Q$ a correção de evolução aplicada as magnitudes e dada por -1,4 (Yee & Lopes-Cruz 1999). As correções K foram obtidas diretamente do SDSS-DR12 para cada objeto em suas respectivas bandas fotométricas. Obtivemos as estimativas da massa estelar (M_*) , da taxa de formação estelar (do inglês, SFR) e da taxa de formação estelar específica (do inglês, sSFR) a partir do catálogo de propriedades espectroscópicas do SDSS fornecido pelo Max Planck Institute for Astrophysics e a Universidade Johns Hopkins (MPA-JHU; Brinchmann et al. 2004)². A massa estelar total foi estimada usando magnitude modelo e a SFR foi obtida a partir da combinação da medida de linhas de emissão dentro da fibra usando linhas de emissão nebular e fora da fibra utilizando a fotometria da galáxia.

 $^{^2{\}rm O}$ catálogo "Galspec" está disponível através do endereço http://www.mpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/
3.4 Resultados

Aplicando os testes estatísticos descritos na seção anterior para diferentes distâncias nos grupos, verificamos que o número de sistemas NG aumenta a medida que caminhamos para regiões mais periféricas dos sistemas (~ $4 \times R_{200}$), produzindo as seguintes razões: $4\% \ (R \leq 1 \times R_{200}), 39\% \ (R \leq 2 \times R_{200}), 45\% \ (R \leq 3 \times R_{200})$ e 38% $(R \leq 4 \times R_{200})$. Essas porcentagens são consistentes com os valores apresentados na literatura. Por exemplo, Ribeiro et al. (2010) utilizando uma amostra de 57 grupos de galáxias do catálogo 2PIGG encontraram um aumento similar na fração de sistemas NG até raios maiores do sistema. Porém, a partir de $3 \times R_{200}$, eles observaram que a fração de grupos NG permanece constante.

Uma vez que o número de grupos G e NG é maximizado quando consideramos galáxias com distâncias de até $4 \times R_{200}$ com relação ao centro do grupo, utilizaremos objetos dentro deste raio para as análises subsequentes. Especificamente em $R \leq 4 \times R_{200}$ temos 72 grupos dinamicamente evoluídos e 45 com uma distribuição de velocidades mais complexa. Na tabela 3.1 listamos as propriedades medianas da nossa amostra de grupos G e NG. Nas colunas 2, 3, e 4 apresentamos as propriedades dos sistemas: raio (R_{200}), massa (M_{200}) e dispersão de velocidades (σ_v) e nas colunas 5 e 6 apresentamos o número médio de galáxias localizadas em R_{200} (N_{200}) e num raio de 4Mpc com relação ao centro do sistema (N_T). Da análise das propriedades dos grupos G percebemos que estes são menores, menos massivos e possuem um menor número de galáxias que os sistemas NG.

Ribeiro et al. (2011) analisando a distribuição de velocidades de sistemas NG, encontraram resultados similares aos nossos com grupos NG sendo, em geral, mais massivos que sistemas G. Eles alegam que a distribuição de massa destes grupos pode ter sido sobrestimada por um fator de ~ 2, 9 com relação à sistemas G. Posteriormente, Ribeiro et al. (2013b) investigaram a presença de um viés na massa virial dos grupos G e NG da amostra de Berlind et al. (2006). Eles encontraram que essa inconsistência entre a massa de sistemas G e NG se torna evidente quando lidamos com grupos ricos ($N \ge 20$), onde os sistemas NG são em média 1,4 vezes maiores do que grupos G. Em nosso trabalho encontramos resultados similares onde as massas dos sistemas NG são relativamente maiores que dos sistemas G por um fator de ~ 1,7. Este valor é bem menor que o apresentado em Ribeiro et al. (2011) e pouco maior que o valor sugerido por Ribeiro et al. (2013b). Acreditamos que as diferenças com relação aos valores apresentados em Ribeiro

	Tabela a	5.1: Propriedades I	medianas dos g	grupos	Geng
Tipo	$R_{200} (Mpc)$	$M_{200} \ (10^{14} M_{\odot})$	$\sigma_v({ m km/s})$	N_{200}	N_T
G	$1.12\substack{+0.06\\-0.04}$	$1.94^{+0.53}_{-0.22}$	$325.17^{+28.09}_{-17.63}$	32	81
NG	$1.35\substack{+0.08\\-0.05}$	$3.39\substack{+0.54 \\ -0.37}$	$424.56^{+31.89}_{-22.03}$	63	152

Tabela 3.1: Propriedades medianas dos grupos G e NG

et al. (2013b) devem-se ao fato de estarmos utilizando sistemas mais ricos ($N_T \ge 50$). Estas diferenças podem ser uma consequência da aplicação da análise do virial a sistemas não-virializados. Por outro lado, sistemas NG possuem maiores dispersões de velocidades, consequentemente estes também apresentam maiores estimativas de massas, e como mostrado por outros autores (Hou et al. 2011, 2013) perfis de dispersão de velocidades crescentes estão associados a uma fração alta de galáxias azuis na periferia dos sistemas (Popesso et al. 2007, Ribeiro et al. 2013a).

Para analisar as propriedades dos sistemas dinamicamente evoluídos e daqueles com distribuição complexa de velocidades, criamos dois grupos compostos por todos os sistemas definidos G e NG. A figura 3.1 ilustra a distribuição em cor e de massa estelar para galáxias dentro de $1 \times R_{200}$ nas nossas amostras compostas. O painel superior ilustra o histograma de cor e o painel inferior a distribuição cumulativa para galáxias em sistemas G (linha vermelha contínua) e em grupos NG (linha azul pontilhada). Verificamos quão similares são as distribuições de cor e massa estelar através do teste Kolmogorov-Smirnov (KS). Esse teste mede a diferença máxima absoluta entre a função de distribuição empírica, proveniente dos dados, e a distribuição teórica, de modo que, quanto menor a distância entre as distribuições maior a probabilidade da amostra ter sido extraída da mesma população. De acordo com o teste KS tanto a distribuição em cor $(g - r)_0$ quanto a distribuição de M_* são completamente diferentes com um limite de confiança $\alpha > 99\%$.

Da figura 3.1 podemos inferir que as galáxias em sistemas dinamicamente relaxados são, em geral, mais vermelhas e de maior massa em comparação às galáxias em grupos não-relaxados. Calculando as cores médias para cada população temos que para sistemas $G \langle (g-r)_0 \rangle = 0,71$ e para os sistemas NG $\langle (g-r)_0 \rangle = 0,67$. Adicionalmente, para as massas estelares em ambas as amostras temos que $\langle \text{Log } M_\star/M_\odot \rangle = 10,30$ e $\langle \text{Log } M_\star/M_\odot \rangle = 9,94$ para sistemas G e NG, respectivamente. Além das galáxias localizadas na região central de sistemas G serem mais vermelhas e mais massivas, elas também possuem, em média, maior luminosidade $\langle M_r \rangle = -20,37$ em comparação a sistemas NG cuja magnitude absoluta média é de $\langle M_r \rangle = -19,71$.



Figura 3.1: Histograma e distribuição cumulativa de cor no rest-frame $(g - r)_0$ e massa estelar (M_{\star}) para galáxias localizadas dentro do R_{200} de grupos G (linha vermelha contínua) e NG (linha azul tracejada).

O teste KS também indica que a distribuição de SFR e sSFR para G e NG são significativamente distintas como mostra a figura 3.2. A diferença mais acentuada é observada para sSFR em grupos G com estes tendo um excesso de galáxias com menor SFR por unidade de massa. Para sistemas G, temos que $\langle \text{Log SFR} (M_{\odot}/\text{yr}) \rangle = -1,11$ e para sistemas NG $\langle \text{Log SFR} (M_{\odot}/\text{yr}) \rangle = -1,23$. Com relação às taxas de formação estelar específica temos que $\langle \text{Log SFR}/\text{yr} \rangle = -11,46$ e para sistemas NG $\langle \text{Log sSFR}/\text{yr} \rangle$ = -11,22.

Hou et al. (2012) encontraram resultados similares aos nossos para a sua amostra de 15 grupos ricos localizados em redshifts intermediários ($z \sim 0, 4$) e extraídos do catálogo GEEC (Group Environmental and Evolution Colaboration). Desses 15 grupos 8 possuem distribuição de velocidades NG. Utilizando uma distribuição de cor corrigida por extinção galáctica e com correção K considerando z = 0, 4, eles observaram que a distribuição de cor ^{0,4}(g-r) dos sistemas com subestruturas (majoritariamente NG) difere significativamente da distribuição em cor dos sistemas sem subestruturas (alguns deles sendo G). Além disso, eles afirmam que grupos sem subestruturas apresentam uma sequência de vermelhas bem definida enquanto grupos com subestruturas aparentam ter uma sequência de azuis dominante. Estas tendências também foram observadas em termos de taxa de formação estelar específica onde eles apontam que grupos com subestruturas possuem uma fração maior de galáxias com formação estelar ativa (Log sSFR > -11 yr⁻¹) em comparação a grupos sem subestruturas.

Ribeiro et al. (2013a) analisando uma amostra de 183 aglomerados de galáxias extraídos do SDSS usando a lista de alvos do NoSOCS e CIRS encontraram resultados consistentes com os encontrados em nosso trabalho e em Hou et al. (2012). Segundo eles 78% das galáxias brilhantes da sua amostra ($M_z < -22.59$) estão em sistemas G. Além disso, eles encontraram que 76% das galáxias em aglomerados G são vermelhas, enquanto em sistemas NG eles encontram uma fração um pouco menor (70%). Esses resultados contribuem para o cenário no qual grupos G são mais evoluídos que grupos NG.

3.4.1 Segregação em Luminosidade

No modelo atual de formação de estruturas Λ CDM, objetos menores fundem-se progressivamente para formar sistemas maiores. Este processo implica que a fração de galáxias localizadas em grupos aumenta significativamente desde $z \sim 1,5$ até os valores



Figura 3.2: Histograma e distribuição cumulativa de SFR e s
SFR para galáxias localizadas dentro do R_{200} de grupos G e NG

conhecidos no Universo Local, onde a maioria das galáxias são encontradas em grupos (Huchra & Geller 1982; Berlind et al. 2006; Knobel et al. 2009). Nesse contexto, o ambiente de grupos desempenha um papel dominante porque apenas uma pequena fração de galáxias vive em ambientes mais densos tais como regiões centrais de aglomerados. Observações indicam que a transição da nuvem azul para a sequência de vermelhas acontece mais rápida em grupos do que em populações evoluindo passivamente no campo (Balogh et al. 2000; Wilman et al. 2005; Peng et al. 2010). Entretanto, o fenômeno físico responsável por acelerar a transição de galáxias azuis para vermelhas permanece incerto. Dos fenômenos que ocorrem em grupos podemos destacar o estrangulamento ou remoção do reservatório de gás quente da galáxia, interações de maré e colisões/fusões entre membros dos grupos. A eficiência destes processos pode produzir fenômenos de segregação que vão além de tendências radiais entre as propriedades dos sistemas.

Como mencionamos na seção 2.3.1, em sistemas compostos as distâncias das galáxias com relação ao centro são normalizadas pelo R_{200} e as velocidades pela dispersão de velocidades, σ_v , do grupo. Além disso, os efeitos de segregação nestes sistemas podem ser investigados a partir da dispersão de velocidades nomalizadas, σ_u (ver eq. 2.3). Analisamos os efeitos de segregação para grupos G e NG utilizando todas as galáxias localizadas em até $2 \times R_{200}$ a partir do centro do grupo e com limite em magnitude absoluta de $M_r \leq -18$. A Figura 3.3 ilustra a relação entre σ_u e M_r para galáxias em grupos G (pontos pretos) e grupos NG (pontos abertos). Podemos perceber a partir desta figura que grupos com distribuição de velocidades gaussianas apresentam um perfil de dispersão de velocidades relativamente crescente ao longo do intervalo de magnitudes adotado neste trabalho, enquanto os grupos com perfis NG apresentam um comportamento desordenado para objetos mais brilhantes, tornando-se decrescente a partir de $M_r \ge -21$. Além disso, as galáxias mais brilhantes em sistemas G possuem dispersões de velocidades normalizadas bem menores em comparação às galáxias brilhantes em sistemas NG e estas diferenças mantêm-se até magnitudes mais fracas. Para os bins de menor flux
o $(M_r \geq -19,5),$ não é possível ver uma distinção entre os valores de σ_u em ambas as amostras. Nesta figura e nas outras subsequentes, as barras de erro são produzidas a partir de uma reamostragem em cada *bin* utilizando a técnica de bootstrap. Devido ao grande número de galáxias nos grupos (3913 em sistemas G e 3861 em NG) e consequentemente o grande número de objetos por bin (~ 450), as barras de erro apresentadas na maioria das figuras são

61



Figura 3.3: Dispersão de velocidades normalizada em função da magnitude absoluta na banda r para galáxias distribuídas em até $2 \times R_{200}$ a partir do centro de sistemas G (pontos pretos) e NG (pontos abertos). Nesta figura vemos que sistemas G e NG apresentam tendências diferentes entre $\sigma_u \times M_r$.

menores que o tamanho dos pontos.

Para complementar os resultados obtidos na figura 3.3 construímos na figura 3.4 o perfil radial de dispersão de velocidades e o perfil de cor para sistemas G (pontos pretos) e NG (pontos abertos). Para todos os raios vemos que a amostra de G possui valores de σ_u bem menores em comparação a amostra de NG. Além disso, podemos perceber, apesar da flutuação dos pontos, que a amostra composta por sistemas G apresenta um perfil de dispersão de velocidades decrescente enquanto o perfil de dispersão de velocidades para sistemas NG é composto por um platô para objetos localizados na região central do sistema, seguido por um decréscimo abrupto em σ_u e em seguida um pequeno aumento nesta quantidade para objetos mais periféricos do sistema ($R \ge 1, 25R_{200}$). Vale ressaltar que mesmo para raios maiores grupos G e NG apresentam valores bem distintos de σ_u demonstrando que estes dois tipos de sistemas são dinamicamente diferentes.

Em geral, perfis radiais crescentes podem ser interpretados como possíveis assinaturas de processos de fusão (Menci & Fusco-Feminano 1996). Hou et al. (2009) encontraram resultados similares aos nossos. Embora analisando uma amostra estatisticamente pequena (5 grupos com N \geq 20) eles encontraram que dois grupos classificados como gaussianos possuem perfis de velocidades decrescentes, enquanto três dos grupos classificados como NG possuem perfis crescentes. Eles também observaram que um dos seus grupos G apresentaram uma diminuição inicial no perfil de dispersão de velocidades e em seguida um nivelamento ou platô a medida que caminha-se para regiões externas do sistema. Esse mesmo padrão nos perfis para sistemas G foi encontrado por Ribeiro et al. (2010) na sua amostra de grupos de galáxias, porém o platô foi encontrado nas regiões mais centrais dos sistemas seguido por um decréscimo monotônico. Similar ao obtido por Ribeiro et al. (2010), nossos resultados também evidenciam um pequeno platô na região central dos grupos G e NG.

Analisando a cor associada ao perfil de dispersão de velocidades visto na parte superior da figura 3.4 vemos que as galáxias em sistemas G são mais vermelhas ou mais evoluídas que as galáxias em sistemas NG. Este resultado, ilustrado na parte inferior da figura 3.4, mostra um claro avermelhamento em direção ao centro. Isso nos mostra que a segregação dinâmica que estamos vendo reflete-se na segregação cor-raio ou morfologiadensidade onde as galáxias mais evoluídas, que em geral são do tipo anterior ou *early-type*, estão localizadas na região central do sistema. O fato de sistemas G e NG, embora dina-



Figura 3.4: Perfil radial de dispersão de velocidades (parte superior) e distribuição de cor $(g-r)_0$ em função da posição (parte inferior) para a amostra de sistemas G e NG. Sistemas G apresentam um perfil decrescente enquanto os NG apresentam um perfil levemente crescente apenas na região mais periférica do sistema. Do perfil de cor podemos inferir que as galáxias em sistemas G são mais vermelhas e consequentemente mais evoluídas do que as galáxias em grupos NG.

micamente distintos, apresentarem um avermelhamento similar nas regiões centrais pode sugerir que o agente causador deste avermelhamento seja o mesmo, porém atuando em níveis diferentes.

Como vimos no início desta seção, vários processos são considerados relevantes na transformação morfológica das galáxias e na transição da nuvem azul para a sequência de vermelhas. Dentre estes podemos destacar o processo de fricção dinâmica. Este por sua vez atua reduzindo a velocidade de galáxias massivas à medida que elas migram para região central do sistema. Assumindo que as galáxias mais centrais são também aquelas mais massivas podemos sugerir que o fenômeno de fricção dinâmica pode ser um dos responsáveis pela segregação em luminosidade e em raio que estamos observando. Na próxima seção analisaremos a distribuição de massa da nossa amostra de sistemas G e NG e verificaremos se a segregação em luminosidade e raio traduz-se em segregação em massa.

3.4.2 Segregação em Massa Estelar

Ao longo de sua vida, as galáxias experimentam tipos diferentes de ambientes. Isto sugere que a distribuição de massa das galáxias é o resultado dos processos físicos que ocorreram durante a sua evolução. Sabemos que a massa das galáxias está diretamente relacionada ao ambiente, de modo que objetos em ambientes de alta densidade são tipicamente mais velhos, massivos, vermelhos e pobres em gás. De acordo com estudos sobre o processo de fricção dinâmica, galáxias massivas caem mais rápido para as regiões mais internas do sistema, produzindo assim segregação em massa. Por outro lado, interações de maré entre galáxias e o poço de potencial do grupo podem afetar a distribuição de massa das galáxias.

Verificamos neste trabalho a presença de segregação em massa para a nossa amostra de grupos ricos em galáxias. Para isso, ilustramos na figura 3.5 a dispersão de velocidades normalizada em função da massa estelar (parte superior) e o perfil de massa (parte inferior) para nossa amostra de grupos G e NG. Observando a relação $\sigma_u \times M_{\star}$ vemos que para galáxias de baixa massa (Log $M_{\star}/M_{\odot} \leq 9.5$) não há diferenças significativas entre os valores de σ_u , porém para galáxias de alta massa os perfis tornam-se distintos, com sistemas G apresentando um perfil de dispersão de velocidades decrescente e sistemas NG seguindo um perfil crescente. Isso implica que galáxias mais massivas em grupos G



Figura 3.5: Dispersão de velocidades normalizada (parte superior) em função da massa estelar das galáxias e perfil de massa (parte inferior) para grupos G e NG. As diferenças entre as amostras são bastante significativas. Para sistemas G vemos um perfil de massa decrescente enquanto para sistemas NG um perfil crescente. As galáxias centralmente localizadas em grupos G são mais massivas que sua contrapartida em sistema NG.

possuem menor dispersão de velocidades normalizada, ou seja estão se movendo mais lentamente que as galáxias menos massivas no sistema. Além disso, de acordo com o perfil radial de massa, ilustrado na parte inferior da figura 3.5, grupos G possuem um decréscimo acentuado dentro do R_{200} do sistema em comparação aos sistemas NG, porém para distâncias maiores vemos que ambos os perfis de massa apresentam um leve crescimento.

Os resultados mostrados na figura 3.5, com relação ao perfil de dispersão de velocidades em função da massa estelar, estão em bom acordo com os resultados encontrados nas figuras 3.3 e 3.4 o que indica que galáxias vermelhas e de maior massa possuem menores valores de σ_u , ou seja, já sofreram processos ambientais que produziram os efeitos de segregação observados. Uma vez que nossos resultados evidenciam efeitos segregação em massa para grupos em equilíbrio dinâmico e nenhuma tendência é observada para sistemas NG, podemos sugerir que processos de fricção dinâmica desempenham um papel mais importante em grupos G do que em sistemas NG. Outros trabalhos na literatura apontam a fricção dinâmica como o mecanismo responsável por produzir segregação em massa. Por exemplo, Contini & Kang (2015) utilizando modelos semi-analíticos analisaram o papel da fricção dinâmica na produção da segregação em massa para grupos e aglomerados. Eles encontraram uma clara segregação em massa para objetos dentro do raio do virial do sistema, com as galáxias mais massivas residindo nas regiões mais internas. Para objetos além do raio do virial eles encontraram uma anti-segregação que acreditam estar relacionada com a inclusão de galáxias não gravitacionalmente ligadas ao sistema. Presotto et al. (2011) utilizando uma amostra de grupos em redshifts mais altos $(z \ge 0.2)$ encontraram evidências de segregação em massa para grupos ricos em galáxias, porém nenhuma tendência foi observada para sistemas mais pobres. Eles sugerem, assim como em nosso trabalho, que a fricção dinâmica é o mecanismo físico responsável pela segregação em massa. Nenhum destes trabalhos associaram a segregação em massa ao estado dinâmico do grupo, porém nossos resultados indicam que segregação em massa e o estado dinâmico do grupo estão diretamente relacionados.

3.4.3 Segregação em função da taxa de formação Estelar

No contexto do modelo atual de formação e evolução de galáxias, as propriedades destes objetos podem ser definidas a partir de condições iniciais na sua época de formação (cenário *nature*) ou devido a sucessivos processos ambientais sofridos pela galáxia ao longo



Figura 3.6: Dispersão de velocidades normalizada (parte superior) e distribuição de cor $(g - r)_0$ (parte inferior) em função da taxa de formação estelar das galáxias em grupos G e NG. Para sistemas G observamos que σ_u apresenta um comportamento decrescente para galáxias com SFR $\leq -1M_{\odot}/yr$, enquanto para sistemas NG σ_u possui um perfil crescente. Como observado nas figuras anteriores os perfis de σ_u para ambas as amostras permanecem distintos.

de sua trajetória evolutiva (cenário *nurture*). Considerando o último cenário, podemos esperar que os processos que atuam nestes ambientes também afetem a sua taxa de formação estelar. Para verificar o quanto o estado dinâmico pode contribuir para a diminuição da SFR de galáxias em grupos estudamos o efeito de segregação dinâmica para sistemas considerados evoluídos e aqueles dinamicamente complexos.

No painel superior da figura 3.6 é possível observar a relação entre σ_u e a taxa de formação estelar para os sistemas G e NG. Assim como nas figuras anteriores, é possível ver uma distinção entre o comportamento do perfil de dispersão de velocidades para G e NG, com sistemas G apresentando valores menores de σ_u com relação aos sistemas NG. Podemos perceber a combinação de dois perfis para ambas as amostras. De um lado grupos G apresentando um perfil decrescente para galáxias com menores taxas de formação estelar (Log SFR $M_{\odot}/yr < -1$) e um perfil levemente crescente finalizando com um platô para galáxias com Log SFR $M_{\odot}/\text{yr} \geq -1$ e do outro sistemas NG apresentando um perfil crescente de σ_u para objetos com pouca taxa de formação estelar. O ponto curioso é que, como visto no painel inferior desta figura, tanto as galáxias em grupos G quanto NG com pequenas taxas de formação estelar ($\leq -1M_{\odot}/yr$) possuem cores semelhantes. Desse modo, poderíamos esperar que a relação $\sigma_u \times SFR$ para G e NG seguisse o mesmo comportamento, o que não acontece. Além disso, como cor é degenerada em SFR e metalicidade, este resultado também podem sugerir que os sistemas possuem galáxias com diferentes metalicidades. Esses resultados reforçam a importância do estado dinâmico do sistema na evolução das galáxias.

3.5 Conclusão

Neste trabalho analisamos uma amostra de grupos ricos em galáxias com o intuito de identificar a contribuição do estado dinâmico dos grupos nas propriedades das galáxias. Para isso, selecionamos grupos com pelo menos 50 galáxias dentro de $4 \times R_{200}$ do grupo. A partir da aplicação de testes de normalidade (HD e JB) e de multimodalidade (Mclust) classificamos os sistemas como G (evoluído dinamicamente) ou como NG (complexa distribuição de velocidades). Dos 482 grupos de galáxias encontramos que 72 deles possuem distribuição de velocidades gaussiana e 45 deles distribuição NG. As propriedades médias destas duas classes de grupos foram analisadas a partir da criação de dois sistemas com-

postos por todas as galáxias em grupos G e em grupos NG. Em geral, grupos NG são maiores, mais massivos, com maior dispersão de velocidades e possuem um maior número de membros em comparação aos sistemas G. Além disso, estes sistemas apresentam distribuições de cor, massa estelar, SFR e sSFR distintas. Da análise de segregação vimos que grupos G e NG seguem comportamentos completamente diferentes como pode ser visto através da relação entre a dispersão de velocidades normalizada e a magnitude absoluta, onde as galáxias mais luminosas possuem menores valores de σ_u . Também vimos que grupos G possuem um perfil radial decrescente enquanto NG apresentam um perfil similar com um leve crescimento para objetos mais distantes no sistema. Como perfis crescentes estão associados a interações e fusões entre as galáxias, este resultado reforça a complexidade da dinâmica dos sistemas NG. Outro ponto interessante surge quando analisamos a distribuição de σ_u em função da massa estelar das galáxias. Encontramos também que grupos G e NG apresentam perfis de massa diferentes com as galáxias mais massivas em sistemas G tendo menores valores de σ_u e localizadas nas partes mais internas dos sistemas. Para grupos NG detectamos o comportamento oposto, onde as galáxias mais massivas e localizadas na região central apresentam valores maiores de σ_u . Estes resultados em conjunto com aqueles obtidos para taxa de formação estelar indicam que o estado dinâmico do grupo é um ingrediente fundamental na evolução das galáxias que residem em ambiente de grupos.

Capítulo 4

Grupos Compactos na Região de Infall de Grupos normais de Galáxias¹

4.1 Introdução

Grupos compactos de galáxias (GCs) são pequenas associações compostas por quatro a oito galáxias com luminosidades similares e cuja separação intergaláctica é comparável ao diâmetro das galáxias (Hickson et al. 1982). Algumas das questões em aberto sobre GCs dizem respeito à origem, à importância desses objetos no universo e se existe uma relação direta entre as propriedades desses sistemas e a evolução de suas galáxias membro. Ao longo das últimas três décadas, inúmeros estudos têm indicado que interações entre galáxias podem afetar significativamente sua evolução em termos de morfologia, conteúdo de gás e poeira, taxa de formação estelar e atividade nuclear. Enquanto tem sido mostrado que interações podem aumentar a formação estelar alimentando o gás da região central das galáxias com gás frio e/ou aumentando seu conteúdo de gás via acreção e fusão (Struck 199) alguns estudos indicam que o cenário é mais complexo e outros fenômenos, tais como choques e turbulência podem também desempenhar um papel importante na evolução de galáxias (Appleton et al. 2006; Boselli et al. 2008; Alatalo et al. 2014).

Uma vez que esses processos podem influenciar a evolução de galáxias, estudar o ambiente no qual elas estão inseridas é de extrema importância. Grupos compactos são considerados objetos ideais para estudar os efeitos do ambiente. Devido a alta densidade

 $^{^1 \}mathrm{Os}$ resultados apresentados neste capítulo fazem parte de um artigo em preparação que será submetido à revista MNRAS.

de galáxias, equivalente à de regiões centrais de aglomerados, e sua pequena dispersão de velocidades (~ 200 km/s), GCs representam ambientes onde interações e fusões entre galáxias são predominantes (Stephan 1877, Seyfert et al. 1951, Hickson et al. 1992; Ribeiro et al. 1996). De acordo com estudos recentes, uma grande fração de galáxias em aglomerados devem ter sido pre-processadas em grupos (McGee et al. 2009, Eckert et al. 2014, Lopes et al. 2014) destacando ainda mais a importância em entender os mecanismos que ditam a evolução de galáxias em diferentes tipos de grupos.

A amostra de grupos compactos mais estudada até os dias de hoje é a amostra de Hickson (HCG, 1982, Hickson et al. 1989). Esta, por sua vez, consiste de 100 GCs encontrados no universo local (z < 0.06) e contêm 451 galáxias. Quando incorporadas as informações espectroscópicas, a amostra foi reduzida a 96 grupos (Hickson et al. 1992). Estudos detalhados revelaram que GCs possuem metade da fração de galáxias *late-type* observada no campo e aproximadamente o dobro da fração encontrada em aglomerados de galáxias (Hickson 1982), além de apresentarem indícios claros de interações de maré (Mendes de Oliveira & Hickson 1994). Embora individualmente GCs sejam conhecidos por conter galáxias com surtos de formação estelar (galáxias *starbursts*) e com núcleos ativos (Menon 1995; Ribeiro et al. 1996), as amostras de galáxias em GCs como um todo, não parecem indicar taxas elevadas quando comparadas com as galáxias de campo.

Uma das componentes dominantes em sistemas gravitacionalmente ligados é componente gasosa. Esta, é composta por um plasma quente que permeia o meio no qual as galáxias estão inseridas. Por muito tempo, questionou-se a natureza de grupos compactos como estruturas físicas colapsadas. Acreditava-se que tais estruturas poderiam ser meros alinhamentos na linha de visada. A descoberta de emissão em raios-X nesses sistemas (Schwartz et al. 1980, Bahcall et al. 1984) trouxe luz a este debate e confirmou estes sistemas como entidades físicas. O estudo mais completo sobre a emissão em raios-X dos GCs remete-se a Ponman et al. (1996). Analisando uma amostra de 85 HCGs observados a partir dos levantamentos ROSAT ALL-Sky Survey (RASS) e ROSAT PSPC, eles verificaram que 22 dos 85 HCGs possuem emissão difusa em raios-X com luminosidades superiores a 1.3×10^{41} erg s^{-1} . Além disso, eles encontraram uma ausência de correlação entre a luminosidade em raios-X e a luminosidade óptica destes grupos, sugerindo que o gás intragrupo é primordial e não proveniente das galáxias. Outro ponto importante abordado por estes autores é que os grupos dominados por galáxias *late-type* exibem emissão difusa em raios-X, assim como sistemas dominados por galáxias *early-type* e lenticulares, porém tendem a ser menos brilhantes.

A análise da distribuição de hidrogênio neutro (HI) pode oferecer valiosas contribuições para o entendimento das interações entre galáxias em ambientes densos e como se dá o seu processo de evolução. Verdes-Montenegro et al. (2001) encontraram uma deficiência em hidrogênio neutro nas galáxias em grupos, enquanto Borthakur et al. (2010) mostraram que a maioria dos grupos considerados evoluídos dinamicamente possuem uma componente difusa do gás no meio intragrupo. Como explicação eles sugeriram que à medida que o sistema evolui, o hidrogênio neutro é ejetado para o ambiente do grupo por determinados mecanismos.

Estudos a partir de dados no infravermelho possibilitaram a análise do obscurecimento por poeira da taxa de formação estelar e das propriedades da poeira fria presente nas galáxias. Por exemplo, Johnson et al. (2007) estudaram a distribuição em cor no infravermelho médio a partir do Infrared Array Camera (IRAC, $3, 6-8, 0\mu m$) e encontram um *gap* no espaço de cor entre galáxias com cores similares à galáxias quiescentes e as cores características da população com atividade de formação estelar intensa. Posteriormente Tzanavaris et al. (2010) estudaram 11 dos 12 sistemas estudados por Johnson et al. (2007) e encontraram um *gap* na taxa de formação estelar específica destes sistemas.

Walker et al. (2012) estenderam a análise de Johnson et al. (2007) para uma amostra de 49 GCs contendo 174 galáxias e encontraram a mesma pequena densidade de galáxias na região de transição no espaço de cor no infravermelho. Eles também indicaram que essa escassez de galáxias é observada na região de *infall* do aglomerado de Coma, porém não é observada nem na amostra de galáxias isoladas e nem na região central do aglomerado de Coma. Isto é interpretado como uma similaridade entre o ambiente em grupos compactos e a região de *Infall* de Coma onde ambos tem densidades elevadas de galáxias, com relação ao campo, e um grande reservatório de gás neutro não processado.

Bitsakis et al. (2010, 2011) examinaram a atividade de formação estelar obscurecida por poeira em GCs utilizando dados em diferentes comprimentos de onda (Ultra-Violeta ao Infravermelho). Para interpretar seus resultados eles propuseram um esquema evolutivo que leva em consideração a fração de galáxias *early-type* contida em cada grupo. Grupos com mais de 50% de galáxias *early-type* foram classificados como "dinamicamente velhos" enquanto aqueles dominados por galáxias *late-type* e irregulares, foram classificados como "dinamicamente jovens". Eles observaram que as galáxias *late-type* em grupos dinamicamente velhos tendem a exibir cores no UV-óptico mais avermelhadas. Estas galáxias também apresentam sSFRs uma ordem de magnitude menor e maiores massas estelares do que sua contrapartida em grupos dinamicamente jovens. Recentemente, Bitsakis et al. (2015) utilizou uma amostra composta por 1770 grupos compactos com dados desde o UV ao IR e localizados em 0.01 < z < 0.23 com o intuito de investigar a evolução da atividade nuclear das galáxias ao longo de ~ 3Gyr. Eles encontraram que a fração de grupos contendo galáxias de núcleo ativo (do inglês, AGN) aumenta significativamente com o tempo, embora a sua luminosidade nuclear global seja reduzida neste intervalo de tempo. Eles também identificaram uma conexão entre a incidência de atividade de AGN e o estado dinâmico do grupo, com galáxias em grupos dinamicamente velhos tendo uma maior probabilidade de hospedar um AGN em um dado intervalo de massa.

O pequeno tempo dinâmico dos GCs ($t_{dyn} < 1$ Gyr) levou a especulação de que estes sistemas poderiam ser alinhamentos na linha de visada ao invés de estruturas reais (Mamon 1986). Porém, evidências de interações (Rubin et al. 1991, Huchtmeier 1994) e a descoberta de emissão em raios-X do gás intragrupo (Schwartz et al. 1980, Bahcall et al. 1984) confirmaram que estes sistemas são estruturas reais. Das simulações de N-corpos uma das possíveis soluções para o problema do pequeno tempo dinâmico de GCs é que estes sistemas continuam em processo de formação e sua longevidade deve-se a acreções secundárias. Neste caso, GCs devem se formar em ambientes moderadamente densos como os de grupos pobres em galáxias e de fato muitos deles estão inseridos em tais sistemas (Ramella et al. 1994; Barton et al. 1996; Diaferio et al. 1995; Ribeiro et al. 1998; Tovmassian et al. 2002). Por exemplo, Rood & Struble (1994) afirmaram que grupos compactos não são estruturas totalmente isoladas. Eles encontraram que aproximadamente 50% a 70% dos GCs de sua amostra estariam inseridos em outras estruturas tais como grupos pobres ou aglomerados de galáxias. Estudos subsequentes encontraram uma porcentagem menor, onde apenas 30% a 50% dos GCs, seriam associados a estruturas em grande escala (Andernach & Coziol 2005; de Carvalho et al. 2005). Resultados similares foram obtidos por Mendel et al. (2011) utilizando uma grande amostra de grupos compactos identificada através do SDSS DR6 por McConnachie et al. (2009). Mendel et al. (2011) também encontraram que a população de galáxias é diferente para grupos isolados e grupos inseridos em sistemas em sua vizinhança.

Neste trabalho, estimamos a fração de grupos compactos encontrados na região de *infall* de grupos ricos em galáxias. Além disso, caracterizamos a população de galáxias em grupos compactos e em seguida estabelecemos uma comparação entre as propriedades de galáxias em diferentes ambientes tais como região central e a região periférica de grupos. Nossa amostra de grupos compactos foi obtida a partir do catálogo de McConnachie et al. (2009) e a amostra de grupos foi construída por Berlind et al. (2006). Ambos os catálogos foram obtidos a partir dos dados do SDSS.

4.2 Dados e Metodologia

4.2.1 Amostra de Grupos Compactos

Utilizamos neste trabalho um catálogo de grupos compactos identificados por McConnachie et al. (2009) no SDSS DR6. Neste catálogo os GCs satisfazem os critérios definidos por Hickson et al. (1982) dados por:

- 1. $N \ge 4 \ (\Delta m = 3);$
- 2. $\theta_N \geq 3 \ \theta_G;$
- 3. $\mu_G \le 26.0 \text{ mag arcsec}^{-1};$

onde, N é o número de galáxias dentro de 3 magnitudes com relação à galáxia mais luminosa do grupo e μ_G é o brilho superficial médio do grupo, calculado a partir da distribuição do fluxo das galáxias membro sobre o menor círculo contendo o centro geométrico e cujo diâmetro angular é θ_G . A quantidade θ_N é definida como o diâmetro angular do maior círculo concêntrico à θ_G que não contém galáxias no intervalo de magnitude do grupo.

Os GCs foram identificados utilizando apenas propriedades fotométricas das galáxias, uma vez que catálogos fotométricos são, em geral, maiores que os catálogos espectroscópicos e menos afetados por problemas de incompleteza. A amostra de galáxias utilizada na detecção dos grupos é constituída por objetos definidos como 'galáxia' a partir do SDSS DR6 e cuja magnitude na banda r é limitada ao intervalo de 14,5 $\leq r \leq$ 18. Objetos com erros na fotometria, apresentando saturação ou problemas na função de espalhamento de ponto (PSF da imagem), foram descartados do catálogo. Em torno de cada galáxia do catálogo, definiu-se um raio relativamente grande (~ 1 grau) e todas galáxias localizadas dentro deste anel foram consideradas inicialmente como membro do grupo. Em seguida, é calculado o centro geométrico, o raio, o intervalo de magnitude, o brilho superficial e a distância à galáxia mais próxima considerada como não-membro e pertencente ao intervalo de magnitude do grupo. Ao longo do processo, a galáxia mais distante do grupo é removida iterativamente até que seja encontrado um grupo que satisfaça os critérios de Hickson. Se menos de quatro galáxias permanecem no grupo, o processo é reiniciado a partir da próxima galáxia, a não ser que a mesma já tenha sido definida como membro de um GC.

Ao final do processo de identificação dos GCs, foi realizada inspeção visual de cada galáxia pertencente aos grupos para evitar contaminação no catálogo. A lista final de grupos contém 2297 GCs e 9713 galáxias com um nível pequeno de contaminação. Redshifts espectroscópicos (z_{spec}) foram incorporados para 4131 galáxias das quais 4108 possuem redshifts confiáveis ($z_{conf} \geq 0.7$). Para os casos em que o grupo possui apenas uma medida de z_{spec} esta quantidade é definida como o redshift do grupo. Objetos intrusos foram removidos dos grupos com z_{spec} estimado, utilizando um corte em velocidade dado por $\Delta v \leq 1000$ km s⁻¹, onde Δv é a máxima diferença de velocidade na linha de visada entre os membros do grupo. Dos 2297 GCs, utilizaremos apenas 526 grupos compactos com $z_{spec} \leq 0,1$. Impomos este limite em redshift para nossa amostra devido a incompleteza no levantamento espectroscópico do SDSS para redshifts mais altos, onde galáxias mais fracas que $M^* + 1$ são perdidas.

Para cada galáxia com *redshift* espectroscópico disponível, calculamos as magnitudes absolutas nas bandas $g \in r$ utilizando a fórmula: $M_x = m_x - DM - K_{corr} - Qz$, onde DM é o módulo de distância, K_{corr} a correção $K \in Q$ a correção de evolução aplicada as magnitudes e dada por -1,4 (Yee & Lopez-Cruz 1999). Obtivemos a partir do SDSS-DR12 as correções K para cada objeto em suas respectivas bandas fotométricas. As estimativas da M_* , SFR e da sSFR foram obtidas a partir do catálogo fornecido pelo Max Planck Institute for Astrophysics e a Universidade Johns Hopkins (MPA-JHU; Brinchmann et al. 2004).

4.2.2 Amostra de Grupos Normais de Galáxias

A ideia principal deste trabalho é identificar grupos compactos na região de acreção de grupos ricos em galáxias. Para isso, utilizamos uma versão atualizada do catálogo de grupos obtido por Berlind et al. (2006). Como descrito no capítulo 3, este catálogo foi inicialmente construído utilizando uma área de 3495 graus quadrados, a partir do SDSS-DR3 e posteriormente foi expandido para uma área aproximadamente três vezes maior (9380 graus quadrados) utilizando o SDSS-DR7.

Os grupos foram identificados originalmente através do algoritmo FoF e utilizando uma amostra limitada em volume ($M_r \leq -20$). Deste catálogo, foram mantidas apenas as coordenadas e os redshifts centrais de cada grupo. A lista de galáxias pertencentes a cada sistema foi redefinida utilizando a técnica de *shifting gapper* (Fadda et al. 1996) como descrita em Lopes et al. (2009a). Posteriormente a dispersão de velocidades (σ_v), a massa ($M_{500} \in M_{200}$) e o raio físico dos sistemas ($R_{500} \in R_{200}$) foram estimados seguindo o procedimento descrito em La Barbera et al. (2010). Inicialmente, foram calculadas as dispersões de velocidades na linha de visada para todos os grupos utilizando um estimador *gapper* ou *biweight* dependendo da quantidade de membros em cada grupo. O raio e a massa do virial foram determinadas a partir das equações de Girardi et al. (1998). Maiores detalhes do procedimento utilizado para obter a análise do virial para os grupos da nossa amostra podem ser encontrados em La Barbera et al. (2010).

Após a remoção de objetos considerados intrusos ao sistema, foram produzidos 5300 grupos de galáxias dos quais selecionamos 1392 grupos com pelo menos 20 galáxias cuja magnitude aparente na banda r varia entre 14,5 e 18 e cujo $z \leq 0, 1$. Adotamos tais limites em magnitude a fim de sermos consistentes com o intervalo de magnitude das galáxias em grupos compactos do catálogo de McConnachie et al. (2009). Por outro lado, o limite em redshift é para garantir que a amostra espectroscópica a ser utilizada é completa para galáxias com magnitude de até $M^* + 1$. Para estes sistemas, definimos a região de *infall* como a área compreendida entre $1, 5 \leq R_{200} \leq 4$ a partir do centro do grupo. Estes limites são necessários uma vez que estamos interessados em identificar GCs que estão migrando do campo para o poço de potencial dos sistemas. Além disso, como em geral, as partes mais centrais de grupos e aglomerados de galáxias ($\sim R_{200}$) estão em equilíbrio dinâmico e possuem densidades de galáxias bastante elevadas é improvável que um GC que reúna os critérios de Hickson seja identificado em um ambiente tão denso. Desse modo, um GC é considerado na vizinhança de um determinado grupo de galáxias se ele pertence à região de *infall* deste grupo e se a diferença no espaço de *redshifts* é $\delta z \leq 0,02$, onde δz é a diferença entre o z médio do GC e do grupo de galáxias. Utilizando estes critérios identificamos 40 grupos compactos na região de *infall* de grupos normais de galáxias.

Além dessa amostra de grupos, definimos um conjunto de GCs considerados isolados, ou seja, objetos que não estão no *infall* de nenhum dos grupos de galáxias da nossa amostra. Para que um grupo seja isolado, a distância projetada do GC ao centro de todos os grupos normais de galáxias precisa ser maior que $4 \times R_{200}$ e a diferença em *redshift* dada por $\delta z > 0, 02$. Nossa amostra de sistemas isolados é composta por 436 grupos compactos e contém 900 galáxias com z_{spec} limitado a $z \leq 0, 1$.

Neste trabalho, pretendemos também comparar as propriedades das galáxias em GCs em diferentes ambientes com as propriedades das galáxias contidas na região de *infall* e na região central dos 40 grupos normais de galáxias hospedando GCs. A amostra de galáxias centrais foi construída utilizando galáxias cuja distância com relação ao centro do sistema é dado por $R \leq R_{500}$ e contém 782 galáxias. Já a amostra de galáxias do *infall* é composta por todas as galáxias pertencentes ao anel $1, 5 \leq R_{200} \leq 4$ e contém 1237 galáxias.

4.3 Resultados

4.3.1 Ambiente Global dos Grupos Compactos

No modelo cosmológico atual (ACDM) a formação de estruturas no universo ocorre preferencialmente em regiões de alta densidade e portanto deve-se esperar que GCs estejam intimamente relacionados a outras estruturas colapsadas (Andernach & Coziol 2006). Uma das maneiras de avaliar a influência do ambiente nas propriedades das galáxias é através da estimativa da densidade local. Desse modo, para estimar a densidade local das galáxias em GCs na região de acreção de grupos de galáxias e àqueles definidos como isolados, utilizamos a distância ao 5° vizinho mais próximo (Lopes et al. 2014, 2016; La Barbera et al. 2010). Matematicamente, a densidade local Σ_5 é dada por $5/\pi d_5^2$, onde d_5 é a distância ao quinto vizinho mais próximo e a densidade local é medida em unidades de galáxias/Mpc².

A densidade local dos GCs foi obtida considerando para cada galáxia a distância projetada ao 5° vizinho mais próximo dentro de um limite de velocidade de 1000 km s^{-1}

e magnitude absoluta dada por $M_r \leq -20$. A amostra de galáxias utilizada para o cálculo da densidade local foi extraída dos bancos de dados do SDSS-DR12. A partir da informação da densidade local, classificamos dentre os grupos isolados àqueles em regiões de alta densidade (Log $\Sigma_5 > 0$) e em baixa densidade (Log $\Sigma_5 \leq 0$). Dos 436 GCs isolados da nossa amostra, 300 deles possuem Log $\Sigma_5 \leq 0$ e 136 possuem Log $\Sigma_5 > 0$. No que diz repeito ao número de galáxias, temos 607 e 293 galáxias localizadas em GCs isolados em regiões de baixa e alta densidade, respectivamente.

Em geral, objetos com Log $\Sigma_5 \ge 0$ estão associados a estruturas em grande escala no Universo. Levando em consideração estes objetos podemos estimar a porcentagem total de grupos compactos na nossa amostra que estariam localizados na região interna do poço de potencial de grupos ricos em galáxias. Como vimos anteriormente, identificamos 40 GCs na região de acreção de grupos de galáxias, correspondendo a 7,6% da nossa amostra total de GCs. Incluindo os objetos isolados considerados em regiões de densidades mais elevadas, a porcentagem de GCs próximos a uma estrutura em grande escala passa a ser de 33,5%. Essa última estimativa é consistente com valores encontrados na literatura. Por exemplo, de Carvalho et al. (2005) utilizando uma amostra de 459 grupos compactos extraídos do catálogo Digitized Second Palomar Observatory Sky Survey (DPOSS) encontraram resultados similares aos nossos, onde 32% dos GCs estariam associados a aglomerados de galáxias. Mendel et al. (2011) sugerem que a porcentagem de grupos compactos embebidos em estruturas em grande escala é ligeiramente maior, em torno de 50%. Estes autores também utilizam a amostra de GCs obtida por McConnachie et al. (2009). As discrepâncias apresentadas entre este e o nosso resultado deve-se ao intervalo de redshift $(z \leq 0.1)$ e o número mínimo de galáxias pertencentes aos grupos hospedando GCs $(N \ge 20)$ que estamos adotando. Nossos grupos são, em geral, mais massivos do que os objetos adotados por Mendel et al. (2011). Recentemente, Díaz-Giménez & Zandivarez (2015) utilizando uma amostra de 230 grupos compactos obtidos a partir do levantamento Two Micron All Sky Survey (2MASS) encontraram uma porcentagem um pouco menor. Segundo eles apenas 27% dos GCs podem ser considerados embebidos em estruturas de maiores densidades.

A densidade local dos grupos normais de galáxias foi obtida de modo similar à dos GCs porém utilizamos apenas galáxias contidas nestes sistemas para compor a amostra de controle. A figura 4.1 ilustra o histograma (painel superior) e a distribuição cumulativa



Figura 4.1: Histograma (painel superior) e distribuição cumulativa (painel inferior) de densidade local (Log Σ_5) para grupos compactos na região de *infall* de grupos normais de galáxias (curva vermelha), em regiões de baixa densidade (curva azul) e de alta densidade (curva laranja). Também ilustramos a densidade local para a região central (curva preta) e a região de infall (curva magenta) de grupos normais de galáxias.

(painel inferior) de densidade local para grupos compactos em regiões de baixa densidade (curva azul), alta densidade (curva laranja) e na região de *infall* (curva vermelha). Além disso, apresentamos os resultados para a região central (curva preta) e para a região de *infall* (curva magenta) dos grupos normais. Podemos perceber que GCs localizados em regiões de alta densidade e no *infall* de grupos normais de galáxias apresentam densidades superficiais extremamente elevadas similares às densidades encontradas nas regiões centrais de grupos normais de galáxias. Por outro lado, galáxias em GCs observados em regiões de baixa densidade possuem densidades similares a de galáxias de grupos normais na região de *infall*. Uma vez que grupos GCs em regiões de alta densidade possuem densidades similares a de GCs na região de *infall* de grupos normais, podemos esperar que a evolução das galáxias nestes ambientes seja similar a de galáxias nas partes mais centrais de grupos. Investigaremos na próxima seção diferenças nas propriedades das galáxias nos diferentes ambientes apresentados neste trabalho.

4.3.2 Propriedades de Grupos Compactos

Como mencionado anteriormente, identificamos 40 grupos compactos de galáxias localizados na região de acreção de grupos normais de galáxias. Além disso, obtivemos 136 GCs isolados (que não estão no *infall* de grupos normais de nossa amostra) em regiões mais densas e 300 GCs em regiões menos densas. Na figura 4.2 apresentamos o histograma e a distribuição cumulativa do raio projetado (θ_G) e do brilho superficial (μ) para GCs em diferentes ambientes: região de *infall* (em vermelho), alta (em laranja) e baixa densidade (em azul). Para cada variável aplicamos um teste de hipótese com permutação afim de identificar diferenças entre as propriedades dos GCs localizados nestes ambientes. Esse teste basicamente utiliza o critério de Anderson-Darling para testar a hipótese de que k amostras independentes com tamanhos diferentes podem ter sido originadas a partir de uma distribuição F(x) comum. O teste AD busca diferenças significativas nas caudas das distribuições.

De acordo com o teste de Anderson-Darling, GCs no *infall* e em regiões de alta e baixa densidade possuem tamanhos similares. Por outro lado, em termos de brilho superficial (painel inferior da Fig. 4.2) GCs em regiões de alta densidade diferem significativamente daqueles em regiões de baixa densidade. Porém, nenhuma diferença é encontrada para grupos compactos no *infall*. Vale ressaltar que a região periférica de grupos de galáxias



Figura 4.2: Histograma e distribuição cumulativa do raio projetado (painel superior) e do brilho superficial (painel inferior) para grupos compactos no *infall* (curva vermelha), em regiões baixa densidade (curva azul) e de alta densidade (curva laranja).

possuei, em geral, densidades intermediárias entre a região central dos grupos e o campo. Como vimos na Fig. 4.1 a maioria das galáxias em GCs no *infall* estão em regiões de alta densidade (Log $\Sigma_5 \geq 0$), porém há objetos em regiões de densidades mais baixas. Para melhor compreender as propriedades dos GCs na região de acreção seria interessante subdividir estes GCs no *infall* de acordo com a densidade local de galáxias, mas como a nossa amostra é relativamente pequena, subdividi-la diminuiria a confiança estatística dos resultados. Acreditamos que devido a tal mistura de densidades o teste AD não foi capaz de detectar diferenças entre a distribuição de μ para os GCs no *infall* e os sistemas em regiões de baixa densidade.

4.3.3 O teste Tremaine-Richstone

Para entender a natureza da galáxia mais brilhante dos grupos compactos (do inglês, BCG) utilizamos o teste estatístico desenvolvido por Tremaine & Richstone (1977). Este teste permite-nos distinguir se as BGCs são apenas exemplos extremos da função de luminosidade ou se elas são objetos que tiveram uma evolução diferente das demais galáxias pertencentes ao GC. O teste calcula a diferença em magnitude entre a primeira e a segunda galáxia mais brilhante (ΔM_{12}) do sistema. Essa diferença está relacionada com a época de formação e o histórico de acreção do halo. *Gaps* pequenos em magnitude ($\Delta M_{12} < 1$) indicam fusões recentes do halo e *gaps* maiores ($\Delta M_{12} > 1$) indicam que o sistema não teve fusões recentes. Os dois parâmetros utilizados no teste são:

$$T_1 = \frac{s(M_1)}{\langle \Delta M_{12} \rangle} \tag{4.1}$$

е

$$T_2 = \frac{s(\Delta M_{12})}{\sqrt{0.67} \langle \Delta M_{12} \rangle} \tag{4.2}$$

onde $\langle \Delta M_{12} \rangle$ é o valor médio da diferença ΔM_{12} , $s(M_1)$ e s (ΔM_{12}) representam o desvio padrão de M_1 e ΔM_{12} , respectivamente. Valores de $T_1 > 1$ e $T_2 > 1$ implicam que as galáxias mais brilhantes dos GCs são extraídas da mesma função de luminosidade. Entretanto, se o oposto ocorre significa que a BCG evoluiu às custas das demais galáxias do grupo. Para obter os valores de T_1 e T_2 para nossa amostra de grupos compactos no *infall* e em regiões de baixa e alta densidade, selecionamos as galáxias mais brilhantes dos

	<u> </u>	, -1 · -2 para at	
	G	rupos Compact	os
	Infall	baixa- Σ	alta- Σ
# grupos	10	90	30
$\langle \Delta M_{12} \rangle$	0,99	0,91	0,77
T_1	$0,\!63$	0,72	$0,\!85$
T_2	$1,\!18$	$0,\!83$	1,06

Tabela 4.1: $\langle \Delta M_{12} \rangle$, $T_1 \in T_2$ para GCs em diferentes ambientes.

sistemas com medida de z_{spec} e magnitude absoluta. Infelizmente nem todas as galáxias possuem tais informações o que nos impediu de obter os parâmetros T_1 e T_2 para todos os grupos compactos da nossa amostra. Na primeira linha da tabela 4.1 apresentamos o número de GCs para os quais foi possível realizar o teste. Como podemos observar nesta tabela, em todos os casos $\langle \Delta M_{12} \rangle$ é menor que 1, sugerindo que estes sistemas sofreram fusões recentes. A maior diferença média em magnitude absoluta ocorre para BCGs em grupos compactos no *Infall*. Para GCs em regiões de baixa densidade os valores de $T_1 e T_2$ são menores que 1 indicando que as BCGs são mais evoluídas que as suas companheiras. Porém, para GCs no infall e em regiões de alta densidade temos $T_1 < 1 e T_2 > 1$.

Martínez et al. (2013) analisaram as propriedades das BGCs em grupos compactos e grupos pobres em galáxias. Eles encontraram que as BCGs em grupos compactos são mais concentradas e possuem maior brilho superficial do que sua contrapartida em grupos pobres de baixa (log $(M/M_{\odot}h^{-1}) \leq 13.2$) e alta massa (log $(M/M_{\odot}h^{-1}) \geq 13.2$). Similar ao encontrado neste trabalho para GCs em regiões de baixa densidade, eles observaram que BCGs em grupos compactos parecem conter uma grande fração da luminosidade total do sistema e diferem muito mais em magnitude absoluta com relação à segunda galáxia mais brilhante do sistema. Comparando os valores de T_1 e T_2 obtidos por estes autores, percebemos que GCs no *infall* e em regiões de densidades mais elevadas possuem valores compatíveis com os de sua amostra de grupos pobres. As BCGs nestes sistemas são objetos no extremo luminoso da função de luminosidade. Estes resultados apontam para diferenças na evolução das BCGs em grupos compactos. Segundo Martínez et al. (2013) alguns dos mecanismos responsáveis por transformar galáxias *late-type* em *early-type*, tais como *mergers*, devem ser mais eficientes em grupos compactos devido a elevada densidade de galáxias e a pequena dispersão de velocidades desses sistemas o que conduz as suas BCGs a um caminho evolutivo diferente.

4.3.4 Propriedades de Grupos hospedeiros

O ambiente de grupos representa um estágio intermediário entre galáxias individuais e aglomerados ricos em galáxias. Tal ambiente contém aproximadamente metade das galáxias contidas no Universo (Geller & Huchra, 1983; Eke et al. 2005). Basicamente, grupos de galáxias são sistemas menores, menos massivos e com um número menor de galáxias em comparação à aglomerados. Por outro lado, quando comparados à GCs, estes são mais massivos e possuem um maior número de galáxias. Em termos de gas, tanto grupos e aglomerados quanto GCs possuem uma componente de gás que permeia o meio intragrupo e que emite em raios-X.

Assim como em GCs, fusões e interações entre galáxias são frequentes no ambiente de grupos. No contexto do modelo ACDM, grupos e aglomerados de galáxias continuam em processo de evolução. Enquanto as regiões mais centrais destes sistemas estão em equilíbrio dinâmico as partes mais externas continuam acumulando matéria do seu entorno. Essa acreção de matéria ocorre através da captura de galáxias individuais e pequenos grupos de galáxias tais como grupos compactos ou grupos pobres. Nesta seção exploraremos a natureza dos grupos de galáxias contendo GCs em sua região de acreção.

Na tabela 4.2 apresentamos algumas das informações principais dos grupos de galáxias da nossa amostra. Nas colunas 1, 2, 3 e 4 apresentamos a identificação, o número de galáxias contidas em um raio de 4Mpc com relação ao centro do sistema (N_T) e as coordenadas (RA e DEC) dos grupos. Nas colunas 5, 6, 7 e 8 listamos o redshift médio (z), a dispersão de velocidades (σ_v) , o raio (R_{200}) e a massa (M_{200}) dos grupos. Nossos grupos de galáxias possuem dispersões de velocidades entre $100 \leq \sigma_v \leq 400 \text{ km}s^{-1}$ dos quais 29 deles (70,7%) possuem $\sigma_v \geq 200 \text{km}s^{-1}$. As estimativas de massa variam entre $2 \times 10^{13} M_{\odot} \leq M_{200} \leq 1, 1 \times 10^{15} M_{\odot}$. Estes sistemas são, em geral, de alta massa, sendo que 58,5% deles possuem $M_{200} \ge 10^{14} M_{\odot}$. Com o intuito de entender se CGs ocupam preferencialmente um determinado tipo de grupos de galáxias Díaz-Gimenéz & Zandivarez (2015) dividiram sua amostra de grupos de acordo com a massa virial dos sistemas. Sua amostra foi subdivida em sistemas de baixa $(M_{vir} \leq 6 \times 10^{12} M_{\odot} h^{-1})$, intermediária $(6 \times 10^{12} M_{\odot} h^{-1} \le M_{vir} \le 1,48 \times 10^{13} M_{\odot} h^{-1}) \text{ e alta massa } (M_{vir} \ge 1,48 \times 10^{13} M_{\odot} h^{-1}).$ Eles concluíram que não há um intervalo de massa preferencial para grupos de galáxias hospedarem GCs ao contrário do que encontramos neste trabalho. Nossos resultados indicam que aproximadamente 60% dos nossos grupos contendo GCs em sua vizinhança são

de alta massa $M_{200} \ge 10^{14} M_{\odot}$.

Tabela 4.2: Amostra de grupos de galáxias hospedando grupos compactos em sua região de *infall*.

id_{gr}	N_T	RA	DEC	Z	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$\mathrm{km}s^{-1}$	Mpc	$10^{14} M_{\odot}$
621	27	232.5855	-0.1901	0.0873	$191.36_{-13.32}^{+27.43}$	$0.80\substack{+0.08 \\ -0.04}$	$0.73_{-0.11}^{+0.21}$
728	67	191.7215	0.2637	0.0889	$373.28^{+34.17}_{-25.52}$	$1.22_{-0.06}^{+0.07}$	$2.57_{-0.36}^{+0.47}$
3047	50	17.9974	15.6161	0.0607	$171.73_{-14.85}^{+26.69}$	$0.75\substack{+0.08 \\ -0.04}$	$0.58\substack{+0.18 \\ -0.10}$
3669	63	197.3042	-1.6077	0.0831	$405.93\substack{+26.71 \\ -18.98}$	$1.44_{-0.04}^{+0.06}$	$4.20\substack{+0.56 \\ -0.40}$
7723	152	181.2321	1.8954	0.0206	$358.13^{+40.61}_{-25.61}$	$1.10\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$1.78\substack{+0.40 \\ -0.26}$
10094	42	229.9191	4.1361	0.0519	$150.27^{+24.12}_{-11.45}$	$0.69\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$0.46\substack{+0.15 \\ -0.07}$
11076	159	10.619	-9.7193	0.0548	$475.75_{-16.92}^{+25.64}$	$1.47_{-0.03}^{+0.05}$	$4.35_{-0.31}^{+0.47}$
11491	68	358.8792	-9.3651	0.0759	$268.90^{+21.85}_{-13.65}$	$1.05\substack{+0.06 \\ -0.04}$	$1.63^{+0.26}_{-0.17}$
13432	66	137.0388	52.1075	0.0616	$332.77^{+38.11}_{-23.93}$	$1.00\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$1.38\substack{+0.32\\-0.20}$
14722	66	122.631	42.3346	0.0630	$321.35_{-18.79}^{+32.16}$	$1.11\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.90\substack{+0.38\\-0.22}$
17668	47	190.0556	5.9379	0.0758	$319.38^{+34.78}_{-25.23}$	$1.08\substack{+0.08 \\ -0.06}$	$1.78\substack{+0.39 \\ -0.28}$
17952	20	242.7635	52.4454	0.0643	$388.36^{+131.10}_{-70.10}$	$0.97\substack{+0.22 \\ -0.12}$	$1.29\substack{+0.87 \\ -0.47}$
24355	23	342.3271	-8.2534	0.0754	$213.04_{-13.45}^{+32.56}$	$0.85\substack{+0.09 \\ -0.04}$	$0.87\substack{+0.27 \\ -0.13}$
25073	57	122.445	35.096	0.0838	$291.95^{+29.66}_{-21.63}$	$1.05\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$1.63\substack{+0.33 \\ -0.24}$
25353	159	18.7261	0.3271	0.0443	$482.39_{-25.58}^{+32.45}$	$1.44_{-0.05}^{+0.06}$	$4.06\substack{+0.55\\-0.43}$
25671	81	118.4097	29.2347	0.0637	$424.27_{-23.28}^{+37.50}$	$1.40\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$3.84_{-0.43}^{+0.68}$
26092	57	169.3629	54.4721	0.0701	$153.43^{+15.93}_{-5.28}$	$0.67\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.42\substack{+0.09\\-0.03}$
27446	82	156.2246	47.8108	0.0623	$346.96_{-28.73}^{+52.92}$	$1.15\substack{+0.12 \\ -0.06}$	$2.14_{-0.36}^{+0.65}$
32589	24	177.2281	9.9716	0.0869	$253.30_{-33.62}^{+52.02}$	$0.85\substack{+0.13 \\ -0.08}$	$0.88\substack{+0.36 \\ -0.24}$
33228	58	177.2504	11.1368	0.0844	$250.91^{+22.48}_{-12.93}$	$1.02\substack{+0.06\\-0.03}$	$1.53_{-0.16}^{+0.27}$
33697	22	188.6085	11.4873	0.0666	$102.44_{-13.36}^{+22.52}$	$0.53\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$0.20\substack{+0.09 \\ -0.05}$
35615	170	245.4507	37.7788	0.0322	$430.57^{+19.72}_{-13.99}$	$1.50\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$4.55_{-0.30}^{+0.42}$
38813	64	132.6477	32.762	0.0664	$210.41_{-9.12}^{+20.28}$	$0.88\substack{+0.06\\-0.03}$	$0.96\substack{+0.19 \\ -0.08}$
39615	51	150.0948	11.3288	0.0780	$226.88^{+23.47}_{-12.82}$	$0.99\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.38\substack{+0.29 \\ -0.16}$
39780	20	153.4308	12.1921	0.0769	$163.26\substack{+34.59\\-16.08}$	$0.78\substack{+0.10 \\ -0.05}$	$0.68\substack{+0.29\\-0.14}$
40328	57	189.4264	15.3037	0.0715	$324.95^{+36.89}_{-24\ 11}$	$1.04^{+0.08}_{-0.05}$	$1.58^{+0.36}_{-0.24}$

id_{gr}	N_T	RA	DEC	Z	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$\mathrm{km}s^{-1}$	Mpc	$10^{14} {\rm M}_{\odot}$
40388	44	176.9082	15.7245	0.0679	$142.89^{+18.69}_{-7.34}$	$0.66^{+0.06}_{-0.02}$	$0.40^{+0.10}_{-0.04}$
42104	93	198.0113	47.1395	0.0284	$301.06^{+28.88}_{-19.72}$	$1.07\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$1.66^{+0.32}_{-0.22}$
45193	47	177.7765	43.9427	0.0709	$227.49^{+32.64}_{-18.16}$	$0.83\substack{+0.08 \\ -0.04}$	$0.81\substack{+0.23 \\ -0.13}$
51864	276	239.5412	27.3086	0.0900	$676.99^{+26.64}_{-22.97}$	$1.98\substack{+0.05 \\ -0.04}$	$11.11\substack{+0.87 \\ -0.75}$
51879	61	245.5965	23.4833	0.0638	$170.48^{+15.53}_{-7.85}$	$0.77\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.64_{-0.06}^{+0.12}$
52280	229	229.1976	7.0516	0.0354	$448.89^{+30.51}_{-20.95}$	$1.50\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$4.61\substack{+0.63 \\ -0.43}$
55903	98	236.2889	36.1301	0.0693	$493.62_{-26.16}^{+44.68}$	$1.59_{-0.06}^{+0.10}$	$5.66^{+1.03}_{-0.60}$
56675	67	189.9260	15.6033	0.0702	$233.94^{+19.62}_{-9.18}$	$1.00\substack{+0.06\\-0.03}$	$1.41_{-0.11}^{+0.24}$
56735	34	200.8476	13.6154	0.0942	$154.11_{-9.54}^{+23.99}$	$0.75\substack{+0.08 \\ -0.03}$	$0.60\substack{+0.19 \\ -0.08}$
59871	41	128.6243	55.7685	0.0452	$171.80^{+20.76}_{-11.52}$	$0.79\substack{+0.06 \\ -0.04}$	$0.67\substack{+0.16 \\ -0.09}$
61562	54	124.5696	56.5947	0.0443	$266.79^{+21.70}_{-13.48}$	$1.00\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$1.38\substack{+0.23\\-0.14}$
68843	71	205.6027	29.8170	0.0441	$482.63^{+50.10}_{-35.06}$	$1.31\substack{+0.09 \\ -0.06}$	$3.09^{+0.66}_{-0.46}$
68853	52	207.8277	29.6679	0.0772	$147.56^{+14.98}_{-7.68}$	$0.71\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.50\substack{+0.10 \\ -0.05}$
88343	24	126.2897	8.5662	0.0810	$171.02^{+25.20}_{-12.40}$	$0.76\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$0.62\substack{+0.19 \\ -0.09}$

Tabela 4.2: continuação.

Podemos também investigar se existe uma relação entre o estado dinâmico e a presença de GCs na vizinhança de grupos ricos em galáxias. O grau de equilíbrio dinâmico de grupos pode ser estimado a partir da comparação da sua distribuição de velocidades com uma distribuição gaussiana (Hou et al. 2009, Ribeiro et al. 2013). Se o grupo possui distribuição gaussiana então o sistema pode ser considerado como relaxado dinamicamente e se ele possui distribuição não-gaussiana o sistema é considerado fora do equilíbrio. Aplicamos o formalismo apresentado no capítulo 3 sobre a distribuição de velocidades dos nossos grupos afim de classificar os sistemas de acordo com o seu grau de evolução dinâmica. Como o objetivo aqui é estudar o ambiente e as propriedades de grupos que possuem GCs em sua região de acreção, optamos por não utilizar o mesmo corte em número de galáxias $(N_T \leq 50)$ apresentado no capítulo 3. Para sistemas com $N_T \geq 20$, os diagnósticos de gaussianidade ou não-gaussianidade são dados a partir do resultado dos testes Mclust, Distância de Helinger e Jarque-Bera, como mostramos no capítulo 3. Porém, para sistemas mais pobres (N < 20) os diagnósticos são produzidos utilizando os testes citados acima juntamente com os resultados dos testes de Anderson-Darling (AD) e Shapiro-Wilk (SW).

O teste Anderson-Darling verifica a hipótese de que uma determinada amostra tenha uma função de distribuição gaussiana (Hou et al., 2009) baseando-se na função de distribuição empírica (do inglês, *Empirical distribution Function* - EDF) dos dados. Basicamente, o teste AD busca por diferenças médias na forma das distribuições levando em conta a necessidade de convergência das funções próximas a 0 e 1 e portanto é mais sensível a diferenças próximas as caudas da distribuição. A estatística do teste é dada por:

$$A = -n - \frac{1}{n} \sum_{i=1}^{n} [2i - 1] [ln(p_i) + ln(1 - p_{n-i+1})],$$

onde $p_i = \Phi([y_i - \bar{y}]/s)$ são os percentis ordenados da distribuição normal padrão e Φ representa a função de distribuição acumulada e \bar{y} e s a média e o desvio padrão dos dados.

Já o teste SW (Shapiro & Wilk, 1965), foi o primeiro teste capaz de detectar afastamento da normalidade utilizando coeficientes de assimetria (*Skewness*) e curtoses (*kurtosis*). A assimetria da distribuição está relacionada com o deslocamento dos valores da moda e mediana com relação a média. A curtose está relacionada com o achatamento da distribuição em comparação com a distribuição normal. Originalmente, o teste SW, era restrito a amostras pequenas ($n \leq 50$) e posteriormente foi modificado por Royston (1982) tornando o teste apto para analisar amostras com até $n \leq 2000$. A estatística de teste é dada por,

$$W = \frac{b^2}{\sum_{i=1}^{n} (x_i - \bar{x})^2}$$

em que x_i são os valores da amostra ordenados. A constante b é determinada da seguinte forma:

$$b = \begin{cases} \sum_{i=1}^{n/2} a_{n-i+1}(x_{n-i+1} - \bar{x}), & \text{se n \'e par,} \\ \sum_{i=1}^{(n+1)/2} a_{n-i+1}(x_{n-i+1} - \bar{x}), & \text{se n \'e impar} \end{cases}$$

onde a_{n-i+1} são constantes geradas pelas médias, variâncias e covariâncias das estatísticas de ordem de uma amostra de tamanho n de uma distribuição normal. Os testes JB, AD e SW retornam o valor-p da distribuição. Este por sua vez, é estimado a partir de 1000 realizações de *bootstrap* com reamostragem dos dados. Se o valor-p for menor do que o nível de confiança adotado neste trabalho ($\alpha = 5\%$), rejeitamos a hipótese nula de normalidade da distribuição. Para obter os diagnósticos do estado dinâmico dos sistemas, utilizamos todas as galáxias contidas em até $4 \times R_{200}$ do grupo.

A partir da análise do perfil de velocidades de cada sistema encontramos que 50% dos grupos que compõem a nossa amostra apresentam perfil gaussiano de velocidades, enquanto $\sim 33\%$ dos nossos objetos apresentam distribuição não-gaussiana. Para o restante da amostra ($\sim 17\%$ dos grupos) os testes não foram capazes de produzir um diagnóstico conclusivo devido a baixa confiabilidade ou a divergências nos resultados dos testes. Estes resultados, embora aparentemente contra intuitivos, sugerem que a presença de GCs no *infall* de grupos de galáxias não é suficiente para produzir mudanças significativas no perfil de velocidades desses sistemas considerados gaussianos ou que os GCs já tiveram tempo de entrar em equilíbrio dinâmico com o poço de potencial do grupo.

Díaz & Zandivarez (2015) também investigaram o estado dinâmico de grupos contendo GCs. Eles aplicaram o teste AD sobre a distribuição de velocidades das galáxias membro dos grupos para discriminar os sistemas com distribuição de velocidades compatíveis com uma distribuição gaussiana ou não-gaussiana. Seus resultados não indicaram nenhuma relação entre a presença de GCs e o estado dinâmico destes sistemas. Acreditamos que os resultados apontados por estes autores diferem dos nossos principalmente pelo fato de estarmos utilizando sistemas mais ricos ($N \ge 20$) que os deles ($N \ge 5$), uma vez que os testes estatísticos são dependentes do número de galáxias usado.

Outro indicador de evolução dinâmica dos sistemas é a presença ou não de subestruturas. Desse modo, um sistema é considerado dinamicamente evoluído quando não é possível detectar traços de subestruturas em seu interior, ou seja, imagina-se que tenha transcorrido tempo suficiente para que picos de densidade secundários dentro do halo tenham sido destruídos (ou suavizados) pelos campos de maré. Em oposição a isto, sistemas com evidências de subestruturas são considerados menos evoluídos.

Aplicamos dois testes estatísticos para avaliar se os grupos de galáxias de nossa amostra contêm ou não subestruturas. São eles os testes β (West et al. 1988) e Δ (Dressler

& Schectman 1988), implementados via código Fortran (Pinkney et al. 1996, Lopes et al. 2006, La Barbera et al. 2010). O primeiro deles é puramente bidimensional, enquanto o segundo leva em conta as velocidades radiais das galáxias. Para dizer se um determinado sistema contém subestruturas, os testes devem rejeitar a hipótese nula do sistema ser regular, com nível de confiança de 95%. Nossos resultados indicam que 30% dos nossos grupos possuem subestruturas de acordo com os testes β ou Δ , enquanto 15% deles possuem subestruturas segundo ambos os testes. Neste trabalho definiremos uma estrutura fora do equilíbrio dinâmico como sendo sistemas com distribuição de velocidades não-gaussiana e apresentando subestruturas.

Comparando o resultado da análise de gaussianidade com o resultado obtido a partir dos testes de subestruturas podemos perceber que 10% dos grupos classificados como G possuem subestruturas. Além disso, dos 17% dos grupos cuja análise de gaussianidade não apresentou resultados conclusivos, 5% deles possuem subestruturas. Portanto, concluímos que 40% da nossa amostra de grupos podem ser considerados relaxados dinamicamente enquanto 48% deles possuem distribuição de velocidades e distribuição espacial relativamente complexa. Desse modo, podemos sugerir que existe uma conexão entre o estado dinâmico dos grupos e a presença de GCs na região de *infall* desses sistemas.

4.3.5 Propriedade de Galáxias em Função do Ambiente

Vários mecanismos físicos atuam de forma eficiente em ambientes de densidades mais elevadas e estes podem modificar tanto a estrutura de galáxias quanto seu conteúdo de gás. Como consequência as galáxias sofrem uma transição da nuvem azul (composta por galáxias contendo um disco e com alta taxa de formação estelar) para a sequência de vermelhas (dominada por galáxias esferoidais e com pouca ou nenhuma taxa de formação estelar). Um dos métodos considerados eficientes na supressão (*quenching*) da formação estelar e na transformação morfológica das galáxias é o preprocessamento (McGee et al. 2009, Lopes et al. 2014, Haines et al. 2015). Neste cenário a evolução das galáxias é dirigida por processos dentro do ambiente de grupos antes delas migrarem para um sistema mais massivo. Em apoio a este cenário, McGee et al. (2009) encontraram que aglomerados simulados com $z \leq 1,5$ tiveram uma fração significativa de suas galáxias acretadas a partir de grupos de galáxias. Por exemplo, um aglomerado em z = 0, com massa igual a $10^{14,5}h^{-1}M_{\odot}$, teve aproximadamente 40% de suas galáxias, com massa estelar $M_{\star} > 10^9 h^{-1} M_{\odot}$, acretadas a partir de halos mais massivos que $10^{13} h^{-1} M_{\odot}$. Por outro lado, em *redshifts* mais altos (z = 1, 5) apenas ~ 25% das galáxias foram acretadas a partir de halos mais massivos que $10^{13} h^{-1} M_{\odot}$.

Para quantificarmos a influência do ambiente local na evolução das galáxias, analisamos diversas propriedades dos objetos presentes na nossa amostra de GCs no *infall* e em regiões de baixa e alta densidade. Além disso, analisamos as propriedades das galáxias na região central e na região de acreção de grupos normais. Na figura 4.3 ilustramos o diagrama cor magnitude para cada amostra. As galáxias centrais e na região de *infall* de grupos normais são indicadas por pontos pretos e magentas. Por outro lado, os grupos compactos estão indicados seguindo o esquema de cores mostrado na figura 4.2 (vermelho, laranja e azul para GCs no *infall*, em regiões de alta e baixa densidade, respectivamente).

Para cada amostra fizemos um ajuste linear da relação cor-magnitude. As galáxias em GCs no *infall* e nas partes mais centrais de grupos normais apresentam uma relação cor-magnitude similar a de galáxias em GCs em regiões de alta densidade. Além disso, essas amostras possuem uma relação cor-magnitude levemente mais avermelhada em comparação à obtida para galáxias na região de *infall* de grupos normais e em grupos compactos em regiões de baixa densidade. Esse resultado indica que apesar dos grupos compactos estarem situados na região de acreção dos grupos normais de galáxias, a sua distribuição cor-magnitude se assemelha muito mais com as galáxias na região central dos grupos normais do que com as galáxias da região de *infall*.

No topo desta figura apresentamos a distribuição de magnitudes para cada amostra. Para grupos compactos no Infall e em regiões de baixa e alta densidade temos que $\bar{M}_r = -20,71 \pm 1,03$; $\bar{M}_r = -20,81 \pm 0,92$ e $\bar{M}_r = -20,94 \pm 0,92$, respectivamente. Para as galáxias na região central e no *infall* dos grupos de galáxias temos $\bar{M}_r = -20,40 \pm 1,10$ e $\bar{M}_r = -20,41 \pm 1,04$. Embora não seja possível ver diferenças significativas na distribuição de magnitudes absolutas apresentadas no topo da figura 4.3, podemos perceber que as galáxias nas demais populações. Esses resultados foram confirmados pelo teste de Anderson-Darling (AD). Segundo o teste AD, galáxias em GCs no *infall* e em regiões de baixa densidade, possuem distribuições de magnitude similares, enquanto que a distribuição de M_r para galáxias em GCs em regiões de alta densidade diferem significativamente das outras populações, sendo esta mais luminosa.


Figura 4.3: Diagrama cor magnitude (painel inferior) e distribuição de magnitudes absolutas (painel superior) para as galáxias em GCs no infall (pontos vermelhos), em regiões de alta (pontos laranjas) e baixa (pontos azuis) densidade. Apresentamos também a relação cor magnitude para galáxias na região central (pontos pretos) e no *infall* (pontos magentas) de grupos de galáxias. Ilustramos também o ajuste linear para cada amostra.

Para auxiliar a interpretação dos resultados ilustrados na figura 4.3 apresentamos a distribuição de cor acumulada na figura 4.4 para cada amostra. Nesta figura é possível ver que as galáxias em GCs no *infall*, em regiões de baixa densidade e da região central de grupos de galáxias possuem distribuições de cor similares, sendo estas dominadas por galáxias mais vermelhas. Esses resultados podem ser complementados a partir da análise da distribuição de massa estelar das galáxias, como é possível observar na figura 4.5. Podemos ver que a distribuição de M_{\star} para galáxias em GCs e em grupos normais de galáxias são relativamente distintas, com as galáxias em GCs sendo, em geral, as mais massivas. Além disso, as galáxias em grupos compactos no *infall* e em regiões de baixa densidade apresentam distribuição intermediária de massas. Comparando estes resultados



Figura 4.4: Distribuição de cor cumulativa para as galáxias em diferentes ambientes. Galáxias em GCs em regiões de densidades mais elevadas são em geral mais vermelhas que as galáxias no *infall* de grupos normais. Galáxias centrais e em GCs no *infall* possuem distribuição de cor similares.

com os obtidos a partir da distribuição em cor, podemos perceber que as galáxias em GCs no *infall* além de serem mais luminosas que as galáxias localizadas na periferia de grupos de galáxias, elas são mais vermelhas e mais massivas.

Analisando a taxa de formação estelar específica para as galáxias em nossas amostras podemos perceber (Figura 4.6) uma clara segregação em sSFR para galáxias em diferentes ambientes. Enquanto galáxias na região de *infall* de grupos ricos apresentam maiores valores de taxa de sSFR por unidade de massa, grupos compactos em regiões de densidades mais elevadas possuem os menores valores. Além disso, GCs no *infall* e galáxias centrais seguem distribuições similares de sSFR. Por outro lado, grupos compactos em regiões de baixa densidade apresentam um excesso de galáxias com maiores sSFR em comparação a GCs no *infall* e em regiões mais densas.



Figura 4.5: Distribuição de massa estelar para cada amostra de grupos. Podemos observar uma clara segregação em massa para galáxias em grupos compactos e em grupos normais. As galáxias em grupos compactos possuem maiores estimativas de M_{\star} em comparação às galáxias em grupos. Galáxias no *Infall* (pontos magentas) e na região central de grupos (pontos pretos) possuem distribuições similares de M_{\star}



Figura 4.6: Distribuição cumulativa da taxa de formação estelar específica para as diferentes amostras de galáxias utilizadas neste trabalho. As galáxias na região de *infall* (curva magenta) apresentam maior taxa de formação estelar por unidade de massa em comparação as populações centrais (curva preta) e em GCs (curvas vermelha, laranja e azul).

Não é novidade que os mecanismos físicos que atuam na transformação de galáxias late-type em early-type podem ser mais eficientes em grupos compactos devido à densidade elevada de galáxias e baixa dispersão de velocidades nesses sistemas (Mendel et al. 20011; Coenda et al. 2011). Se grupos e aglomerados de galáxias são alimentados por galáxias individuais e pequenas associações de galáxias, tais como GCs, é natural inferir que as galáxias provenientes destes sistemas sejam mais evoluídas que as galáxias por exemplo na região de *infall* de grupos, onde a densidade de galáxias é menor que das regiões centrais de grupos. Desse modo, nossos resultados fornecem indícios de que as galáxias em GCs sofreram um preprocessamento antes de migrarem para o ambiente de grupos. Isso porque embora as galáxias em GCS sejam mais brilhantes que as galáxias centrais em grupos, elas possuem distribuições de cores similares. Além disso, tanto a distribuição de massa estelar quanto a taxa de formação estelar específica mostram que GCs diferem significativamente da população de galáxias localizadas na região de *infall* dos grupos.

4.4 Conclusão

Neste trabalho estimamos a fração de grupos compactos localizados na região de acreção de grupos normais de galáxias e analisamos as suas propriedades. Utilizando uma versão atualizada do catálogo de Berlind et al. (2006) obtida a partir do SDSS-DR7 e uma amostra de grupos compactos construída por McConnachie et al. (2009) encontramos que 7% dos GCs da nossa amostra estão inseridos na região de *infall* de grupos normais de galáxias (ou entre $1, 5 \leq R_{200} \leq 4$). Em seguida, selecionamos 436 GCs isolados (ou seja, que não estão no *infall* dos nossos grupos normais) e então calculamos a densidade local utilizando a distância ao 5° vizinho mais próximo. Destes sistemas encontramos que 136 GCs isolados estão localizados em regiões de alta densidade enquanto 300 deles estão em regiões de baixa densidade. Quando incluídos os grupos com densidade local elevada a porcentagem de grupos compactos na vizinhança de um provável grupo ou aglomerado aumenta para 33,5%.

Da análise das propriedades dos grupos normais de galáxias vimos que GCs habitam preferencialmente a vizinhança de sistemas massivos ($M_{200} \ge 10^{14} M_{\odot}$) e não-relaxados dinamicamente. Analisando as propriedades da BCG em GCs observamos que para GCs no *infall* a BCG apresenta um *gap* maior em magnitude com relação à segunda galáxia mais brilhante do sistema. Comparamos as propriedades das galáxias em GCs e na região central e no *infall* de grupos normais de galáxias. Em geral, galáxias em GCs no *infall* são mais luminosas, mais vermelhas e mais massivas que as galáxias do *infall* de grupos normais. Além disso, vimos que em termos de sSFR, galáxias em GCs no *infall* possuem distribuição de sSFR similar a de galáxias centrais de grupos normais. Estes resultados apontam para a importância da densidade local na evolução das galáxias e para o fato de que as galáxias são preprocessadas no ambiente de GCs antes de migrarem para o poço de potencial de grupos mais massivos.

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas Futuras

Este capítulo é dedicado à descrição dos principais resultados apresentados nesta tese e às perspectivas futuras deste trabalho. Na seção seguinte apresentamos as conclusões obtidas a partir da análise de segregação para as amostras de grupos de baixa massa em *redshifts* mais altos $(0, 2 \le z \le 1)$ e para grupos ricos em *redshifts* mais baixos $(z \le 0, 1)$. Por último apresentamos as conclusões obtidas do estudo de grupos compactos na região de infall de grupos normais de galáxias.

5.1 Conclusão

Neste trabalho, estimamos o papel do ambiente de grupos na evolução das propriedades das galáxias utilizando três abordagens diferentes. Inicialmente, verificamos o comportamento cinemático das galáxias em grupos de baixa massa obtidos a partir do levantamento DEEP2 e localizados no intervalo de $0, 2 \le z \le 1$. Em seguida expandimos a análise cinemática ou de segregação para grupos ricos distribuídos em *redshifts* mais baixos e levando em consideração o seu estado dinâmico. Por último investigamos a fração de grupos compactos na região de acreção de grupos de galáxias localizados em $z \le 0, 1$.

Para realizar a análise de segregação em grupos do DEEP2, selecionamos uma amostra de 835 galáxias distribuídas em 105 grupos. Dividimos essa amostra em sistemas em $z \leq 0, 6$ e em z > 0, 6. Nossos resultados indicam que a fração de objetos azuis ou com formação estelar ativa é maior na amostra em z > 0, 6, com os objetos azuis possuindo $M_B > -19, 5$. Por outro lado, a amostra em $z \leq 0, 6$ é dominada por objetos vermelhos e com $M_B < -19, 5$. Analisando a fração de galáxias vermelhas em função do raio do sistema, observamos que em *redshifts* mais baixos temos mais galáxias confinadas em $R < R_{200}$ do que em *redshifts* mais altos. Além disso, encontramos evidências de segregação cinemática para a amostra em baixo-*z*, onde as galáxias vermelhas e brilhantes apresentam menores dispersões de velocidades em comparação às galáxias azuis e com menor luminosidade. Também encontramos uma leve evidência de segregação espacial entre os objetos azuis e vermelhos considerando um intervalo de confiança de 70%.

A análise da amostra em z > 0,6 indica tendências diferentes das encontradas em $z \le 0, 6$, onde as galáxias azuis e vermelhas apresentam dispersões de velocidades elevadas e não são estatisticamente distintas, embora as galáxias vermelhas sejam mais concentradas do que as azuis em um intervalo de confiança de 95%. A partir das frações de galáxias azuis e vermelhas, brilhantes e fracas, e da diferença em *redshift*, concluímos que nossos resultados são consistentes com o cenário onde as galáxias brilhantes e vermelhas tiveram tempo de alcançar a equipartição de energia. Por outro lado, as galáxias azuis ou vermelhas mais fracas localizadas na periferia estariam migrando para as partes mais internas dos grupos, reduzindo assim a segregação espacial desde $z \sim 0,8$ a $z \sim 0,4$.

Estendemos a análise de segregação para grupos ricos em galáxias localizados em $z \leq 0, 1$ obtidos a partir da amostra de Berlind et al. (2006). No intuito de identificar os sistemas dinamicamente evoluídos ou com distribuição de velocidades mais complexas, aplicamos os testes de normalidade (HD e JB) e de multimodalidade (Mclust) sobre a distribuição de velocidades dos grupos com pelo menos 50 galáxias dentro de $4 \times R_{200}$. Da análise do estado dinâmico do sistema encontramos que 72 grupos da nossa amostra possuem distribuição de velocidades gaussiana e 45 possuem distribuição não-gaussiana.

Nossos resultados indicam que sistemas NG, em geral, são maiores, mais massivos, possuem dispersão de velocidades mais altas e um número maior de membros em comparação à sistemas G. Além disso, estes sistemas apresentam distribuição de cor, massa estelar, SFR e sSFR distintas. A análise de segregação cinemática para grupos G indica um comportamento similar ao encontrado para a amostra de grupos do DEEP2 ($z \le 0, 6$), onde as galáxias mais brilhantes ($M_r < -19.5$) apresentam menores dispersões de velocidades, porém grupos NG mostram um comportamento oposto. Com relação ao perfil radial de dispersão de velocidades, observamos que grupos G possuem um perfil decrescente enquanto os NG evidenciam um perfil similar com um leve crescimento para objetos na periferia do sistema, sugerindo que processos de interação e fusão entre as galáxias podem estar ocorrendo nestes sistemas.

Os resultados da análise de segregação em função da massa mostraram-se consistentes com os resultados obtidos a partir da análise de segregação em luminosidade, onde as galáxias mais massivas e localizadas nas regiões mais centrais dos sistemas G apresentam menores dispersões de velocidades. Estes resultados apontam o estado dinâmico do grupo como um ingrediente fundamental para a evolução das propriedades das galáxias.

Ainda na tentativa de compreender a influência do ambiente nas propriedades das galáxias em grupos, estudamos as propriedades das galáxias em grupos compactos (Mc-Connachie et al. 2009) identificados na região de *infall* de grupos normais da amostra de Berlind et al. (2006). Nossos resultados indicam que 7% dos GCs estão localizados na região de acreção dos nossos grupos normais. Por outro lado, quando analisamos os grupos compactos isolados (ou seja, objetos que não estão na região de *infall* dos grupos normais) podemos perceber que 33,5% destes estão localizados em regiões de alta densidade (Log $\Sigma_5 > 0$). Analisando as propriedades dos GCs no *infall*, observamos que estes sistemas habitam preferencialmente a vizinhança de grupos massivos ($M_{200} \ge 10^{14}$) e não relaxados dinamicamente. Da análise da BCG em GCs encontramos que estes objetos apresentam um *gap* acentuado em magnitude com relação à segunda galáxia mais brilhante do sistema.

Quando comparamos as galáxias em GCs (no *infall* e em regiões de alta e baixa densidade) com àquelas da região central e do *infall* dos grupos normais, vimos que GCs no *infall* são menos brilhantes e possuem distribuição de cor intermediária entre GCs em regiões de densidades mais elevadas e galáxias do *infall* de grupos normais. Além disso, encontramos uma similaridade entre a sSFR de galáxias em GCs no *infall* e da região central de grupos normais. Nossos resultados reforçam a importância da densidade local na diminuição da taxa de formação estelar e sugerem que as galáxias são preprocessadas em GCs antes de migrarem para grupos mais massivos.

5.2 Perspectivas Futuras

O estudo das propriedades e do ambiente de grupos é de extrema importância para o entendimento do processo de formação das grandes estruturas no Universo. Apesar dos avanços e dos resultados extremamente relevantes sobre o ambiente de grupos, muitas questões permanecem em aberto. Nas próximas subseções apresento alguns possíveis desdobramentos deste trabalho.

5.2.1 Análise dinâmica de grupos de baixa massa

No modelo atualmente aceito de formação e evolução de estruturas, grupos e aglomerados crescem em massa a partir da acreção de galáxias e grupos menores localizados na sua vizinhança. Nesses ambientes ocorrem diferentes processos que tendem a distribuir as galáxias em uma configuração de equilíbrio. Quando isto ocorre, a distribuição de velocidades das galáxias pode ser representada por uma gaussiana. Por outro lado, quando a distribuição de velocidades é não-gaussiana, em geral, é possível encontrar evidências de subestruturas ou indícios de interações entre as galáxias.

Como vimos no capítulo 3, grupos ricos em galáxias e com o estado dinâmico definido como G, apresentam propriedades distintas de sistemas NG e claros indícios de segregação em luminosidade e em massa. Uma vez que este trabalho forneceu-nos pistas importantes sobre os processos físicos que ocorrem em sistemas de alta massa, pretendemos investigar quão significativos são os efeitos de segregação em grupos de baixa multiplicidade. Para isso, pretendemos utilizar grupos da amostra de Berlind et al. (2006) com número de galáxias variando entre $20 \leq N < 50$ dentro de um raio de $3 \times R_{200}$ do sistema. Uma análise preliminar do estado dinâmico de 90 grupos foi produzida seguindo o procedimento descrito no campítulo 3 e considerando apenas galáxias contidas dentro de $1 \times R_{200}$ a partir do centro do grupo. Posteriormente expandiremos esta análise de gaussianidade para raios maiores.

Nossos resultados preliminares sugerem que 4 grupos (133 galáxias) possuem distribuição de velocidades compatível com uma distribuição G e 5 grupos (197 galáxias) podem ser classificados como dinamicamente complexos. A análise das propriedades dos sistemas não indicou diferenças significativas entre a distribuição de cor, taxa de formação estelar e sSFR, ao contrário do que encontramos no capítulo 3 para sistemas ricos em galáxias. Por outro lado, de acordo com o teste KS a distribuição de massa estelar das galáxias em ambos os grupos é distinta considerando um intervalo de confiança de 90%.

Criamos um grupo composto por todas as galáxias em grupos G e NG e em seguida realizamos uma análise de segregação em luminosidade. Para esta análise consideramos todas as galáxias em até $2 \times R_{200}$ com relação ao centro do grupo. A figura 5.1 apresenta o



Figura 5.1: Dispersão de velocidades normalizada em função da magnitude absoluta na banda r para galáxias distribuídas em até $2 \times R_{200}$ a partir do centro de sistemas G (pontos pretos) e NG (pontos abertos).

resultado preliminar desta análise. Apesar da flutuação entre os pontos, especificamente no segundo bin mais brilhante, é possível ver um perfil crescente de dispersão de velocidades para sistemas G. Além disso, as galáxias mais brilhantes destes sistemas de baixa massa já evidenciam segregação em luminosidade. Outro ponto interessante é que as galáxias mais brilhantes em sistemas NG apresentam valores maiores de σ_u com relação a sua contrapartida em grupos G. Embora estes resultados sejam preliminares, podemos perceber que assim como observamos para grupos ricos, as galáxias brilhantes são bastante afetadas pelos processos dinâmicos que atuam no ambiente de grupos.

Futuramente pretendemos aprimorar a análise dinâmica destes grupos, além de avaliar o comportamento cinemático das galáxias em grupos G e NG em função da posição, da massa e da taxa de formação estelar.

5.2.2 Explorando a distribuição de velocidades de sistemas NG

Estudar grupos com distribuição de velocidades dinamicamente complexa é de extrema importância principalmente porque estes sistemas carregam informações valiosas sobre as condições iniciais de sua formação. Estes grupos, que em geral são classificados como NG, apresentam picos secundários na distribuição de velocidades que podem estar associados com subestruturas recém acretadas ao sistema. Dada a importância desses objetos, pretendemos futuramente analisar grupos NG com o intuito de encontrar sistemas com múltiplos picos na distribuição de velocidades.

Para isso, selecionaremos grupos da amostra de Berlind et al. (2006) definidos como NG e multimodais pelo algoritmo *Mclust* e em seguida caracterizaremos estes modos. Consideraremos os modos com pelo menos 4 galáxias como entidades físicas individuais e estimaremos suas massas utilizando, a princípio, o formalismo de Calberg et al. (1996). Aplicaremos testes de normalidade sobre a distribuição de velocidades destes modos e estimaremos o seu grau de evolução dinâmica. Compararemos os resultados obtidos neste trabalho com os apresentados por Ribeiro et al. (2013). Estes autores encontraram que a massa média dos modos varia de acordo com o número de galáxias nos grupos NG, onde sistemas com um maior número de galáxias ($N \ge 20$) possuem modos mais massivos e em equilíbrio dinâmico, enquanto os modos em grupos de baixa massa ($N \le 20$) correspondem a associações menos massivas migrando para o grupo.

Investigaremos a fração de galáxias azuis e vermelhas contidas nestes sistemas e analisaremos como varia a massa e a taxa de formação estelar das galáxias contidas nos modos. A partir da análise da morfologia dessas galáxias, realizada através de imagens obtidas diretamente do SDSS, investigaremos indícios de interação. Buscaremos a partir destas imagens ou de catálogos já publicados na literatura (Poggianti et al. 2015) indícios de galáxias *jellyfish*. Estas galáxias são exemplos extremos de objetos que perderam seu gás neutro devido à pressão de arraste do meio intra-aglomerado (Ebeling et al. 2013).

5.2.3 Comparação entre testes de subestruturas e de normalidade

A presença de multimodalidade ou não-Gaussianidade na distribuição de velocidades não significa necessariamente que o sistema apresenta subestruturas em 2D ou 3D. Por exemplo, Pinkney et al. (1996) usando simulações de N-corpos determinou que testes 1D tais como o teste AD são mais sensíveis a cenários cuja subestrutura está passando próxima ao centro do halo. Durante este tempo, a subestrutura pode estar misturada dentro do halo de modo que, se a mesma estiver fracamente ligada, ela se torna difícil de ser detectada por testes 3D tais como o teste Δ . Portanto, mesmo sistemas com distribuição de velocidades mais complexas podem ter subestruturas que não serão detectadas pelo teste Δ , por outro lado, essa estimativa pode ser utilizada como um limite inferior para a quantidade de subestrutura nos sistemas.

Verificaremos neste trabalho quão eficientes são os testes de normalidade e multimodalidade no diagnóstico do estado dinâmico de grupos frente aos testes de subestruturas. Para isso, utilizaremos grupos da amostra de Berlind et al. (2006) com diferentes multiplicidades e aplicaremos os testes estatísticos β (West et al. 1988) e Δ (Dressler & Schectman 1988), implementados em um código Fortran. Posteriormente, produziremos a análise de gaussianidade apresentada no capítulo 3 e definiremos as amostras de grupos G e NG. Compararemos o número de grupos apresentando múltiplos modos de velocidades com o número de sistemas dectados com subestruturas, e a partir daí estimaremos a eficiência dos testes em identificar sistemas fora do equilíbrio.

Analisaremos quais os valores típicos de massa, raio e dispersão de velocidades dos grupos para os quais os testes apresentam resultados consistentes. Estimaremos a população de galáxias dominante nos casos onde os sistemas apresentam subestruturas, são NG e multimodais e nos casos onde os sistemas apresentam apenas subestruturas. Outro ponto que pretendemos abordar é a relação entre a presença de substruturas no óptico e em raios-X.

5.2.4 Aglomerados X-ray underluminous - XU

A partir de observações em raios-X foi identificada uma população de aglomerados, selecionados opticamente, que se desviam da relação entre a luminosidade em raios-X e a massa virial (Fang et al. 2006, Allen & fabian 1998, Markevitch 1998). Esses aglomerados são menos luminosos em raios-X do que o esperado para a massa que eles possuem. Popesso et al. (2007) identificaram estes objetis em sua amostra de 137 aglomerados de Abell, dos quais 51 deles foram marginalmente detectados (entre 2 e 3σ) no ROSAT All Sky Survey ou não apresentaram emissão em raios-X (nível de detecção de ~ 1σ). Popesso et al. (2007) os nomeou como aglomerados *Abell X-ray-underluminous* (aglomerados AXU). Neste trabalho pretendemos analisar a amostra de aglomerados AXU, com o intuito de estudar a natureza das galáxias e o estado dinâmico de cada sistema através de diferentes testes estatísticos. Além disso, buscaremos diferenças entre as propriedades dos aglomerados AXU e de aglomerados luminosos em raios-X. Inicialmente, obtivemos as propriedades em raios-X e no óptico desses aglomerados e em seguida selecionamos a partir dos bancos de dados do SDSS-DR12 as galáxias pertencentes aos sistemas.

Utilizamos um método simples para definir os membros dos grupos e eliminar as galáxias de fundo. Desse modo, consideramos objetos intrusos ao sistema aqueles em que $|\Delta v_i| > 3\sigma_r$ onde v_i é a velocidade radial da galáxia i, Δv_i a diferença entre a velocidade v_i e a velocidade média do aglomerado e σ_r é a dispersão de velocidades do sistema.

Posteriormente, obteremos a dispersão de velocidades de cada aglomerado e a partir da análise do virial estimaremos a massa $(M_{200} \ e \ M_{500})$ e o raio $(R_{200} \ e \ R_{500})$ dos sistemas. Tendo essas quantidades, aplicaremos a análise de gaussianidade sobre a distribuição de velocidades e em seguida analisaremos as relações de escala $L_{opt} - M_{200}$, $L_{opt} - L_X$ e $L_{opt} - \sigma_r$. Pretendemos analisar as galáxias da sequência de vermelhas e da nuvem azul desses aglomerados subluminosos em raios-X. Além disso, analisaremos a morfologia, a taxa de formação estelar e o comportamento cinemático das galáxias nesses sistemas.

5.2.5 Estudo do ambiente de aglomerados de galáxias

Nesse trabalho analisaremos as propriedades de aglomerados de galáxias detectados em raios-X e que possuem contrapartida no óptico, com o intuito de investigar como as propriedades das galáxias pertencentes a estes sistemas variam de acordo com o estágio evolutivo e o ambiente de aglomerados no qual elas estão inseridas. Para isso, utilizaremos uma amostra de 51 aglomerados de galáxias obtida a partir do levantamento XMM *Large Scale Structure Survey* (XMM-LSS, Clerc et al. 2014). Este catálogo contém propriedades em raios-X, tais como, fluxo em [0.5-2] KeV, temperatura em raios-X, r_{500} , luminosidade bolomética dentro de r_{500} , luminosidade em [0.5-2]keV e M_{500} .

Utilizando as coordenadas centrais e o *redshift* espectroscópico, identificaremos as galáxias pertencentes a cada aglomerado a partir dos catálogos CFHTLS e VIMOS VLT, ambos já disponíveis para a comunidade. Uma vez obtida a distribuição de galáxias, removeremos os objetos intrusos ao sistema identificando *gaps* na distribuição de *redshifts*. Em seguida aplicaremos uma análise do virial, similar a implementada em Lopes et al. (2009) e estimaremos para cada aglomerado a dispersão de velocidades (σ_v), o raio (r_{500}) e a massa (M_{500}). Para estes sistemas também estimaremos a luminosidade óptica e comparamos este valor com o obtido via raios-X.

Além disso, analisaremos a distribuição do gás e a partir da comparação do pico de emissão em raios-X e a posição da galáxia mais brilhante, classificaremos os aglomerados de acordo com o seu grau evolutivo. Definidos os sistemas evoluídos ou não evoluídos dinamicamente, estimaremos a fração de galáxias azuis e vermelhas presente nesses sistemas e estabeleceremos um possível cenário de evolução dessas galáxias.

Do ponto de vista do óptico, sistemas evoluídos apresentam uma relação morfologia densidade bem estabelecida, onde as galáxias *early-type* são localizadas nas regiões mais centrais, enquanto as galáxias *late-type* estão dispostas nas regiões mais periféricas dos sistemas. Buscaremos evidências de efeitos de segregação radial e em luminosidade para as galáxias tanto em sistemas evoluídos quanto não-evoluídos em função do *redshift* e do tipo morfológico das galáxias. Outro ponto a ser abordado neste trabalho é a presença de subestruturas nos sistemas. A análise de subestrutura pode ser feita diretamente da distribuição em raios-x ou utilizando testes de subestruturas sobre a distribuição de galáxias tais como, teste β (West et al. 1988) e teste Δ (Dressler & Schectman 1988). Faremos ambas as análises e identificaremos possíveis acreções recentes ao sistema, que podem ser tanto galáxias ou grupos menores entrando pelo primeira vez no poço de potencial do aglomerado.

Referências Bibliográficas

- ADAMI, C., BIVIANO, A., AND MAZURE, A. Segregations in clusters of galaxies. Astronomy and Astrophysics 331 (1998), 439–450.
- [2] ADAMI, C., HOLDEN, B. P., CASTANDER, F. J., MAZURE, A., NICHOL, R. C., AND ULMER, M. P. Dynamical and content evolution of a sample of clusters from z ~ 0 to z ~ 0.5. Astronomy and Astrophysics 362 (2000), 825–834.
- [3] ADAMI, C., MAZURE, A., KATGERT, P., AND ET AL. The ESO nearby Abell cluster survey. VII. Galaxy density profiles of rich clusters of galaxies. Astronomy and Astrophysics 336 (1998), 63–82.
- [4] AGUERRI, J. A. L., SÁNCHEZ-JANSSEN, R., AND MUÑOZ-TUÑÓN, C. A study of catalogued nearby galaxy clusters in the SDSS-DR4. I. Cluster global properties. *Astronomy and Astrophysics* 471 (2007), 17–29.
- [5] BAHÉ, Y. M., MCCARTHY, I. G., BALOGH, M. L., AND FONT, A. S. Why does the environmental influence on group and cluster galaxies extend beyond the virial radius? *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 430 (2013), 3017–3031.
- [6] BALDRY, I. K., AND GLAZEBROOK, K. Constraints on a Universal Stellar Initial Mass Function from Ultraviolet to Near-Infrared Galaxy Luminosity Densities. *Astrophysical Journal 593* (2003), 258–271.
- [7] BALDRY, I. K., GLAZEBROOK, K., BRINKMANN, J., IVEZIĆ, Ž., LUPTON, R. H., NICHOL, R. C., AND SZALAY, A. S. Quantifying the Bimodal Color-Magnitude Distribution of Galaxies. Astrophysical Journal 600 (2004), 681–694.
- [8] BALOGH, M. L., MCGEE, S. L., MOK, A., WILMAN, D. J., FINOGUENOV, A., BOWER, R. G., MULCHAEY, J. S., PARKER, L. C., AND TANAKA, M. The

GEEC2 spectroscopic survey of Galaxy groups at $0.8 \le z \le 1$. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 443 (2014), 2679–2694.

- [9] BALOGH, M. L., NAVARRO, J. F., AND MORRIS, S. L. The Origin of Star Formation Gradients in Rich Galaxy Clusters. Astrophysical Journal 540 (2000), 113–121.
- [10] BARRO, G., PÉREZ-GONZÁLEZ, P. G., GALLEGO, J., ASHBY, M. L. N., KAJI-SAWA, M., MIYAZAKI, S., VILLAR, V., YAMADA, T., AND ZAMORANO, J. UV-to-FIR Analysis of Spitzer/IRAC Sources in the Extended Groth Strip. II. Photometric Redshifts, Stellar Masses, and Star Formation Rates. Astrophysical Journal Supplement Series 193 (2011), 30.
- [11] BARSANTI, S., GIRARDI, M., BIVIANO, A., BORGANI, S., ANNUNZIATELLA, M., AND NONINO, M. Velocity segregation effects in galaxy clusters at 0.4≤ z ≤ 1.5. ArXiv e-prints (2016).
- [12] BEERS, T. C., FLYNN, K., AND GEBHARDT, K. Measures of location and scale for velocities in clusters of galaxies - A robust approach. Astronomical Journal 100 (1990), 32–46.
- [13] BILDFELL, C., HOEKSTRA, H., BABUL, A., AND ET AL. Evolution of the red sequence giant to dwarf ratio in galaxy clusters out to z ~ 0.5. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 425 (2012), 204–221.
- [14] BIRD, C. M. Substructure in clusters and central galaxy peculiar velocities. Astronomical Journal 107 (1994), 1637–1648.
- [15] BIVIANO, A., AND GIRARDI, M. The Mass Profile of Galaxy Clusters out to ~2r₂₀₀.
 Astrophysical Journal 585 (2003), 205–214.
- [16] BIVIANO, A., AND KATGERT, P. The ESO Nearby Abell Cluster Survey. XIII. The orbits of the different types of galaxies in rich clusters. Astronomy and Astrophysics 424 (2004), 779–791.
- [17] BIVIANO, A., KATGERT, P., MAZURE, A., AND ET AL. The ESO Nearby Abell Cluster Survey. III. Distribution and kinematics of emission-line galaxies. Astronomy and Astrophysics 321 (1997), 84–104.

- [18] BIVIANO, A., KATGERT, P., THOMAS, T., AND ADAMI, C. The ESO Nearby Abell Cluster Survey. XI. Segregation of cluster galaxies and subclustering. Astronomy and Astrophysics 387 (2002), 8–25.
- [19] BIVIANO, A., MURANTE, G., BORGANI, S., AND ET AL. On the efficiency and reliability of cluster mass estimates based on member galaxies. Astronomy and Astrophysics 456 (2006), 23–36.
- [20] BIVIANO, A., VAN DER BURG, R. F. J., MUZZIN, A., AND ET AL. The dynamics of z~1 clusters of galaxies from the GCLASS survey. ArXiv e-prints (2016).
- [21] BLANTON, M. R., EISENSTEIN, D., HOGG, D. W., AND ET AL. The Scale Dependence of Relative Galaxy Bias: Encouragement for the "Halo Model" Description. *Astrophysical Journal* 645 (2006), 977–985.
- [22] BOSELLI, A., AND GAVAZZI, G. Environmental Effects on Late-Type Galaxies in Nearby Clusters. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific 118 (2006), 517–559.
- [23] BOYLAN-KOLCHIN, M., MA, C.-P., AND QUATAERT, E. Dynamical friction and galaxy merging time-scales. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 383 (2008), 93–101.
- [24] BYRD, G., AND VALTONEN, M. Tidal generation of active spirals and S0 galaxies by rich clusters. Astrophysical Journal 350 (1990), 89–94.
- [25] CAPELATO, H. V., GERBAL, D., MATHEZ, G., AND ET AL. Theoretical multi-mass models for clusters of galaxies. Astronomy and Astrophysics 96 (1981), 235–241.
- [26] CAPOZZI, D., COLLINS, C. A., AND STOTT, J. P. The ratio of luminous to faint red-sequence galaxies in X-ray and optically selected low-redshift clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 403 (2010), 1274–1282.
- [27] CARLBERG, R. G., YEE, H. K. C., ELLINGSON, E., AND ET AL. Galaxy Cluster Virial Masses and Omega. Astrophysical Journal 462 (1996), 32.
- [28] CHANDRASEKHAR, S. Dynamical Friction. I. General Considerations: the Coefficient of Dynamical Friction. Astrophysical Journal 97 (1943), 255.

- [29] COIL, A. L., DAVIS, M., MADGWICK, D. S., AND ET AL. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: Clustering of Galaxies in Early Data. Astrophysical Journal 609 (2004), 525–538.
- [30] CONTINI, E., AND KANG, X. Semi-analytic model predictions of mass segregation from groups to clusters. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 453 (2015), L53–L57.
- [31] COOPER, M. C., NEWMAN, J. A., COIL, A. L., AND ET AL. The DEEP2 galaxy redshift survey: evolution of the colour-density relation at 0.4 ≤ z ≤ 1.35. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 376 (Apr. 2007), 1445–1459.
- [32] COOPER, M. C., NEWMAN, J. A., CROTON, D. J., AND ET AL. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: the relationship between galaxy properties and environment at z ~ 1. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 370 (2006), 198–212.
- [33] COWIE, L. L., SONGAILA, A., HU, E. M., AND ET AL. New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields. *Astronomical Journal 112* (1996), 839.
- [34] COX, T. J., JONSSON, P., PRIMACK, J. R., AND SOMERVILLE, R. S. Feedback in simulations of disc-galaxy major mergers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 373 (2006), 1013–1038.
- [35] DAVIS, M., AND GELLER, M. J. Galaxy Correlations as a Function of Morphological Type. Astrophysical Journal 208 (1976), 13–19.
- [36] DAVIS, M., GUHATHAKURTA, P., KONIDARIS, N. P., AND ET AL. The All-Wavelength Extended Groth Strip International Survey (AEGIS) Data Sets. Astrophysical Journal Letters 660 (2007), L1–L6.
- [37] DE LUCIA, G., FONTANOT, F., WILMAN, D., AND MONACO, P. Times, environments and channels of bulge formation in a Lambda cold dark matter cosmology. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 414 (June 2011), 1439–1454.
- [38] DE LUCIA, G., POGGIANTI, B. M., ARAGÓN-SALAMANCA, A., AND ET AL. The build-up of the colour-magnitude relation in galaxy clusters since z ~ 0.8. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 374 (2007), 809–822.

- [39] DE LUCIA, G., WEINMANN, S., POGGIANTI, B. M., ARAGÓN-SALAMANCA, A., AND ZARITSKY, D. The environmental history of group and cluster galaxies in a Λ cold dark matter universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 423* (2012), 1277–1292.
- [40] DRESSLER, A. Galaxy morphology in rich clusters Implications for the formation and evolution of galaxies. Astrophysical Journal 236 (1980), 351–365.
- [41] DRESSLER, A., AND SHECTMAN, S. A. Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial-velocity measurements. *Astronomical Journal 95* (1988), 985–995.
- [42] EDWARDS, A. L. The Correlation Coefficient. In Introduction to Linear Regression and Correlation. W. H. Freeman and Company, San Francisco, 1979.
- [43] EKE, V. R., BAUGH, C. M., COLE, S., FRENK, C. S., KING, H. M., AND PEACOCK, J. A. Where are the stars? Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 362 (2005), 1233–1246.
- [44] ERB, D. K., STEIDEL, C. C., SHAPLEY, A. E., AND ET AL. The Stellar, Gas, and Dynamical Masses of Star-forming Galaxies at z ~ 2. Astrophysical Journal 646 (2006), 107–132.
- [45] FABER, S. M., PHILLIPS, A. C., KIBRICK, R. I., AND ET AL. The DEIMOS spectrograph for the Keck II Telescope: integration and testing. In *Instrument Design* and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes (2003), M. Iye and A. F. M. Moorwood, Eds., vol. 4841 of Proceedings of the SPIE, pp. 1657–1669.
- [46] FADDA, D., GIRARDI, M., GIURICIN, G., AND ET AL. The Observational Distribution of Internal Velocity Dispersions in Nearby Galaxy Clusters. Astrophysical Journal 473 (1996), 670.
- [47] FALCO, M., MAMON, G. A., WOJTAK, R., AND ET AL. Dynamical signatures of infall around galaxy clusters: a generalized Jeans equation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 436 (2013), 2639–2649.
- [48] FASSBENDER, R., NASTASI, A., SANTOS, J. S., AND ET AL. Galaxy population properties of the massive X-ray luminous galaxy cluster <ASTROBJ>XDCP

J0044.0-2033</ASTROBJ> at z = 1.58. Red-sequence formation, massive galaxy assembly, and central star formation activity. Astronomy and Astrophysics 568 (Aug. 2014), A5.

- [49] GAN, J.-L., KANG, X., HOU, J.-L., AND ET AL. Modeling the dynamical friction timescale of a sinking satellite. *Research in Astronomy and Astrophysics 10* (2010), 1242–1254.
- [50] GELLER, M. J.; HUCHRA, J. P. Groups of galaxies. III The CfA survey. Astrophysical Journal Supplement Series 52 (1983), 61–87.
- [51] GERKE, B. F., NEWMAN, J. A., DAVIS, M., AND ET AL. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: The Voronoi-Delaunay Method Catalog of Galaxy Groups. Astrophysical Journal 751 (2012), 50.
- [52] GERKE, B. F., NEWMAN, J. A., FABER, S. M., AND ET AL. The DEEP2 galaxy redshift survey: the evolution of the blue fraction in groups and the field. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 376* (2007), 1425–1444.
- [53] GILBANK, D. G., AND BALOGH, M. L. Tracking down a critical halo mass for killing galaxies through the growth of the red sequence. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 385* (2008), L116–L119.
- [54] GIRARDI, M., GIURICIN, G., MARDIROSSIAN, F., AND ET AL. Optical Mass Estimates of Galaxy Clusters. Astrophysical Journal 505 (1998), 74–95.
- [55] GIRARDI, M., MANZATO, P., MEZZETTI, M., AND ET AL. Observational Massto-Light Ratio of Galaxy Systems from Poor Groups to Rich Clusters. Astrophysical Journal 569 (Apr. 2002), 720–741.
- [56] GIRARDI, M., RIGONI, E., MARDIROSSIAN, F., AND ET AL. Morphology and luminosity segregation of galaxies in nearby loose groups. Astronomy and Astrophysics 406 (2003), 403–414.
- [57] GÓMEZ, P. L., NICHOL, R. C., MILLER, C. J., AND ET AL. Galaxy Star Formation as a Function of Environment in the Early Data Release of the Sloan Digital Sky Survey. Astrophysical Journal 584 (2003), 210–227.

- [58] GOTO, T. Velocity dispersion of 335 galaxy clusters selected from the Sloan Digital Sky Survey: statistical evidence for dynamical interaction and against ram-pressure stripping. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 359* (2005), 1415– 1420.
- [59] GRIFFITH, R. L., COOPER, M. C., NEWMAN, J. A., AND ET AL. The Advanced Camera for Surveys General Catalog: Structural Parameters for Approximately Half a Million Galaxies. Astrophysical Journal Supplement Series 200 (2012), 9.
- [60] GUNN, J. E., AND GOTT, III, J. R. On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. Astrophysical Journal 176 (1972), 1.
- [61] HOGG, D. W., BLANTON, M. R., EISENSTEIN, D. J., AND ET AL. The Overdensities of Galaxy Environments as a Function of Luminosity and Color. Astrophysical Journal Letters 585 (2003), L5–L9.
- [62] HOPKINS, P. F., BUNDY, K., CROTON, D., AND ET AL. Mergers and Bulge Formation in ΛCDM: Which Mergers Matter? Astrophysical Journal 715 (2010), 202–229.
- [63] HOU, A., PARKER, L. C., BALOGH, M. L., AND ET AL. Do group dynamics play a role in the evolution of member galaxies? Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 435 (2013), 1715–1726.
- [64] HOU, A., PARKER, L. C., HARRIS, W. E., AND ET AL. Statistical Tools for Classifying Galaxy Group Dynamics. Astrophysical Journal 702 (2009), 1199–1210.
- [65] IANNUZZI, F., AND DOLAG, K. On the orbital and internal evolution of cluster galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 427 (2012), 1024–1033.
- [66] JAFFÉ, Y. L., SMITH, R., CANDLISH, G. N., AND ET AL. BUDHIES II: a phasespace view of H I gas stripping and star formation quenching in cluster galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 448 (2015), 1715–1728.
- [67] JAROSIK, N., BENNETT, C. L., DUNKLEY, J., AND ET AL. Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Sky Maps, Systematic Errors, and Basic Results. Astrophysical Journal Supplement Series 192 (2011), 14.

- [68] JARQUE, C. M., AND BERA, A. K. A test for normality of observations and regression residuals. *Internat. Statst. Rev* 55 (1987), 163–172.
- [69] JELTEMA, T. E., GERKE, B. F., LAIRD, E. S., WILLMER, C. N. A., COIL, A. L., COOPER, M. C., DAVIS, M., NANDRA, K., AND NEWMAN, J. A. Groups of galaxies in AEGIS: the 200-ks Chandra extended X-ray source catalogue. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 399* (2009), 715–727.
- [70] JUST, D. W., ZARITSKY, D., RUDNICK, G., AND ET AL. Preprocessing Among the Infalling Galaxy Population of EDisCS Clusters. ArXiv e-prints (2015).
- [71] KATGERT, P., MAZURE, A., PEREA, J., AND ET AL. The ESO Nearby Abell Cluster Survey. I. Description of the dataset and definition of physical systems. *Astronomy and Astrophysics 310* (1996), 8–30.
- [72] KAUFFMANN, G., WHITE, S. D. M., HECKMAN, T. M., AND ET AL. The environmental dependence of the relations between stellar mass, structure, star formation and nuclear activity in galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 353 (2004), 713–731.
- [73] LAPI, A., AND CAVALIERE, A. Structure and History of Dark Matter Halos Probed with Gravitational Lensing. Astrophysical Journal Letters 695 (2009), L125–L129.
- [74] LARES, M., LAMBAS, D. G., AND SÁNCHEZ, A. G. Dynamical segregation of galaxies into groups and clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 352 (2004), 501–507.
- [75] LEWIS, I., BALOGH, M., DE PROPRIS, R., AND ET AL.. The 2dF Galaxy Redshift Survey: the environmental dependence of galaxy star formation rates near clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 334* (2002), 673–683.
- [76] LOPES, P. A. A. Empirical photometric redshifts of luminous red galaxies and clusters in the Sloan Digital Sky Survey. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 380 (Oct. 2007), 1608–1620.
- [77] LOPES, P. A. A., DE CARVALHO, R. R., KOHL-MOREIRA, J. L., AND ET AL. NoSOCS in SDSS - I. Sample definition and comparison of mass estimates. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 392* (2009), 135–152.

- [78] LOPES, P. A. A., REMBOLD, S. B., RIBEIRO, A. L. B., AND ET AL. NoSOCS in SDSS - V. Red disc and blue bulge galaxies across different environments. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 461 (2016), 2559–2579.
- [79] LOPES, P. A. A., RIBEIRO, A. L. B., AND REMBOLD, S. B. NoSOCS in SDSS -IV. The role of environment beyond the extent of galaxy clusters. *Monthly Notices* of the Royal Astronomical Society 437 (2014), 2430–2447.
- [80] MAHAJAN, S., MAMON, G. A., AND RAYCHAUDHURY, S. The velocity modulation of galaxy properties in and near clusters: quantifying the decrease in star formation in backsplash galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 416 (2011), 2882–2902.
- [81] MARINONI, C., DAVIS, M., NEWMAN, J. A., AND AT AL. Three-dimensional Identification and Reconstruction of Galaxy Systems within Flux-limited Redshift Surveys. Astrophysical Journal 580 (2002), 122–143.
- [82] MARTÍNEZ, H. J., AND ZANDIVAREZ, A. The dynamical state of galaxy groups and their luminosity content. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 419 (2012), L24–L28.
- [83] MCGEE, S. L., BALOGH, M. L., BOWER, R. G., FONT, A. S., AND MCCARTHY,
 I. G. The accretion of galaxies into groups and clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 400* (2009), 937–950.
- [84] MENCI, N., AND FUSCO-FEMIANO, R. Galaxy Velocity Dispersion Profiles from Merging in Clusters. Astrophysical Journal 472 (1996), 46.
- [85] MOORE, B., KATZ, N., LAKE, G., DRESSLER, A., AND OEMLER, A. Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. *Nature 379* (1996), 613–616.
- [86] NAAB, T., JOHANSSON, P. H., AND OSTRIKER, J. P. Minor Mergers and the Size Evolution of Elliptical Galaxies. Astrophysical Journal Letters 699 (2009), L178–L182.
- [87] NAVARRO, J. F., FRENK, C. S., AND WHITE, S. D. M. A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering. Astrophysical Journal 490 (1997), 493.

- [88] NEWMAN, J. A., COOPER, M. C., DAVIS, M., AND ET AL. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: Design, Observations, Data Reduction, and Redshifts. Astrophysical Journal Supplement Series 208 (2013), 5.
- [89] OEMLER, JR., A. The Systematic Properties of Clusters of Galaxies. Photometry of 15 Clusters. Astrophysical Journal 194 (1974), 1–20.
- [90] OMAN, K. A., AND HUDSON, M. J. Satellite quenching timescales in clusters from projected phase space measurements matched to simulated orbits. *Monthly Notices* of the Royal Astronomical Society (2016).
- [91] PENG, Y., MAIOLINO, R., AND COCHRANE, R. Strangulation as the primary mechanism for shutting down star formation in galaxies. *Nature 521* (2015), 192– 195.
- [92] PINKNEY, J., ROETTIGER, K., AND BURNS, E. A. Evaluation of Statistical Tests for Substructure in Clusters of Galaxies. Astrophysical Journal Supplement Series 104 (1996), 1.
- [93] POGGIANTI, B. M., DESAI, V., FINN, R., AND ET AL. The Relation between Star Formation, Morphology, and Local Density in High-Redshift Clusters and Groups. *Astrophysical Journal* 684 (2008), 888–904.
- [94] POPESSO, P., BIVIANO, A., BÖHRINGER, H., AND ET AL. RASS-SDSS galaxy cluster survey. III. Scaling relations of galaxy clusters. Astronomy and Astrophysics 433 (2005), 431–445.
- [95] POPESSO, P., BIVIANO, A., BÖHRINGER, H., AND ET AL. RASS-SDSS galaxy cluster survey. VII. On the cluster mass-to-light ratio and the halo occupation distribution. Astronomy and Astrophysics 464 (2007), 451–464.
- [96] PRESOTTO, V., IOVINO, A., SCODEGGIO, M., AND ET AL. A journey from the outskirts to the cores of groups. I. Color- and mass-segregation in 20K-zCOSMOS groups. Astronomy and Astrophysics 539 (2012), A55.
- [97] RIBEIRO, A. L. B., DE CARVALHO, R. R., TREVISAN, M., AND ET AL. SPIDER
 IX. Classifying galaxy groups according to their velocity distribution. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 434 (2013), 784–795.

- [98] RIBEIRO, A. L. B., LOPES, P. A. A., AND REMBOLD, S. B. NoSOCS in SDSS. III. The interplay between galaxy evolution and the dynamical state of galaxy clusters. *Astronomy and Astrophysics 556* (2013), A74.
- [99] RIBEIRO, A. L. B., LOPES, P. A. A., AND TREVISAN, M. Segregation effects according to the evolutionary stage of galaxy groups. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 409 (2010), L124–L127.
- [100] RIBEIRO, A. L. B., LOPES, P. A. A., AND TREVISAN, M. Non-Gaussian velocity distributions - the effect on virial mass estimates of galaxy groups. *Monthly Notices* of the Royal Astronomical Society 413 (2011), L81–L85.
- [101] ROBERTS, I. D., PARKER, L. C., JOSHI, G. D., AND ET AL. Mass-segregation trends in SDSS galaxy groups. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 448 (2015), L1–L5.
- [102] RUDNICK, G. H., TRAN, K.-V., PAPOVICH, C., AND ET AL. A Tale of Dwarfs and Giants: Using a z = 1.62 Cluster to Understand How the Red Sequence Grew over the Last 9.5 Billion Years. Astrophysical Journal 755 (2012), 14.
- [103] SANDERS, D. B., SOIFER, B. T., ELIAS, J. H., MADORE, B. F., AND ET AL. Ultraluminous infrared galaxies and the origin of quasars. Astrophysical Journal 325 (1988), 74–91.
- [104] SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P., AND DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. Astrophysical Journal 500 (1998), 525.
- [105] SHAPIRO, S. S., AND WILK, M. B. An Analysis of Variance Test for Normality (Complete Samples). *Biometrika* 52 (1965), 591–611.
- [106] SODRE, JR., L., CAPELATO, H. V., STEINER, J. E., AND ET AL. On the kinematical behavior of galaxies in clusters. Astronomical Journal 97 (1989), 1279–1282.
- [107] SPRINGEL, V., FRENK, C. S., AND WHITE, S. D. M. The large-scale structure of the Universe. *Nature* 440 (2006), 1137–1144.

- [108] STEIN, P. Structure and kinematics of galaxy clusters. II. Substructures and luminosity segregation. Astronomy and Astrophysics 317 (1997), 670–675.
- [109] STRATEVA, I., IVEZIĆ, Ž., KNAPP, G. R., NARAYANAN, V. K., AND ET AL. Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data. *Astronomical Journal 122* (2001), 1861–1874.
- [110] TAFFONI, G., MAYER, L., COLPI, M., AND ET AL. On the life and death of satellite haloes. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 341 (2003), 434–448.
- [111] TARANU, D. S., HUDSON, M. J., BALOGH, M. L., AND ET AL. Quenching star formation in cluster galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 440 (2014), 1934–1949.
- [112] TASCA, L. A. M., KNEIB, J.-P., IOVINO, A., AND ET AL. The zCOSMOS redshift survey: the role of environment and stellar mass in shaping the rise of the morphology-density relation from z ~ 1. Astronomy and Astrophysics 503 (2009), 379–398.
- [113] TEYSSIER, R., CHAPON, D., AND BOURNAUD, F. The Driving Mechanism of Starbursts in Galaxy Mergers. Astrophysical Journal Letters 720 (2010), L149– L154.
- [114] TINSLEY, B. M. Evolution of the Stars and Gas in Galaxies. Astrophysical Journal 151 (1968), 547.
- [115] TOOMRE, A., AND TOOMRE, J. Galactic Bridges and Tails. Astrophysical Journal 178 (1972), 623–666.
- [116] VAN DOKKUM, P. G., FRANX, M., FABRICANT, D., AND ET AL. Hubble Space Telescope Photometry and Keck Spectroscopy of the Rich Cluster MS 1054-03: Morphologies, Butcher-Oemler Effect, and the Color-Magnitude Relation at z = 0.83. Astrophysical Journal 541 (2000), 95–111.
- [117] VON DER LINDEN, A., WILD, V., KAUFFMANN, G., AND ET AL. Star formation and AGN activity in SDSS cluster galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 404 (2010), 1231–1246.

- [118] VULCANI, B., BAMFORD, S. P., HAULER, B., AND ET AL. Galaxy And Mass Assembly (GAMA): the wavelength-dependent sizes and profiles of galaxies revealed by MegaMorph. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 441 (2014), 1340–1362.
- [119] VULCANI, B., POGGIANTI, B. M., OEMLER, A., DRESSLER, A., ARAGÓN-SALAMANCA, A., DE LUCIA, G., MORETTI, A., GLADDERS, M., ABRAMSON, L., AND HALLIDAY, C. The galaxy stellar mass function and its evolution with time show no dependence on global environment. Astronomy and Astrophysics 550 (2013), A58.
- [120] WEST, M. J., OEMLER, JR., A., AND DEKEL, A. Subclustering in rich clusters of galaxies and their environs. Astrophysical Journal 327 (1988), 1–24.
- [121] WETZEL, A. R., TINKER, J. L., CONROY, C., AND ET AL. Galaxy evolution in groups and clusters: satellite star formation histories and quenching time-scales in a hierarchical Universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 432* (2013), 336–358.
- [122] WILLMER, C. N. A., FABER, S. M., KOO, D. C., AND AT AL. The Deep Evolutionary Exploratory Probe 2 Galaxy Redshift Survey: The Galaxy Luminosity Function to z⁻¹. Astrophysical Journal 647 (2006), 853–873.
- [123] WILMAN, D. J., BALOGH, M. L., BOWER, R. G., AND ET AL. Galaxy groups at 0.3 ≤ z ≤ 0.55 - I. Group properties. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 358 (2005), 71–87.
- [124] WOLF, C., MEISENHEIMER, K., RIX, H.-W., AND ET AL. The COMBO-17 survey: Evolution of the galaxy luminosity function from 25 000 galaxies with 0.2≤ z ≤1.2. Astronomy and Astrophysics 401 (2003), 73–98.
- [125] WOLF, C., MEISENHEIMER, K., RIX, H.-W., AND ET AL. The COMBO-17 survey: Evolution of the galaxy luminosity function from 25 000 galaxies with 0.2≤ z ≤1.2. Astronomy and Astrophysics 401 (2003), 73–98.
- [126] YAHIL, A., AND VIDAL, N. V. The Velocity Distribution of Galaxies in Clusters. Astrophysical Journal 214 (1977), 347–350.

- [127] YAN, R., WHITE, M., AND COIL, A. L. Mock Catalogs for the DEEP2 Redshift Survey. Astrophysical Journal 607 (2004), 739–750.
- [128] ZABLUDOFF, A. I., AND MULCHAEY, J. S. The Properties of Poor Groups of Galaxies. I. Spectroscopic Survey and Results. Astrophysical Journal 496 (1998), 39.

Apêndices

Apêndice A

Tabelas de Grupos G e NG

Tabela A.1: Esta tabela refere-se aos resultados obtidos no capítulo 3. As colunas de 1 a 4 apresentam a identificação, as coordenadas (RA e DEC) e o *redshift* do grupo. Nas colunas de 5 a 8 apresentamos a dispersão de velocidades, o raio e a massa dos sistemas.

id_{gr}	N_{200}	RA	DEC	Z	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$(\mathrm{km}s^{-1})$	(Mpc)	$(10^{14} \mathrm{M}_{\odot})$
549	20	206.2669	0.0895	0.0889	$256.48^{+33.02}_{-17.45}$	$1.00\substack{+0.09 \\ -0.04}$	$1.44_{-0.20}^{+0.37}$
1143	31	170.7000	0.9592	0.0734	$321.07^{+26.80}_{-18.50}$	$1.07\substack{+0.06 \\ -0.04}$	$1.70\substack{+0.28\\-0.20}$
2093	23	162.3749	0.2976	0.0393	$234.70_{-13.78}^{+24.37}$	$0.90\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$0.99\substack{+0.21 \\ -0.12}$
3416	42	195.6524	-2.5998	0.0835	$367.05_{-14.29}^{+27.21}$	$1.32_{-0.03}^{+0.06}$	$3.23_{-0.25}^{+0.48}$
3570	49	194.7412	-1.793	0.0830	$474.79_{-26.75}^{+36.58}$	$1.54_{-0.06}^{+0.08}$	$5.16^{+0.80}_{-0.59}$
4942	86	258.7411	57.4622	0.028	$488.91\substack{+26.74\\-21.33}$	$1.49_{-0.04}^{+0.05}$	$4.42_{-0.39}^{+0.48}$
5631	39	243.2498	49.0362	0.0562	$327.11_{-19.33}^{+27.68}$	$1.16\substack{+0.06 \\ -0.05}$	$2.18^{+0.37}_{-0.26}$
6413	16	128.6767	54.5204	0.0316	$190.08\substack{+21.71 \\ -10.72}$	$0.86\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$0.84\substack{+0.19 \\ -0.10}$
6628	139	258.1986	64.0735	0.0803	$731.19\substack{+35.77 \\ -27.68}$	$1.90\substack{+0.06 \\ -0.05}$	$9.69\substack{+0.95 \\ -0.74}$
7327	24	240.2632	54.0368	0.0649	$246.36_{-12.88}^{+25.81}$	$0.99\substack{+0.07 \\ -0.03}$	$1.35_{-0.14}^{+0.28}$
7328	22	240.2177	53.9008	0.0676	$280.97\substack{+39.90\\-26.04}$	$1.10\substack{+0.10 \\ -0.07}$	$1.87^{+0.53}_{-0.35}$
7629	32	260.8044	30.8060	0.0460	$320.76_{-18.96}^{+32.70}$	$1.00\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.36_{-0.17}^{+0.28}$
7723	80	181.2321	1.8954	0.0200	$358.13^{+40.61}_{-25.61}$	$1.10\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$1.78\substack{+0.40 \\ -0.26}$
7963	64	214.2826	1.9611	0.0550	$419.68^{+33.46}_{-22.86}$	$1.351\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$3.38^{+0.54}_{-0.37}$

_

id_{gr}	N_{200}	RA	DEC	Z	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$(\mathrm{km}s^{-1})$	(Mpc)	$(10^{14} \mathrm{M}_{\odot})$
8158	63	214.3117	2.1042	0.0519	$413.14_{-23.12}^{+36.39}$	$1.35_{-0.05}^{+0.08}$	$3.39_{-0.38}^{+0.60}$
9278	61	170.4235	2.8029	0.0493	$493.04_{-29.86}^{+42.59}$	$1.28^{+0.07}_{-0.05}$	$2.85_{-0.35}^{+0.49}$
9815	69	218.4314	3.7569	0.0287	$363.37^{+32.91}_{-20.29}$	$1.23_{-0.04}^{+0.07}$	$2.50_{-0.28}^{+0.45}$
9817	114	220.2475	3.3841	0.0266	$404.39^{+21.39}_{-16.27}$	$1.30\substack{+0.04\\-0.03}$	$2.94_{-0.24}^{+0.31}$
10553	86	329.3611	-7.7763	0.0581	$452.27_{-21.43}^{+31.09}$	$1.34_{-0.04}^{+0.06}$	$3.30_{-0.31}^{+0.45}$
10852	25	26.5808	-9.8206	0.0513	$276.12_{-17.89}^{+30.46}$	$0.99\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.35_{-0.18}^{+0.30}$
10986	61	14.0318	-10.1066	0.0552	$396.64_{-18.22}^{+25.90}$	$1.29_{-0.04}^{+0.06}$	$2.97_{-0.27}^{+0.39}$
11105	125	10.4557	-9.2897	0.0562	$637.94_{-24.01}^{+34.62}$	$1.74_{-0.04}^{+0.06}$	$7.30\substack{+0.79\\-0.55}$
12081	99	351.1083	14.3130	0.0421	$408.03^{+22.87}_{-16.02}$	$1.35_{-0.03}^{+0.05}$	$3.32_{-0.26}^{+0.37}$
12395	16	355.4259	15.0251	0.0684	$296.05_{-18.77}^{+28.61}$	$1.13_{-0.05}^{+0.07}$	$2.00^{+0.39}_{-0.26}$
13432	29	137.0388	52.1075	0.0616	$332.77_{-23.93}^{+38.11}$	$1.00\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$1.38^{+0.32}_{-0.20}$
15910	19	184.6067	5.1318	0.0770	$249.06\substack{+23.47 \\ -10.71}$	$1.02\substack{+0.06\\-0.03}$	$1.49_{-0.13}^{+0.28}$
16930	66	146.6680	54.5257	0.0467	$438.94^{+31.96}_{-22.06}$	$1.38^{+0.07}_{-0.05}$	$3.58_{-0.36}^{+0.52}$
17848	63	228.0801	4.5729	0.0370	$394.01\substack{+20.76\\-15.10}$	$1.37_{-0.03}^{+0.05}$	$3.50^{+0.37}_{-0.27}$
18417	52	158.4143	56.9008	0.0452	$363.82^{+26.73}_{-15.03}$	$1.13_{-0.03}^{+0.05}$	$1.97\substack{+0.29 \\ -0.16}$
18711	69	204.0707	59.1628	0.0658	$559.96^{+57.98}_{-41.94}$	$1.60\substack{+0.11\\-0.08}$	$5.72^{+1.18}_{-0.86}$
18712	64	203.9557	59.3122	0.0720	$428.31_{-17.42}^{+26.19}$	$1.39\substack{+0.06\\-0.04}$	$3.75_{-0.31}^{+0.46}$
19845	27	232.3204	52.9171	0.0710	$340.64_{-38.58}^{+61.74}$	$1.14_{-0.09}^{+0.14}$	$2.06\substack{+0.75 \\ -0.47}$
22745	61	229.5998	4.8035	0.0369	$359.96^{+19.73}_{-14.44}$	$1.31_{-0.03}^{+0.05}$	$3.01\substack{+0.33\\-0.24}$
22747	28	229.7787	4.3651	0.0475	$354.75_{-19.69}^{+31.49}$	$1.23_{-0.05}^{+0.07}$	$2.55_{-0.29}^{+0.45}$
22837	49	233.0703	4.6635	0.0380	$290.31_{-17.12}^{+28.04}$	$1.10\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.81^{+0.35}_{-0.21}$
23006	63	227.5830	5.5997	0.0765	$542.56_{-20.04}^{+24.40}$	$1.79\substack{+0.05 \\ -0.04}$	$8.07\substack{+0.73 \\ -0.60}$
23007	48	227.7030	6.0095	0.0798	$392.72_{-9.87}^{+19.96}$	$1.39\substack{+0.05\\-0.02}$	$3.771_{-0.19}^{+0.38}$
23083	32	214.6953	7.3466	0.0249	$191.47^{+19.30}_{-9.36}$	$0.80\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$0.70\substack{+0.14 \\ -0.07}$
24651	29	30.6093	-1.0225	0.0427	$239.92^{+23.87}_{-13.86}$	$0.87\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$0.90\substack{+0.18 \\ -0.11}$
25353	95	18.7261	0.3270	0.0443	$482.39\substack{+32.45\\-25.58}$	$1.44_{-0.05}^{+0.06}$	$4.06\substack{+0.55\\-0.43}$
25405	46	163.5267	54.8630	0.0717	$397.62^{+36.16}_{-23.51}$	$1.28^{+0.08}_{-0.05}$	$2.96_{-0.35}^{+0.54}$
25887	20	180.9647	54.5391	0.0502	$242.72^{+18.15}_{-11.21}$	$0.96\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$1.21_{-0.11}^{+0.18}$

Tabela A.1: continuação.

=

id_{gr}	N_{200}	RA	DEC	\mathbf{Z}	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$(\mathrm{km}s^{-1})$	(Mpc)	$(10^{14} M_{\odot})$
26025	57	172.4325	54.0868	0.0683	$424.56_{-32.64}^{+46.60}$	$1.26_{-0.06}^{+0.09}$	$2.77_{-0.43}^{+0.61}$
26406	34	122.7257	35.9961	0.0820	$420.84_{-25.32}^{+38.68}$	$1.35_{-0.05}^{+0.08}$	$3.48^{+0.64}_{-0.42}$
27140	35	138.3377	47.7330	0.0516	$308.74_{-15.27}^{+27.15}$	$1.04_{-0.03}^{+0.06}$	$1.56\substack{+0.28\\-0.16}$
27258	36	134.5879	38.5013	0.0931	$349.04_{-19.44}^{+30.41}$	$1.18\substack{+0.07\\-0.04}$	$2.37_{-0.27}^{+0.41}$
27399	30	130.7441	36.0721	0.0538	$315.89^{+25.55}_{-16.31}$	$1.18\substack{+0.06\\-0.04}$	$2.24_{-0.23}^{+0.36}$
29056	31	146.6980	43.4114	0.0718	$295.26_{-11.74}^{+24.02}$	$1.06\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$1.66\substack{+0.27\\-0.13}$
32252	58	186.8707	8.8294	0.0899	$560.21_{-30.17}^{+41.77}$	$1.57_{-0.06}^{+0.08}$	$5.53_{-0.60}^{+0.83}$
32785	43	165.2036	10.1678	0.0360	$373.66^{+28.81}_{-20.90}$	$1.24_{-0.05}^{+0.06}$	$2.57_{-0.29}^{+0.40}$
33496	73	173.9631	49.0519	0.0368	$461.86^{+72.39}_{-38.64}$	$1.24_{-0.07}^{+0.13}$	$2.60 \ ^{+0.81}_{-0.44}$
34483	107	244.5152	35.1102	0.0307	$496.46_{-15.54}^{+21.15}$	$1.57\substack{+0.04 \\ -0.03}$	$5.23_{-0.33}^{+0.45}$
35577	18	230.0051	48.7332	0.0738	$260.93^{+32.24}_{-16.91}$	$1.05\substack{+0.09 \\ -0.04}$	$1.61\substack{+0.40\\-0.21}$
35615	67	245.4507	37.7788	0.0322	$430.57^{+19.72}_{-13.99}$	$1.50\substack{+0.05\\-0.03}$	$4.55\substack{+0.42 \\ -0.30}$
35663	22	235.0038	46.0549	0.0373	$238.47^{+24.29}_{-13.64}$	$0.97\substack{+0.06 \\ -0.04}$	$1.24_{-0.14}^{+0.25}$
35899	23	245.8529	40.0426	0.0325	$257.67^{+10.77}_{-6.50}$	$1.07\substack{+0.03 \\ -0.02}$	$1.64_{-0.08}^{+0.14}$
36757	72	127.2879	30.5895	0.05	$567.73^{+50.69}_{-38.69}$	$1.61\substack{+0.09 \\ -0.07}$	$5.72^{+1.02}_{-0.78}$
39939	27	155.7647	13.0803	0.0319	$214.21_{-8.47}^{+17.91}$	$0.86\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.85\substack{+0.14 \\ -0.07}$
40290	40	176.3383	15.4881	0.0688	$400.05_{-24.67}^{+34.78}$	$1.19\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$2.36_{-0.29}^{+0.41}$
40328	24	189.4263	15.3037	0.0715	$324.95_{-24.11}^{+36.89}$	$1.04_{-0.05}^{+0.08}$	$1.58\substack{+0.36\\-0.24}$
40452	9	117.2637	18.0245	0.0467	$168.89^{+20.40}_{-7.45}$	$0.70\substack{+0.06 \\ -0.02}$	$0.48\substack{+0.11 \\ -0.04}$
40537	27	133.5388	29.0695	0.0841	$414.43_{-26.57}^{+37.37}$	$1.30\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$3.10\substack{+0.56\\-0.40}$
42491	96	140.0477	33.6968	0.0237	$478.63^{+40.98}_{-30.45}$	$1.39\substack{+0.08\\-0.06}$	$3.56\substack{+0.61\\-0.45}$
43179	30	212.2554	55.5091	0.0748	$361.36^{+32.53}_{-24.76}$	$1.19\substack{+0.07 \\ -0.06}$	$2.37_{-0.33}^{+0.43}$
43917	35	242.9480	29.3254	0.0320	$325.39_{-14.29}^{+28.45}$	$1.07\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$1.65_{-0.15}^{+0.29}$
44417	29	253.7360	23.4416	0.0564	$316.09\substack{+32.35\\-20.08}$	$0.99\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.32_{-0.17}^{+0.27}$
44904	57	202.5918	11.3337	0.0219	$298.08^{+19.27}_{-12.09}$	$1.10\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$1.77\substack{+0.23 \\ -0.14}$
47326	126	230.9064	8.6679	0.0357	$601.07\substack{+39.91\\-31.50}$	$1.74_{-0.06}^{+0.08}$	$7.07\substack{+0.94 \\ -0.74}$
47499	34	216.9695	11.3904	0.0269	$275.20^{+29.26}_{-17.06}$	$0.94\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.12_{-0.14}^{+0.24}$
50696	43	233.2211	28.0713	0.0734	$377.18^{+27.74}_{-20.66}$	$1.27_{-0.05}^{+0.06}$	$2.88^{+0.42}_{-0.32}$

Tabela A.1: continuação.

_

id_{gr}	N_{200}	RA	DEC	Z	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$(\mathrm{km}s^{-1})$	(Mpc)	$(10^{14} \mathrm{M}_{\odot})$
50698	50	233.2000	28.0040	0.0768	$464.86_{-30.74}^{+50.12}$	$1.48^{+0.11}_{-0.06}$	$4.60_{-0.61}^{+0.99}$
51415	97	230.3792	30.6503	0.0782	$534.14_{-22.07}^{+31.90}$	$1.56_{-0.04}^{+0.06}$	$5.35_{-0.44}^{+0.64}$
52218	70	210.8789	9.3469	0.0230	$490.98\substack{+84.10\\-71.25}$	$1.49_{-0.14}^{+0.17}$	$4.38^{+1.50}_{-1.27}$
52280	96	229.1976	7.0516	0.0354	$448.89^{+30.51}_{-20.95}$	$1.50\substack{+0.07\\-0.05}$	$4.61\substack{+0.63 \\ -0.43}$
54987	27	245.7734	23.8798	0.0633	$269.53_{-18.52}^{+32.60}$	$1.03\substack{+0.08 \\ -0.05}$	$1.53_{-0.21}^{+0.37}$
57850	31	247.5777	24.5737	0.06	$368.97_{-21.14}^{+34.55}$	$1.15\substack{+0.07\\-0.04}$	$2.11\substack{+0.40 \\ -0.24}$
57965	43	231.8801	28.7920	0.0695	$598.97_{-47.16}^{+61.05}$	$1.85_{-0.10}^{+0.12}$	$8.82^{+1.80}_{-1.39}$
58619	23	234.0440	25.3265	0.0345	$198.33_{-11.12}^{+21.80}$	$0.85^{+0.06}_{-0.03}$	$0.82\substack{+0.18\\-0.09}$
58925	30	237.2983	25.6064	0.0702	$368.33^{+38.20}_{-23.53}$	$1.12_{-0.05}^{+0.08}$	$1.99_{-0.26}^{+0.41}$
60800	62	14.1744	-0.7260	0.0442	$360.37^{+23.00}_{-14.92}$	$1.21_{-0.03}^{+0.05}$	$2.39_{-0.20}^{+0.30}$
62381	33	138.5257	29.8987	0.0220	$246.82^{+23.21}_{-12.86}$	$0.90\substack{+0.06 \\ -0.03}$	$0.96\substack{+0.18 \\ -0.10}$
63964	53	150.6699	32.7521	0.0495	$397.26^{+32.70}_{-21.20}$	$1.13_{-0.04}^{+0.06}$	$1.97\substack{+0.33 \\ -0.21}$
66294	6	170.4681	33.6450	0.0432	$163.99^{+23.17}_{-9.08}$	$0.61\substack{+0.06 \\ -0.02}$	$0.32\substack{+0.09\\-0.04}$
66496	36	203.8224	33.2664	0.0245	$192.10^{+14.44}_{-7.58}$	$0.87\substack{+0.04 \\ -0.02}$	$0.89\substack{+0.13 \\ -0.07}$
67308	26	208.4701	33.1722	0.0505	$330.99^{+38.52}_{-24.27}$	$1.12_{-0.05}^{+0.09}$	$1.92_{-0.28}^{+0.45}$
67360	10	233.0085	25.4337	0.0338	$175.05^{+16.85}_{-7.52}$	$0.77\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.62\substack{+0.12\\-0.05}$
68567	14	210.9613	29.3490	0.0634	$284.46_{-15.34}^{+22.61}$	$1.15_{-0.04}^{+0.06}$	$2.11_{-0.23}^{+0.34}$
68821	31	194.8241	31.2214	0.0520	$276.87^{+43.92}_{-29.02}$	$0.90\substack{+0.09 \\ -0.06}$	$1.01\substack{+0.32\\-0.21}$
70690	712	194.8011	28.0594	0.0248	$948.45\substack{+27.23\\-21.11}$	$2.35_{-0.20}^{+0.39}$	$17.41_{-4.40}^{+8.66}$
70872	20	214.5966	26.6030	0.0712	$201.00\substack{+29.21 \\ -13.04}$	$0.82\substack{+0.08\\-0.03}$	$0.76\substack{+0.22 \\ -0.10}$
70984	28	250.3971	13.4649	0.0510	$321.41_{-20.89}^{+33.47}$	$1.08\substack{+0.07 \\ -0.05}$	$1.75_{-0.23}^{+0.37}$
71279	666	194.0063	27.4591	0.0209	$849.92^{+20.75}_{-16.67}$	$2.11_{-0.18}^{+0.37}$	$12.47_{-3.24}^{+6.62}$
71384	48	247.9822	13.6352	0.0539	$428.80^{+42.66}_{-28.15}$	$1.19\substack{+0.08\\-0.05}$	$2.34_{-0.31}^{+0.47}$
71902	149	241.5539	15.4948	0.0408	$766.14_{-16.60}^{+21.67}$	$2.14_{-0.16}^{+0.30}$	$13.33_{-3.09}^{+5.62}$
72062	32	239.4808	16.2845	0.0365	$338.54^{+14.92}_{-6.69}$	$1.14_{-0.01}^{+0.03}$	$2.03\substack{+0.18 \\ -0.08}$
72226	84	241.3329	16.3078	0.0443	$453.25_{-17.86}^{+24.36}$	$1.43_{-0.04}^{+0.05}$	$4.01_{-0.32}^{+0.43}$
73516	32	248.3711	11.6923	0.0513	$320.13_{-21.60}^{+33.63}$	$0.96\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.23_{-0.17}^{+0.26}$
74277	26	126.6227	17.4616	0.0893	$232.92_{-13.71}^{+28.49}$	$0.95\substack{+0.08 \\ -0.04}$	$1.23_{-0.15}^{+0.30}$

Tabela A.1: continuação.

id_{gr}	N_{200}	RA	DEC	\mathbf{Z}	σ_v	R_{200}	M_{200}
		(J2000)	(J2000)		$(\mathrm{km}s^{-1})$	(Mpc)	$(10^{14} M_{\odot})$
74912	59	168.0388	27.5913	0.0343	$441.33_{-12.14}^{+17.15}$	$1.36_{-0.02}^{+0.03}$	$3.43_{-0.19}^{+0.27}$
75370	87	169.0670	29.2944	0.0469	$410.49^{+38.43}_{-25.62}$	$1.22_{-0.05}^{+0.08}$	$2.47_{-0.31}^{+0.46}$
76704	43	139.3865	20.0756	0.0287	$308.03^{+33.12}_{-18.64}$	$0.95\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.15_{-0.14}^{+0.25}$
76935	78	188.9215	26.8603	0.0255	$520.84_{-21.61}^{+31.89}$	$1.66\substack{+0.07\\-0.046}$	$6.11\substack{+0.75 \\ -0.51}$
77062	51	192.1461	26.9103	0.0238	$438.02^{+13.95}_{-9.98}$	$1.46\substack{+0.31 \\ -0.14}$	$4.16_{-1.18}^{+2.64}$
79884	102	223.2593	16.8699	0.0451	$375.22_{-22.03}^{+30.52}$	$1.13_{-0.04}^{+0.06}$	$1.96\substack{+0.32\\-0.239}$
80795	19	222.7671	18.6946	0.0440	$261.25_{-17.82}^{+28.92}$	$0.91\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.03_{-0.14}^{+0.23}$
81731	26	209.4747	20.7604	0.0622	$435.77_{-37.93}^{+47.44}$	$1.53_{-0.09}^{+0.11}$	$4.94^{+1.08}_{-0.86}$
81770	61	222.2231	18.5503	0.0422	$561.20^{+27.16}_{-23.76}$	$1.60\substack{+0.05 \\ -0.04}$	$5.58_{-0.47}^{+0.54}$
82489	45	206.41358	23.1897	0.0304	$467.23_{-41.37}^{+55.75}$	$1.55_{-0.09}^{+0.12}$	$5.00^{+1.19}_{-0.89}$
82973	247	176.0608	20.0094	0.0229	$730.07\substack{+26.43 \\ -23.06}$	$2.04\substack{+0.30 \\ -0.16}$	$11.35_{-2.75}^{+5.05}$
83058	128	181.1650	20.5043	0.0242	$378.14_{-11.42}^{+15.64}$	$1.23_{-0.02}^{+0.03}$	$2.41_{-0.15}^{+0.20}$
83109	78	178.1143	20.7080	0.0223	$340.45_{-9.05}^{+12.90}$	$1.28^{+0.03}_{-0.02}$	$2.79_{-0.15}^{+0.21}$
83282	47	195.9980	19.1801	0.0640	$391.00\substack{+25.77\\-16.93}$	$1.34_{-0.04}^{+0.06}$	$3.33_{-0.29}^{+0.44}$
83342	105	216.7943	16.65014	0.0529	$488.47^{+23.87}_{-16.18}$	$1.52_{-0.03}^{+0.05}$	$4.83_{-0.32}^{+0.47}$
83755	40	215.27406	17.7009	0.0510	$404.97\substack{+35.49\\-22.93}$	$1.33_{-0.05}^{+0.08}$	$3.26_{-0.37}^{+0.57}$
83756	20	215.4440	17.9016	0.0534	$287.71_{-16.45}^{+26.65}$	$1.11\substack{+0.07 \\ -0.04}$	$1.87\substack{+0.35 \\ -0.22}$
83762	7	216.3391	17.4753	0.0538	$194.48^{+16.21}_{-6.65}$	$0.87\substack{+0.05 \\ -0.02}$	$0.90\substack{+0.15 \\ -0.06}$
87816	29	135.9575	13.6061	0.0289	$233.26_{-11.10}^{+20.40}$	$0.91\substack{+0.05 \\ -0.03}$	$1.00\substack{+0.17\\-0.09}$

Tabela A.1: continuação.

Apêndice B

Artigo Aceito para Publicação na Revista MNRAS
ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY MNRAS **464**, 183–193 (2017) Advance Access publication 2016 September 14

Segregation effects in DEEP2 galaxy groups

R. S. Nascimento,^{1 \star} A. L. B. Ribeiro^{2 \star} and P. A. A. Lopes¹

¹Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, RJ 20080-090, Brazil
²Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, Ilhéus 454650-000, Brazil

Accepted 2016 September 13. Received 2016 September 12; in original form 2016 April 4

ABSTRACT

We investigate segregation phenomena in galaxy groups in the range of 0.2 < z < 1. We study a sample of groups selected from the 4th Data Release of the DEEP2 galaxy redshift survey. We used only groups with at least eight members within a radius of 4 Mpc. Outliers were removed with the shifting gapper techinque and, then, the virial properties were estimated for each group. The sample was divided into two stacked systems: $low(z \le 0.6)$ and high (z > 0.6) redshift groups. Assuming that the colour index $(U - B)_0$ can be used as a proxy for the galaxy type, we found that the fraction of blue (star-forming) objects is higher in the high-z sample, with blue objects being dominant at $M_B > -19.5$ for both samples, and red objects being dominant at $M_B < -19.5$ only for the low-z sample. Also, the radial variation of the red fraction indicates that there are more red objects with $R < R_{200}$ in the low-z sample than in the high-z sample. Our analysis indicates statistical evidence of kinematic segregation, at the 99 per cent c.l., for the low-z sample: redder and brighter galaxies present lower velocity dispersions than bluer and fainter ones. We also find a weaker evidence for spatial segregation between red and blue objects, at the 70 per cent c.l. The analysis of the high-z sample reveals a different result: red and blue galaxies have velocity dispersion distributions not statistically distinct, although redder objects are more concentrated than the bluer ones at the 95 per cent c.l. From the comparison of blue/red and bright/faint fractions, and considering the approximate lookback time-scale between the two samples (~3 Gyr), our results are consistent with a scenario where bright red galaxies had time to reach energy equipartition, while faint blue/red galaxies in the outskirts infall to the inner parts of the groups, thus reducing spatial segregation from $z \sim 0.8$ to $z \sim 0.4$.

Key words: Galaxy: evolution - galaxies: groups: general - galaxies: high-redshift.

1 INTRODUCTION

A central issue concerning galaxy formation and evolution refers to environmental factors. It is well-established that the average properties of galaxies such as their mass, colours, morphologies, and gas content depend upon the environment where they reside. Galaxies in clusters tend to be more massive and have lower star formation rates (SFRs) than isolated field galaxies which are, in general, actively star forming (Oemler 1974; Dressler 1980; Kauffmann et al. 2004; Blanton et al. 2006; Cooper et al. 2006, 2007; Tasca et al. 2009; Ribeiro, Lopes & Rembold 2013; Lopes, Ribeiro & Rembolb 2014; Lopes et al. 2016). It is also well-known that galaxy properties depend strongly on galaxy mass (e.g. Poggianti et al. 2008), and that galaxy mass and environment are correlated, since denser environments tend to be inhabited by more massive galaxies (e.g. Baldry & Glazebrook 2003; Hogg et al. 2003). Several physical processes are thought to be relevant in regulating star formation in dense environments by driving cold gas away from galaxies and by heating it up. Some of these mechanisms are more effective in dense regions like rich clusters, whereas in groups of galaxies other mechanisms play the most important role. For example, galaxy interactions as mergers and harassment are favoured in group environment because of the low relative velocities between galaxies (Zabludoff & Mulchaey 1998), while in high-density environments galaxies can be strongly affected by mechanisms such as ram pressure stripping and strangulation due to the high temperature and pressure of the intra-cluster medium (e.g. van den Bosch et al. 2008; Presotto et al. 2012). Coupled with these processes, massive galaxies tend to reduce their velocities through the energy equipartition by dynamical friction with less massive galaxies (Chandrasekhar 1943; Capelato et al. 1981).

A possible consequence of these environmental factors are the so-called segregation effects, that is, correlations between galaxy properties and/or radial trends of those properties as a function of the group/cluster centre. The presence of the segregation effect in

^{*} E-mail: rnascimento@astro.ufrj.br (RSN); albr@uesc.br (ALBR)

galaxy clusters and groups has been studied by several authors. Biviano et al. (2003) studying luminosity and morphological segregation in an ensemble of 59 rich nearby clusters, observed in the ESO Nearby Cluster Survey, found that luminosity segregation is evident only for elliptical galaxies brighter than $M_R = -22.0 \pm$ 0.1, and not located in substructures. Girardi et al. (2003) analysed morphology and luminosity segregation of galaxies in loose groups identified in the Nearby Optical Galaxy catalogue. They concluded that spatial segregation is stronger than kinematical segregation and that luminosity is independent of morphological segregation. They argued that segregation phenomena are mainly connected with the initial conditions at the time of galaxy formation and that the mechanisms which influence galaxy luminosity and morphology should act in a similar way in groups and in clusters. Lares, Lambas & Sánchez (2004) examined a sample selected from the 2dF Galaxy Redshift Survey to analyse the segregation effect in galaxy groups. They found that passively star-forming galaxies show a statistically narrower velocity distribution than that of galaxies with a substantial star-forming activity. They also found that the sample of red galaxies, with colour index B-R > 1, have a larger fraction of small velocities $(vv/\sigma < 1)$ compared with the blue galaxies. Goto (2005) selected a sample of 335 clusters from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and found that bright cluster galaxies ($M_{\tau} < -23$) have significantly smaller velocity dispersion than fainter galaxies. They also pointed out that the results remain the same when the sample is split in star-forming late-type and passive late-type galaxies, with the former having a larger velocity dispersion in comparison with the last. Ribeiro, Lopes & Trevisan (2010), using a sample of 57 groups selected from the 2df Percolation-Inferred Galaxy Group catalogue, found that galaxies brighter than $M_R = -21.5$ show a decrease in normalized velocity dispersion, σ_u , while for the fainter ones the velocity dispersion is approximately constant. Interestingly, the result remains for groups considered dynamically non-evolved, but with a steeper correlation between σ_u and M_R . van den Bosch et al. (2008), using the SDSS group catalogue of Yang et al. (2007), suggest that satellite galaxies become redder and more concentrated than central galaxies once they fall into a bigger halo. However, they do not find indication that the magnitude of the transformation depends on environment. Also using SDSS clusters, von der Linden et al. (2010) find no evidence for mass segregation in four redshift bins at z < 0.1. A similar result is found by Vulcani et al. (2013) using mass-limited samples at $0.3 \le z \le 0.8$ from the IMACS Cluster Building Survey and the ESO Distant Cluster Survey. Recently, Roberts et al. (2015) show that failure to find mass segregation is due to a mass completeness cut at intermediate to high stellar mass, or to take only high-mass haloes. Roberts et al. (2015) also show that mass segregation is enhanced with the inclusion of low-mass galaxies, and decreases with increasing halo mass.

Currently, few studies are available regarding segregation phenomena at intermediate and high redshifts. For instance, Presotto et al. (2012) find evidence for mass segregation in zCOSMOS groups at both $0.2 \le z \le 0.45$ and $0.45 < z \le 0.8$. By splitting up their sample into poor and rich groups at $0.2 \le z \le 0.45$, they find evidence for mass segregation in rich groups but not in poor groups. Also, Balogh et al. (2014) find evidence for mass segregation in the Group Environment Evolution Collaboration 2 for groups at 0.8 < z < 1, using a stellar mass-limited sample with $M_{\text{star}} > 10^{10.3} \text{ M}_{\odot}$. In a recent paper, Barsanti et al. (2016) find evidence for 41 galaxy clusters at $0.4 \le z \le 1.5$.

In this work, we probe velocity and spatial segregation in lowmass galaxy groups, that is, the possibility of more luminous and redder galaxies being more central and move more slowly than fainter and bluer ones. Our aim is to compare these segregation phenomena for well-selected samples defined in two redshift intervals, at $z \sim 0.4$ and $z \sim 0.8$. The paper is organized as follows: in Section 2, we present a description of the data used, i.e., the DEEP2 survey and group catalogue, and the method used to define the group virial properties; in Section 3, we present the main results of velocity segregation in luminosity and morphological type; in Section 4, we discuss some possible systematics; and finally in Section 5 we discuss our results. Throughout this work we assume a Λ Cold Dark Matter cosmology with the cosmological parameters $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$ and h = 0.7.

2 DATA AND METHODOLOGY

2.1 DEEP2 sample

The DEEP2 Galaxy Redshift Survey (Newman et al. 2013) is considered the largest spectroscopic survey of homogeneously selected galaxies at $z \sim 1$. The survey covers a total area of 2.8 deg² distributed across four fields observed up to limiting magnitude $R_{AB} = 24.1$. Each field was chosen to lie in zones of low-Galactic extinction based on the dust maps of Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998). The DEEP2 fields probe a volume of $5 \times 10^6 h^{-1}$ Mpc³ over the primary DEEP2 redshift range 0.75 < z < 1.4.

The photometric catalogue for DEEP2 is derived from Canada– France–Hawaii Telescope (CFHT) images taken with the 12k × 8k mosaic camera (Coil et al. 2004) in *B*, *R*, and *I* bands. DEEP2 spectroscopic observations were carried out using the 1200-line diffraction grating on DEIMOS multiobject spectrograph (Faber et al. 2003) on Keck II telescope. The spectral resolution of *R* ~6000 yielded a velocity accuracy of ~30 km s⁻¹. The typical exposure time is 1 h per mask. The total number of spectra obtained is 52 989, and the total number of objects with secure redshift is 38 348 (DEEP2 redshift quality flag 3 or 4 which correspond to 95 per cent and 99 per cent confidence in the redshift identification, respectively).

Objects are pre-selected in DEEP2 fields 2–4 using broad-band CFHT 12k BRI photometry to remove foreground galaxies below $z \sim 0.7$. In the DEEP2 field 1 or Extended Groth Strip (EGS; Davis et al. 2007), however, there is no rejected low-*z* galaxies, both to test the selection methods and to take advantage of the wide multiwavelength coverage data in that field.

K-corrections, absolute M_B magnitudes, and rest-frame (*U*–*B*) colours have been derived as described in Willmer et al. (2006). Absolute magnitudes presented in this paper are in the AB system and are $M_B - 5\log h$ with h = 0.7.

2.2 DEEP2 group catalogue and virial analysis

This section gives a brief description of the DEEP2 group sample and for more details the reader is referred to Gerke et al. (2012). Groups were identified using the Voronoi–Delaunay method (Marinoni et al. 2002). The algorithm yielded 1165 groups with two or more members with accurate redshifts in the EGS over the range 0 < z < 1.5 and 1295 groups at z > 0.6 in the rest of DEEP2. In additional to the coordinates and central redshift, the group catalogue provides estimates of the total number of galaxies in the group and its velocity dispersion. However, we only consider the positional and redshift information, re-deriving the member list and group properties (velocity dispersion, radius, and mass).



Figure 1. Phase-space diagrams of three massive galaxy groups shown as examples. The velocity and radial offset are with respect to the group centre. We apply a shifting gapper procedure for the selection of group members (filled-black squares) and exclusion of interlopers (open circles).

Table 1. Velocity dispersion, characteristic radii, and masses of 10 of the 221 DEEP2 groups. The full table is available in electronic form.

ID	RA (J2000)	DEC (J2000)	Z	σ_p (km s ⁻¹)	N_{σ}	<i>R</i> ₅₀₀ (Mpc)	$M_{500} \ (10^{14}) \mathrm{M}_{\bigodot}$	<i>R</i> ₂₀₀ (Mpc)	M_{200} (10 ¹⁴) M _☉
1	215.0325	53.1012	0.2009	$300.87^{+27.64}_{-19.26}$	104	$0.69^{+0.04}_{-0.03}$	$1.16^{+0.21}_{-0.15}$	$0.95_{-0.04}^{+0.06}$	$1.18^{+0.22}_{-0.15}$
2	215.3142	53.1008	0.2014	$278.44^{+22.52}_{-15.24}$	100	$0.66^{+0.03}_{-0.02}$	$1.00^{+0.16}_{-0.11}$	$0.90^{+0.05}_{-0.03}$	$1.03^{+0.17}_{-0.11}$
5	215.1649	53.1322	0.2010	$237.76^{+22.77}_{-17.01}$	89	$0.58^{+0.04}_{-0.03}$	$0.69^{+0.13}_{-0.10}$	$0.80^{+0.05}_{-0.04}$	$0.70^{+0.13}_{-0.10}$
7	215.2346	53.1516	0.2017	$204.24^{+22.31}_{-16.25}$	74	$0.52^{+0.04}_{-0.03}$	$0.50_{-0.09}^{+0.11}$	$0.72^{+0.05}_{-0.04}$	$0.51^{+0.11}_{-0.08}$
33	214.9645	53.0123	0.7444	$292.30^{+27.68}_{-20.57}$	71	$0.60^{+0.04}_{-0.03}$	$1.44_{-0.20}^{+0.27}$	$0.83_{-0.04}^{+0.05}$	$1.47^{+0.28}_{-0.21}$
41	215.3367	53.0569	0.2008	$222.21^{+20.03}_{-15.87}$	84	$0.55^{+0.03}_{-0.03}$	$0.59_{-0.08}^{+0.11}$	$0.76_{-0.04}^{+0.04}$	$0.60^{+0.11}_{-0.09}$
52	214.3444	52.5873	0.2367	$258.41^{+29.95}_{-21.36}$	72	$0.72^{+0.05}_{-0.04}$	$1.36_{-0.23}^{+0.32}$	$0.99_{-0.05}^{+0.08}$	$1.40^{+0.32}_{-0.23}$
62	215.1013	53.0645	0.2000	$292.23^{+28.64}_{-20.33}$	102	$0.67^{+0.04}_{-0.03}$	$1.06_{-0.15}^{+0.21}$	$0.92\substack{+0.06\\-0.04}$	$1.09^{+0.21}_{-0.15}$
78	215.1344	53.0142	0.2025	$267.70^{+26.69}_{-18.94}$	89	$0.65^{+0.04}_{-0.03}$	$0.96^{+0.19}_{-0.14}$	$0.89^{+0.06}_{-0.04}$	$0.99_{-0.14}^{+0.20}$
210	215.0737	52.9612	0.7452	$236.67^{+25.39}_{-17.75}$	65	$0.53\substack{+0.04 \\ -0.03}$	$1.00\substack{+0.22\\-0.15}$	$0.73\substack{+0.05 \\ -0.04}$	$1.02\substack{+0.22\\-0.15}$

To select group members and exclude interlopers we adopted the 'shifting gapper' technique (Fadda et al. 1996; Adami, Biviano & Mazure 1998a; Lopes et al. 2009), using all galaxies with redshift quality 3 or 4 of the DEEP2 Data Release 4 (DR4). Around each DEEP2 group we initially considered galaxies within a maximum radius of 4 Mpc and velocity offset $|cz - cz_{group}| \le 4000 \text{ km s}^{-1}$, where *c* is the speed of light, *z* and z_{group} are galaxy and group redshifts, respectively. This large maximum radius is important to probe the effect of secondary infall on to groups.

The 'shifting gapper' technique applies the gap technique (Katgert et al. 1996; Lopes 2007) in radial bins from the cluster centre. The advantage of this method is that it makes no assumption about the dynamical state of the group. For more details on the procedure we adopted see Lopes et al. (2009). After removing interlopers, we kept the 221 groups with at least eight member galaxies selected. Such low multiplicity allow us to explore galaxy groups in the lowmass regime. Fig. 1 illustrates the procedure for three groups of our sample. In each panel, the filled-black squares represent the group members and the open circles represent the rejected interlopers.

Next, we estimate the line-of-sight velocity dispersion, σ_p , for all group members. Then, we obtain an estimate of the projected virial radius (R_{PV}) and a first estimate of the virial mass is derived from equation (5) of Girardi et al. (1998). A first estimate of R_{200} , and a Navarro, Frenk & White (NFW; 1997) profile are assumed when applying the surface pressure correction. After that we obtain

a refined estimate of R_{200} considering the virial mass density. We assume again a NFW profile to obtain estimates of M_{500} and M_{200} , and then R_{500} , R_{200} . This procedure is analogous to Biviano et al. (2006) and Lopes et al. (2009). The results of the virial analysis for the 10 richest groups are listed, as an example, in Table 1. The columns represent: group name; coordinates (Right Ascension and Declination); mean redshift; velocity dispersion (σ_p); number of galaxies used to compute the velocity dispersion (N_σ); characteristic radii and masses (R_{500} , M_{500} , R_{200} , M_{200}). In general our groups represent low-masses systems with estimates between $5 \times 10^{12} \, M_{\odot} \leq M_{200} \leq 1.63 \times 10^{14} \, M_{\odot}$.

2.3 Galaxy sample selection

To define an uniform sample of galaxies in the DEEP2 redshift interval, we follow the procedure described in Gerke et al. (2007). According to this work, in galaxy evolution studies it is possible to produce volume-limited catalogues with a colour-dependent, absolute magnitude cut by defining a region of rest-frame colourmagnitude space that is uniformly sampled by the survey at all redshifts of interest. Such a selection cut is illustrated in Fig. 2 and is given by the equation

$$M_{\rm cut} - 5 \log h = Q(z - z_{\rm lim}) + \min\{[a(U - B) + b], [c(U - B) + d]\},$$
(1)



Figure 2. Rest-frame colour–magnitude diagram for DEEP2 similar to obtained by Gerke et al. (2007) but considering only galaxy groups with at least eight member galaxies. Each panel corresponds to bins of width $\delta z = 0.05$. The red crosses and blue diamonds represent groups and field galaxies, respectively. The dashed lines show the selection cut as illustrated in equation (1) while the dotted lines indicate the separation between red and blue galaxy population as given in equation (2).

where z_{lim} is the limiting redshift beyond which the selected sample becomes incomplete; a, b, c, and d are constants that depend on z_{lim} and are determined by inspection of the colour–magnitude diagram; and Q is a constant that allows for linear redshift evolution of the characteristic galaxy absolute magnitude M_B^* . For the parameter Q, we adopt the Faber et al. (2007) value of Q = -1.37, determined from a study of the *B*-band galaxy luminosity function in the COMBO-17 (Wolf et al. 2003). Adopting this approach and using $z_{\text{lim}} = 1$ and consequently (a, b, c, d) = (-1.34, -18.55, -2.08, -17.77), we constructed a volume-limited sample for each colour containing 835 galaxies in the range of $0.2 \le z \le 1$ and distributed over 105 galaxy groups.

The result of the selection cut is illustrated in Fig. 2 which shows rest-frame colour-magnitude diagrams for DEEP2 galaxies split into redshift bins of $\Delta z = 0.05$. The red crosses and blue diamonds represent group galaxies and field galaxies, respectively. The dashed lines show the selection cut as illustrated in equation (1) while the dotted lines indicate the separation between red and blue galaxy populations described mathematically by

$$(U-B)_0 = -0.032(M_B + 21.62) + 1.035.$$
⁽²⁾

This equation was derived from the van Dokkum et al. (2000) colour–magnitude relation for red galaxies in distant clusters and converted to the cosmological model used in this work.

From now on all analyses will be made considering only galaxies whose absolute magnitude is below the completeness cut, i.e. $M_B \leq M_{\text{cut}}$. It is noteworthy that, since the DEEP2 groups contain only a few members, the group properties such as velocity dispersion, characteristic radius, and mass were obtained considering the full member galaxies defined after interloper removal. We choose to do this, to achieve the best statistical reliability in determining the group properties.

3 SEGREGATION ANALYSIS

3.1 The composite samples

An appropriate way to explore galaxy properties in multiple galaxy systems is to combine them in stacked samples (Biviano & Girardi 2003; Ribeiro et al. 2010). In these composite groups, the distances of galaxies to the group centres are normalized by R_{200} and their velocities are referred to the group median velocities and scaled by the group velocity dispersion. The normalized velocity dispersion of the combined system, σ_u , is related to the dimensionless quantity u_i , defined by the equation,

$$u_i = \frac{v_i - \langle v \rangle_j}{\sigma_j},\tag{3}$$

where *i* and *j* are the galaxy and group indices, respectively.



Figure 3. Histograms of $(U - B)_0$ for low-redshift (violet) and high-redshift sample (green). The vertical dotted lines indicate the separation between blue and red objects. These limits are $(U - B)_0 = 1.0$ and $(U - B)_0 = 1.1$ for low- and high-redshift sample, respectively.

In order to probe the presence of luminosity segregation with respect to galaxy velocities, we computed σ_u in bins of absolute magnitudes. Data allocation in bins was optimized to have approximately the same number of galaxies in each bin, so the variability of data within the bin is not size dependent. Finally, error-bars were obtained from a bootstrap technique with 1000 resamplings. We considered galaxies with $\sigma_u < 1$ (or $\sigma_u > 1$) as low (or high) velocity dispersion galaxies (e.g. Lares et al. 2004; Goto 2005).

The whole analysis refers to data allocated in two redshift intervals since galaxy properties changes as we move from low to high z. An important difference between the two subsamples concerns the colour range of galaxies in high and low redshifts. Galaxies in groups at high-z are, in general, predominantly bluer than those at low-z. In Fig. 3, we see the $(U - B)_0$ histograms for the two samples. The vertical-dashed lines indicate the separation between blue and red objects. These limits (defined as the minimum count between the two colour peaks) are $(U - B)_0 = 1.0$ and $(U - B)_0 =$ 1.1 for the low- and high-redshift sample, respectively. This figure clearly shows the dominance of blue galaxies at high-z. These constant colour cuts were tested and approximately agree with the M_B dependent colour cut given in equation (2). They are also consistent with the colour cut used by Presotto et al. (2012) for samples within a similar redshift range. In the sequence of this work, we use these colour separators to characterize galaxy types.

3.2 Searching for segregation

Using equation (3) we computed the normalized velocity dispersion, σ_u , for the stacked groups in the two redshift bins. The result can be seen in Fig. 4 which shows σ_u of the composite group as a function of absolute magnitude in the *B* band. Filled-black dots and open diamonds represent galaxies residing within $R \leq R_{200}$ and between $R_{200} < R \leq 2R_{200}$, respectively. The top panel corresponds to the sample at low redshift while the bottom panel represents the high-redshift sample. We also indicate in this plot the separation between low and high velocity dispersion through green lines. This



Figure 4. Normalized velocity dispersion as a function of the absolute magnitude in the *B* band for all galaxies in the composite group within R_{200} (filled-black dots) and at $1 < R_{200} \le 2$ (open diamond) divided in two bins of redshift. The top panel corresponds to the sample at low redshift while the bottom panel represents the high-redshift sample. The green lines indicate the separation between low and high velocity dispersion.

threshold was adopted from Lares et al. (2004). Looking at the lowz panel, we can see that for both $R \leq R_{200}$ and $R_{200} < R \leq 2R_{200}$ data there is a pronounced trend between σ_u and M_B . Testing for association between these properties with the Pearson's correlation coefficient ρ (e.g. Edwards 1976) we find strong correlations, with coefficients $\rho = 0.97$ within $R \le R_{200}$, and $\rho = 0.98$ within $R_{200} < R$ $\leq 2R_{200}$ at the 99 per cent confidence level. The normalized velocity dispersion for objects brighter than $M_B \approx -19.0$ is relatively smaller than the velocity dispersion of fainter objects by a factor of ~ 0.5 . This indicates that the brightest galaxies are moving more slowly than the faintest group members. On the other hand, regarding the high-redshift panel, no trend is observed between σ_u and M_B (p =0.65 within $R \le R_{200}$ and p = 0.68 within $R_{200} < R \le 2R_{200}$ for the Pearson's correlation test). A direct interpretation of this result is just considering that the velocities of the brightest galaxies had already been reduced through dynamical interactions at $z \leq 0.6$, while that effect has not happened yet at z > 0.6.

The observed trend could also be related to the distribution of galaxy types in each sample. As shown by Sodré et al. (1989), Stein (1997), Adami et al. (2000), and other authors, disc galaxies in clusters have higher velocity dispersion than spheroidal galaxies. A similar result is reached for emission line galaxies in ENACS clusters (Biviano et al. 1997), in 2dFGRS (Lares et al. 2004), and in SDSS clusters (Goto 2005). In the latter, galaxies are also classified by colour and it is verified that the velocity dispersion is larger for the blue galaxies. All this indicates that the distribution of galaxy types over the absolute magnitude interval can provide a better understanding of the segregation effect observed in the upper panel of Fig. 4.

Using colour as a proxy for galaxy type, according to the colour $(U - B)_0$ separators defined in Section 3.1, we show in Fig. 5 the fraction of red galaxies up to $2R_{200}$ as a function of M_B . Note in this figure that, for the low-*z* sample, the subset of galaxies brighter



Figure 5. Fraction of red galaxies as a function of M_B , taking galaxies up to $2R_{200}$. Filled (open) circles depict galaxies at $z \le 0.6$ (z > 0.6). Error bars are the standard error of the sample proportion in the binomial standard deviation. The vertical and horizontal line represent, respectively, the separation between the bright and faint red galaxy populations and when f_{red} is higher than 50 per cent.



Figure 6. Fraction of red galaxies as a function of R/R_{200} , taking galaxies up to $2R_{200}$ with $M_B \le -18.5$. Filled (open) circles depict galaxies at $z \le 0.6$ (z > 0.6). Error bars are the standard error of the sample proportion in the binomial standard deviation. The vertical line illustrate the $f_{\rm red}$ inside of R_{200} for the two samples.

than $M_B \sim -19.5$ has a much higher fraction of red galaxies than the subset of fainter objects. A similar but less accentuated effect is observed for the high-*z* sample. At the same time, the radial variation of the red fraction indicates that there are more red objects within $R < R_{200}$ in the low-*z* sample than in the high-*z* sample, as we can see in Fig. 6. In the outskirts, the difference between the samples is much smaller. Finally, in Fig. 7 we see that the fraction of red



Figure 7. Fraction of red galaxies as a function of |u|, taking galaxies up to $2R_{200}$ with $M_B \leq -18.5$. Filled (open) circles depict galaxies at $z \leq 0.6$ (z > 0.6). Error bars are the standard error of the sample proportion in the binomial standard deviation.

galaxies is decreasing in the low-*z* sample up to |u| = 2.25, while it is nearly flat for the high-*z* sample. Also in this figure, note the significant higher fraction of red objects with low velocities |u| < 1in the low-*z* sample. These combined results indicate that brighter and redder objects have lower velocities and are more central than the brighter and bluer ones, thus producing the segregation effect observed in Fig. 4.

3.3 Statistical tests

Now, let us take a closer look of the segregation effect observed for the low-z sample in comparison with the high-z sample. Segregation has been reported to happen when redder and brighter galaxies are more clustered and lie closer to the group centre both in position and in velocity than bluer and fainter galaxies (e.g. Girardi et al. 2003; Aguerri, Sánchez & Muñoz-Tuñón 2007). This is consistent with the results obtained in Section 3.2. Hence, we should pay attention to the statistical behaviour of the bright red population. To reinforce our results and verify if the distributions of σ_u per galaxy type present significant differences with respect to the magnitudes, we run a pairwise bootstrap test for three subsamples: (i) all red galaxies (R); (ii) bright red galaxies (BR) $(M_B < -19.5)$;¹ and (iii) blue galaxies (B). We select 1000 bootstrap samples from our data respecting both subsample size and galaxy type (R, BR, or B). The procedure consists in comparing k population means performing the hypothesis tests: H_0 : $\mu_i = \mu_j$, $i \neq j = 1, 2, ..., k$. For each bootstrap sample the differences $\delta_{ij} = |\bar{\sigma}_u(i) - \bar{\sigma}_u(j)|$ are computed and stored (with $\mu_i = \bar{\sigma}_u(i)$). The *p*-value of the test is defined as $(\sum \delta_{ij} \ge \delta_{ij}^{obs})/N$, where N is the number of bootstrap samples and δ_{ii}^{obs} are the differences of means obtained from the original data (e.g. Westfall & Young 1993). By applying this procedure, we find that R galaxies have $\bar{\sigma}_{u}^{R} = 0.883 \pm 0.101$ and move more slowly than B galaxies, which have $\bar{\sigma}_u^{B} = 1.108 \pm 0.087$. The pairwise bootstrap

¹ We define bright red objects according to Fig. 5.



Figure 8. Distribution of σ_u means for 1000 bootstrap samples generated for all red galaxies ($M_B < -18.5$) – red solid lines; bright red galaxies ($M_B < -19.5$) – red dotted lines; and all blue galaxies – blue solid lines.

test indicates the result is significant at the 90 per cent c.l. (p = 0.0982). A more marked difference is found for the comparison between BR galaxies, which have $\bar{\sigma}_u^{BR} = 0.776 \pm 0.099$, and the blue galaxies. In this case, the test indicates that BR objects are moving more slowly than B galaxies at the 99 per cent c.l. (p = 0.0015). In Fig. 8, we present the distributions of σ_u means for the 1000 bootstrap samples. Note in this figure the different ranges for each galaxy type: $0.43 \leq \bar{\sigma}_u^{BR} \leq 1.07, 0.43 \leq \bar{\sigma}_u^{R} \leq 1.38$, and $0.84 \leq \bar{\sigma}_u^{B} \leq 1.43$. While BR galaxies dominate the low-velocity range, $\sigma_u \leq 0.8$, B galaxies have an opposite behaviour, gradually becoming dominant at $\sigma_u \gtrsim 1.0$ (together with faint red galaxies). These results reinforce the idea of kinematic segregation related to the galaxy type distribution in groups.

In addition, we should consider the groupcentric distance distribution of members per galaxy type. For this aim, the boostrap test was performed again for the three subsamples, now probing the respective distributions of R/R_{200} means. The bootstrap distributions are presented in Fig. 9, with the following ranges: $0.33 \lesssim (\bar{R}/R_{200})^{R} \lesssim 1.08, 0.35 \lesssim (\bar{R}/R_{200})^{BR} \lesssim 1.08$, and $0.52 \lesssim (\bar{R}/R_{200})^{B} \lesssim 1.02$. Although a higher fraction of red galaxies is found closer to the group centres (see Fig. 6), now the \bar{R}/R_{200} distributions present larger overlapping areas and, unlike the previous case, the bootstrap test cannot reject the hypothesis of same means for R and B galaxies at a high-confidence level. We find $(\bar{R}/R_{200})^{R} = 0.665 \pm 0.107, (\bar{R}/R_{200})^{BR} = 0.692 \pm 0.001$ 0.108, and $(\bar{R}/R_{200})^{\rm B} = 0.767 \pm 0.095$, with the pairwise comparisons leading to p = 0.3967 (BR versus B), and p = 0.2931 (R versus B). Despite the visual difference between the distributions, in the sense that red galaxies are a little more concentrated than the blue ones, it is not statistically significant for the difference of means (at best, we get ~70 per cent c.l. comparing B and R galaxies), and thus we cannot say that red and blue galaxies are decidedly segregated with respect to their projected groupcentric distances, although they are kinematically distinct objects at the 90 per cent c.l. (R versus B), or at the 99 per cent c.l. (BR versus B).

By repeating the procedure for the high-*z* sample, we find that B galaxies have $\bar{\sigma}_u^{\rm B} = 1.105 \pm 0.066$, R galaxies have $\bar{\sigma}_u^{\rm R} = 1.071 \pm$



Figure 9. Distribution of R/R_{200} means for 1000 bootstrap samples generated for all red galaxies – red solid lines; bright red galaxies ($M_B < -19.5$) – red dotted lines; and blue galaxies – blue solid lines.



Figure 10. Distribution of σ_u means for 1000 bootstrap samples generated for all red galaxies – red solid lines; bright red galaxies ($M_B < -19.5$) – red dotted lines; and blue galaxies – blue solid lines.

0.080, and BR galaxies have $\bar{\sigma}_{u}^{BR} = 1.090 \pm 0.087$. The bootstrap test cannot reject the hypothesis of same σ_{u} means for R and B galaxies (p = 0.4389), or BR and B (p = 0.5129). Thus, there is no kinematic segregation for galaxies in the high-*z* sample (see Fig. 10). At the same time, the bootstrap samples of R/R_{200} means reveal a significant difference between red and blue galaxies, as we can see in Fig. 11. We find (\bar{R}/R_{200})^R = 0.757 ± 0.064, (\bar{R}/R_{200})^{BR} = 0.701 ± 0.088, and (\bar{R}/R_{200})^B = 0.898 ± 0.063, with the pairwise comparisons leading to p = 0.0211 (BR versus B), and p = 0.0297(R versus B). Hence, red and blue galaxies are segregated in groupcentric distances at the 95 per cent c.l., with the red ones being more concentrated. In conjunction with the result for the low-*z* sample,



Figure 11. Distribution of R/R_{200} means for 1000 bootstrap samples generated for all red galaxies – red solid lines; bright red galaxies ($M_B < -19.5$) – red dotted lines; and blue galaxies – blue solid lines.

we have a scenario where red galaxies are more central than blue galaxies at z > 0.6, with no kinematic segregation between them, and a different situation at $z \le 0.6$, where there is a less compelling evidence for radial segregation between red and blue galaxies, but with the red objects (especially the bright red ones) being kinematically segregated.

3.4 Galaxy evolution

Complementing our results, we set up a rough scheme for galaxy type evolution from high- to low-redshift samples, within the regions $R \le 2R_{200}$ and $2 < R \le 4R_{200}$ (see Fig. 12). The first point to note in this figure is the impressive increase of faint red galaxies from high-z to low-z, in the central parts (3 per cent to 31 per cent) and also on the periphery (15 per cent to 32 per cent). This is in parallel to a more modest increase in the fraction of bright red galaxies (21 per cent to 23 per cent in the centre) and (6 per cent to 12 per cent in the outskirts), and the fact that the fraction of central bright red galaxies is significantly higher in the high-z sample. At first, these findings seem to support a scenario in which low-mass galaxies are less efficient in quenching star formation in low-mass haloes (e.g. Tinsley 1968; Cowie et al. 1996; Pozzetti et al. 2010),² in agreement with several studies reporting the existence of a deficit of galaxies at the faint end of the red sequence in high-redshift clusters (De Lucia et al. 2007; Gilbank & Balogh 2008; Capozzi, Collins & Stott 2010; Bildfell et al. 2012; Rudnick et al. 2012; Fassbender et al. 2014). However, note that the total change in the faint blue sample was about 30 per cent, with a small decline within $2 R_{200}$ (50 per cent to 42 per cent), and a significant decrease for objects outside this radius (75 per cent to 53 per cent). At the same time, the total change in the faint red sample was of 45 per cent, a considerably higher variation. In addition, note in Fig. 12 that the fraction of faint red galaxies is significantly higher in the periphery than in the central part for the high-z sample, and that this fraction becomes similar to that of the



Figure 12. Galaxy evolution from high ($z \sim 0.81$) to low ($z \sim 0.39$) redshift samples, within the regions $R \le 2 R_{200}$ and $2 < R \le 4 R_{200}$.

central faint red galaxies in the low-z sample. All this suggests we are not seeing just a downsizing effect, and might indicate an additional environmental quenching process driven by some mechanism favouring the appearance of faint red objects in the outskirts at $z \sim$ 0.8. Indeed, by defining a field sample at this redshift (3435 galaxies with $\Delta z \ge 0.06$ and R > 4 Mpc away from DEEP2 groups), we find that the faint red fraction is ~ 2 per cent in the field, similar to that we find in the inner parts of high-z groups. This is consistent with the scenario where the decrease in star formation and colour transformation sets in at several virial radii at $z \sim 1$ (Lewis et al. 2002; Gómez et al. 2003; Bahé et al. 2013). Indeed, we note an important decrease of the faint blue population in the outskirts from high to low-z (75 per cent to 53 per cent). This also suggests that quenching of star formation could begin to occur in the infall region with part of the red fraction in the central region at lower redshifts being due to the lag between the start of quenching and the time for its effects to become apparent (e.g. Just et al. 2016). Since galaxies move \sim Mpc distances over \sim Gyr time-scales (e.g. Balogh, Navarro & Morris 2000), after \sim 3 Gyr, galaxies initially in the outer parts of high-z sample could have migrated, becoming part of the central regions of groups at lower redshifts. As shown by Wetzel et al. (2013) half of satellites in the mass range $(M^*: 10^{9.7} - 10^{11.3} \text{ M}_{\odot})$ first fell into groups and clusters at $z \ge 0.5$, with a broad tail out to $z \ge 1$, so they typically have experienced ≥ 4 Gyr evolving as a satellite. These authors show results favouring a delayed-then-rapid quenching scenario, where satellite SFRs evolve unaffected for 2-4 Gyr after infall, and then star formation is quenched with an e-folding time of < 0.8 Gyr. Due to the long-time delay before quenching starts, group pre-processing should play an important role in quenching satellites (Wetzel et al. 2013; Lopes et al. 2014). Taranu et al. (2014) put forward an alternative scenario within an exponential quenching time-scale of 3–3.5 Gyr, for disc galaxies with $M^* \sim 10^{10} \,\mathrm{M_{\odot}}$. This scenario favours gentler quenching mechanisms such as slow 'strangulation' over more rapid ram-pressure stripping. This is also

² Presuming that most faint objects have low masses.

consistent with the work of Peng, Maiolino & Cochrane (2015) arguing that in the local universe most galaxies were quenched over ~4 Gyr time-scales by strangulation. It is worth noting here that for a small subsample of our data [103 galaxies from Barro et al. (2011)], we have M^* : $10^{8.2} - 10^{11.9} \text{ M}_{\odot}$, with mean stellar mass of ~ $10^{10} \text{ M}_{\odot}$, meaning that a slow quenching scenario could also be consistent with our results.

Still considering Fig. 12, we see the increase of bright red galaxies on the periphery from the high-z to the low-z sample. This increment may happen at the expense of minor merging of faint blue/red galaxies over the \sim 3 Gyr time-scale (e.g. Hopkins et al. 2010; Naab, Johansson & Ostriker 2014), and also by secular quenching of bright blue galaxies. The slight increase of bright red galaxies in the central parts is lower than expected and could result from the fact that our low-z sample has the brightest members less luminous than those in the high-z sample (see Section 4). Note, however, that our central region extends up to $2R_{200}$, and hence contains a mixture of virialized, infalling, and backsplash objects (e.g. Mahajan, Mamon & Raychaudhury 2011; Jaffé et al. 2015; Oman & Hudson 2016). Taking galaxies only within $1R_{200}$, we find that the bright red fraction presents a larger increase, from 22 per cent to 28 per cent.

4 POSSIBLE SAMPLE SELECTION BIAS

To assess the impact of the sample size at low- and high-z on the results that we found, a two-sample test with permutation was applied. This test works as follows. First of all, the difference between the mean absolute magnitude for each sample, ΔM , is calculated. Next, we combined the samples in a single data set under the null hypothesis that there is no difference between the means that are being tested. Then, we produced two samples, randomly selected, from the combined sample and a new estimate of ΔM is made. If the sample was drawn from the same parent distribution the difference between these two estimates of ΔM should be small. The process is repeated 1000 times and we check how many times the permuted difference is equal or more extreme than the observed difference. From the application of this test we found that the magnitude distribution of the subsample of galaxies in groups at low-z used in this work is considered similar to the general low-redshift sample of the DEEP2 survey at the 95 per cent confidence level.

Another aspect to consider is the absolute magnitude range of the low- and high-redshift subsamples. The sample at $z \le 0.6$ is composed of 88 galaxies with $-20.5 \le M_B \le -18.5$ distributed in 25 galaxy groups while the sample at z > 0.6 contains 589 galaxies, with $-22.0 \le M_B \le -18.5$, spread in 75 groups. Since both samples have the same low-luminosity end, differences at low fluxes just reflect the automated binning procedure we adopt here. But the differences at the high-luminosity end are real and should be taken into account. Although we have bright galaxies in both samples, the high-z sample have slightly brighter galaxies than low-z sample. This is due to the natural trend of flux limited surveys. Specifically, owing to the faint apparent magnitude range of $z \sim 1$ galaxies and consequently brighter M_B^* at higher redshifts [see Willmer et al. (2006) for a detailed description] the galaxies included by the DEEP2 survey tend to be brighter at higher z. Besides that, as can be seen in Fig. 2 [and exhaustively discussed in Willmer et al. (2006) and Gerke et al. (2007)] red-sequence galaxies in DEEP2 will have a brighter absolute magnitude limit than blue galaxies at the same redshift. However, a larger number of bright (and massive) galaxies in the sample would hardly be responsible (alone) for wiping out the segregation effect in the high-redshift subsample.

5 DISCUSSION

In this work, we searched for segregation phenomena in galaxy groups in the range of 0.2 < z < 1, using a sample of groups selected from the 4th Data Release of the DEEP2 galaxy redshift survey. The sample was divided into two stacked systems: $low(z \le 0.6)$ and high (z > 0.6) redshift groups, with members being classified in red and blue objects. Assuming that the colour U-B can be used as a useful proxy for the galaxy type, we found that the fraction of blue objects is higher in the high-z sample, with blue objects being dominant at $M_B > -19.5$ for both samples, and red objects being dominant at $M_B < -19.5$ only for the low-z sample. Also, the radial variation of the red fraction indicates that there are more red objects with R $< R_{200}$ in the low-z sample than in the high-z sample. Our analysis also indicates statistical evidence of kinematic segregation for the low-z sample: redder and brighter galaxies present lower mean velocity dispersions than bluer and fainter ones. Red and blue objects, however, present less separated mean groupcentric distance distributions, with the pairwise test indicating that the red population is more concentrated only at the 70 per cent c.l. Interestingly, the analysis of the high-z sample reveals an opposite result: while red and blue galaxies have velocity dispersion distributions not statistically distinct, redder objects are significantly more concentrated than the bluer ones at the 95 per cent c.l. From the mean difference in the redshifts of the two samples, we estimate that the minimum time-scale for the appearance of these inverted segregation effects is approximately 3.0 ± 0.3 Gyr. The challenge, then, is envisioning how these results can emerge in the context of galaxy evolution.

Our main result is presented in Fig. 4. To understand the difference at the bright end observed in this figure we should consider that in the low-z sample the first bins are dominated by red objects, while blue galaxies dominate all the magnitude range in the high-z sample (see Fig. 5). The red galaxies in the low-z sample show lower velocity dispersions (see Fig. 6), in agreement with the works of e.g. Adami et al. (1998b), Goto (2005), and Aguerri et al. (2007) for different samples of low-redshifts cluster galaxies (z < 0.1). This suggests that brighter and redder objects are former inhabitants of the system, having experienced more environmental effects along time, and that have achieved the energy-equipartition status through dynamical interactions on a time-scale of \sim 3 Gyr since z \sim 0.8. The lower fraction of red/bright/low velocity objects in the high-z sample explains the difference observed at the bright end in Fig. 4. Still looking at this figure, we see a velocity upturn only observed in the last bins of the low-z sample. This effect may indicate a fraction of faint blue galaxies which entered into $2R/R_{200}$ before a significant quenching has happened. Their higher velocity offsets would have acquired as they approach the group core, falling into the gravitational potential (e.g. Falco et al. 2013; Jaffé et al. 2015). The absence of similar objects in the high-z sample suggests that infalling faint blue galaxies have not yet travelled a long journey across the group at $z \sim 0.8$.

Other important result we reported in Section 3.3 is the reversing behaviour of red and blue galaxies with respect to velocity and groupcentric distances segregation, with redshift. Regarding velocity segregation, the preceding paragraph provides a qualitative scenario. Now, to explain the spatial segregation, we should notice that our analyses in Sections 3.2 and 3.3 take into account galaxies within $2R/R_{200}$. One can reasonably assume that such objects at lower redshifts correspond to a mixture of descendants of galaxies at higher redshifts in the same radii and of infalling objects from outer radii. Thus, both survival and replenishment of galaxies should be expected over the time, and two important factors come into play: (i) the accretion rate of galaxies; and (ii) the orbital dependence of galaxy properties (e.g. Biviano & Katgert 2004; Iannuzzi & Dolag 2012). Indeed, regarding velocity segregation, it has also been interpreted as red and blue galaxies having different kinds of orbits, with the orbits of blue galaxies being more anisotropic than the red ones (e.g. Biviano & Katgert 2004). Recently, Biviano et al. (2016) verified that the anisotropy profile of $z \sim 1$ clusters is nearly isotropic near the cluster centre, and increasingly elongated with radius. This result is consistent with a halo evolution through an initial phase of fast collapse and a subsequent slow phase of inside-out growth by accrection of field material (e.g. Lapi & Cavaliere 2009). Since the accretion rate of galaxies from the field is higher at higher redshifts (e.g. McGee et al. 2009), our sample at $z \sim 0.8$ is expected to be more affected by recent infalls, which had less time to go deeper into the group potential. This could explain the development of a more marked difference between the mean groupcentric distance of red and blue galaxies (see Fig. 12). After \sim 3 Gyr, part of these infalling galaxies may reach the $R < 2R_{200}$ region, at $z \sim 0.4$, mixing with virialized and backsplash objects, and thus presenting a less pronounced radial segregation between red and blue galaxies.

6 SUMMARY

Our main achievements in this work are as follows.

(i) Velocity segregation in the low-*z* sample. We found a wellpronounced relation between the normalized velocity dispersion, σ_u , and the absolute magnitude M_B , where the brighter objects are moving more slowly than the less luminous ones. Statistical tests reinforce our finding of lower velocity dispersions for redder and brighter galaxies at low redshifts at the 99 per cent c.l. This result is related to the higher fraction of redder/brighter/lower velocity objects in the low-*z* sample in comparison to the objects in the high-*z* sample, where no velocity segregation was verified.

(ii) Strong spatial segregation in the high-*z* sample, with red galaxies being more central. Statistical tests indicate that red and blue galaxies are segregated with respect to the groupcentric distances at the 95 per cent c.l. For galaxies in the low-*z* sample there is a weaker evidence for spatial segregation between red and blue galaxies, only at the 70 per cent c.l. This result is probably related to the different accretion rate of galaxies in groups at different red-shfits, and the time needed to galaxies go deeper into the group potential and mix with other galaxy types.

(iii) The time-scale for velocity segregation emergence is ~ 3 Gyr starting (at least) from $z \sim 0.8$. This seems to be the same time-scale for significant infalling of objects from the outer radii in the high-*z* sample to the inner radii in the low-*z* sample.

(iv) Galaxy evolution in this same time-scale is consistent with a slow star formation quenching scenario. Our results are consistent with both pre-processing and slow strangulation processes.

Future work will include complete stellar mass information, and then mass segregation and other aspects of the problem will be deeply investigated in the two samples.

ACKNOWLEDGEMENTS

RSN thanks the financial support of CAPES. PAAL thanks the support of CNPq, grant 308969/2014-6. ALBR would like to thank the financial support from the project Casadinho PROCAD - CNPq/CAPES number 552236/2011-0. ALBR also thanks the support of CNPq, grant 309255/2013-9.

REFERENCES

- Adami C., Biviano A., Mazure A., 1998a, A&A, 331, 439
- Adami C., Mazure A., Katgert P., Biviano A., 1998b, A&A, 336, 63
- Adami C., Holden B. P., Castander F. J., Mazure A., Nichol R. C., Ulmer M. P., 2000, A&A, 362, 825
- Aguerri J. A. L., Sánchez- J. R., Muñoz-Tuñón C., 2007, A&A, 471, 17
- Bahé Y. M., McCarthy I. G., Balogh M. L., Font A. S., 2013, MNRAS, 430, 301
- Baldry I. K., Glazebrook K., 2003, ApJ, 593, 258
- Balogh M. L., Navarro J. F., Morris S. L., 2000, ApJ, 540, 11
- Balogh M. L. et al., 2014, MNRAS, 443, 2679
- Barro G. et al., 2011, ApJS, 193, 30
- Barsanti S., Girardi M., Biviano A., Borgani S., Annunziatella M., Nonino M., 2016, A&A, preprint (arXiv:1608.06796)
- Bildfell C. et al., 2012, MNRAS, 425, 204
- Biviano A., Girardi M., 2003, ApJ, 585, 205
- Biviano A., Katgert P., 2004, A&A, 424, 779
- Biviano A., Katgert P., Mazure A., Moles M., den Hartog R., Perea J., Focardi P., 1997, A&A, 321, 84
- Biviano A., Katgert P., Thomas T., Adami C., 2003, A&A, 387, 8
- Biviano A., Murante G., Borgani S., Diaferio A., Dolag K., Girardi M., 2006, A&A, 456, 23
- Biviano A., van der Burg R. F. J., Muzzin A., Sartoris B., Wilson G., Yee H. K. C., 2016, A&A, preprint (arXiv:1605.06510)
- Blanton M. R., Eisenstein D., Hogg D. W., Zehavi I, 2006, ApJ, 645, 977
- Capelato H. V. et al., 1981, A&A, 96, 235
- Capozzi D., Collins C. A., Stott J. P., 2010, MNRAS, 403, 1274
- Chandrasekhar S., 1943, ApJ, 97, 255
- Coil A. L. et al., 2004, ApJ, 609, 525
- Cooper M. C. et al., 2006, MNRAS, 370, 198
- Cooper M. C. et al., 2007, MNRAS, 376, 1445
- Cowie L. L., Songaila A., Hu E. M., Cohen J. G., 1996, AJ, 112, 839
- Davis M. et al., 2007 ApJ, 660, L1
- De Lucia G. et al., 2007, MNRAS, 374, 809
- Dressler A., 1980, ApJ, 236, 351
- Edwards A. L., 1976, The Correlation Coefficient, Chapter 4 in An Introduction to Linear Regression and Correlation. Freeman & Co., San Francisco, p. 33
- Faber S. M. et al., 2003, Proc. SPIE, 4841, 1657
- Faber S. M. et al., 2007, ApJ, 665, 265
- Fadda D., Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1996, ApJ, 473, 670
- Falco M., Mamon G. A., Wojtak R., Hansen S. H., Gottlöber S., 2013, MNRAS, 436, 2639
- Fassbender R. et al., 2014, A&A, 568, 5
- Gerke B. F. et al., 2007, MNRAS, 376, 1425
- Gerke B. F. et al., 2012, ApJ, 751, 50
- Gilbank D. G., Balogh M. L., 2008, MNRAS, 385, 11
- Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., Boschin W., 1998, ApJ, 505, 74
- Girardi M., Rigoni E., Mardirossian F., Mezzetti M., 2003, A&A, 406, 403
- Goto T., 2005, MNRAS, 359, 1415
- Gómez P. L. et al., 2003, ApJ, 584, 210
- Hogg D. W. et al., 2003, ApJ, 585, 5
- Hopkins P. F. et al., 2010, ApJ, 715, 202
- Iannuzzi F., Dolag K., 2012, MNRAS, 427, 1024
- Jaffe Y. L., Smith R., Candlish G. N., Poggianti B. M., Sheen Y.-K., Verheijen M. A. W., 2015, MNRAS, 448, 1715
- Just D. W. et al., 2015, ApJ, preprint (arXiv:1506.02051)
- Katgert P. et al., 1996, A&A, 310, 8
- Kauffmann G., White S. D., Heckman T. M., Menard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, MNRAS, 353, 713
- Lapi A., Cavaliere A., 2009, ApJ, 695, L125
- Lares M., Lambas D. G., Sánchez A. G., 2004, MNRAS, 352, 501
- Lewis I. et al., 2002, MNRAS, 334, 673
- Lopes P. A. A., 2007, MNRAS, 380, 1608

- Lopes P. A. A., de Carvalho R. R., Kohl-Moreira J. L., Jones C., 2009, va MNRAS, 392, 135
- Lopes P. A. A., Ribeiro A. L. B., Rembold S. B., 2014, MNRAS, 437, 2430
- Lopes P. A. A., Rembold S. B., Ribeiro A. L. B., Nascimento R. S., Vajgel B., 2016, MNRAS, 461, 2559
- Mahajan S., Mamon G. A., Raychaudhury S., 2011, MNRAS, 416, 2882
- Marinoni C., Davis M., Newman J. A., Coil A. L., 2002, ApJ, 580, 122
- McGee S. L., Balogh M. L., Bower R. G., Font A. S., McCarthy I. G., 2009, MNRAS, 400, 937
- Naab T., Johansson P. H., Ostriker J. P., 2009, ApJ, 699, 178
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, ApJ, 457, 455
- Newman J. A. et al., 2013, ApJS, 208, 5
- Oemler A., Jr, 1974, ApJ, 194, 1
- Oman K. A., Hudson M. J., 2016, MNRAS, 463, 3083
- Peng Y., Maiolino R., Cochrane R., 2015, Nature, 521, 192
- Poggianti B. M. et al., 2008, ApJ, 684, 888
- Pozzetti L. et al., 2010, A&A, 523, 13
- Presotto V. et al., 2012, A&A, 539, 55
- Westfall P. H., Young S. S., 1993, Resampling-Based Multiple Testing. Wiley, New York
- Ribeiro A. L. B., Lopes P. A. A., Trevisan M., 2010, MNRAS, 409, L124
- Ribeiro A. L. B., Lopes P. A. A., Rembold S. B., 2013, A&A, 556, 74
- Roberts I. D., Parker L. C., Joshi G. D., Evans F. A., 2015, MNRAS, 448, 1
- Rudnick G. H., Tran K.-V., Papovich C., Momcheva I., Willmer C., 2012, ApJ, 755, 14
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
- Sodreé L., Jr, Capelato H. V., Steiner J. E., Mazure A., 1989, AJ, 97, 1279 Stein P., 1997, A&A, 317, 670
- Taranu D. S., Hudson M. J., Balogh M. L., Smith R. J., Power C., Krane B., Oman K. A., 2014, MNRAS, 440, 1934
- Tasca L. A. M. et al., 2009, A&A, 503, 379
- Tinsley B. M., 1968, ApJ, 151, 547
- van den Bosch F. C., Aquino D., Yang X., Mo H. J., Pasquali A., McIntosh D. H., Weinmann S. M., Kang X., 2008, MNRAS, 387, 79

- Segregation effects in DEEP2 galaxy groups 193
 - van Dokkum P. G., Franx M., Fabricant D., Illingworth G. D., Kelson D. D., 2000, ApJ, 541, 95
 - von der Linden A., Wild V., Kauffmann G., White S. D. M., Weinmann S., 2010, MNRAS, 404, 1231
 - Vulcani B. et al., 2013, A&A, 550, 58
 - Wetzel A. R., Tinker J. L., Conroy C., van den Bosch F. C., 2013, MNRAS, 432, 336
 - Willmer C. N. A. et al., 2006, ApJ, 647, 853
 - Wolf C., Meisenheimer K., Rix H.-W., Borch A., Dye S., Kleinheinrich M., 2003, A&A, 401, 73
 - Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Pasquali A., Li C., Barden M., 2007, ApJ, 671, 153

Zabludoff A. I., Mulchaey J. S., 1998, ApJ, 496, 39

SUPPORTING INFORMATION

Additional Supporting Information may be found in the online version of this article:

 Table 1. Velocity dispersion, characteristic radii and masses of 10 of the 221 DEEP2 groups.

(http://www.mnras.oxfordjournals.org/lookup/suppl/doi:10.1093/mnras/stw2321/-/DC1).

Please note: Oxford University Press is not responsible for the content or functionality of any supporting materials supplied by the authors. Any queries (other than missing material) should be directed to the corresponding author for the article.

This paper has been typeset from a TEX/LATEX file prepared by the author.

Apêndice C

Distribuição Projetada de GCs no *infall* de Grupos Normais de Galáxias



Figura C.1: Imagens obtidas a partir do SDSS para uma subamostra de grupos compactos no *infall* de grupos normais de galáxias. Cada imagem possui $3.4 \ge 3.4 \ \mathrm{arcmin}^2$



Figura C.2: Imagens obtidas a partir do SDSS para uma subamostra de grupos compactos no infall de grupos normais de galáxias. Cada imagem possui $3.4\ge3.4\ {\rm arcmin}^2$