



Observatório
Nacional

TESE DE DOUTORADO

CLASSIFICAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS DE ACORDO COM
O ESTADO DINÂMICO DOS AGLOMERADOS E O REGIME DE
LUMINOSIDADE

DAILER R. FONTISIELLA MORELL

RIO DE JANEIRO

2021

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Tese de Doutorado

CLASSIFICAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS DE ACORDO COM
O ESTADO DINÂMICO DOS AGLOMERADOS E O REGIME DE
LUMINOSIDADE

por

Dailer R. Fontisiella Morell

Tese submetida ao Corpo Docente do Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários para a obtenção do Grau de Doutor em Astronomia.

Orientador: Dr. André L. Batista Ribeiro

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Janeiro de 2021

F837

Fontisiella Morell, Dailer R.

Classificação e Evolução de Galáxias de Acordo com o Estado Dinâmico dos Aglomerados e o Regime de Luminosidade [Rio de Janeiro] 2021.

xxi, 123 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Tese (doutorado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2021.

1. Aglomerados de galáxias. 2. Evolução de galáxias. 3. Formação de galáxias. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“CLASSIFICAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS DE ACORDO
COM O ESTADO DINÂMICO DOS AGLOMERADOS E O REGIME
DE LUMINOSIDADE”

DAILER R. FONTISIELLA MORELL

TESE SUBMETIDA AO CORPO DOCENTE DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO GRAU DE DOUTOR EM ASTRONOMIA.

Aprovada por:

Dr. André L. Batista Ribeiro – UESC
(Orientador)

Dr. Gastão Lima Neto – IAG/USP

Dr. Roderik Overzier – ON/MCTIC

Dr. Rogerio Riffel – UFRGS

Dr. Sergio Scarano – UFS

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

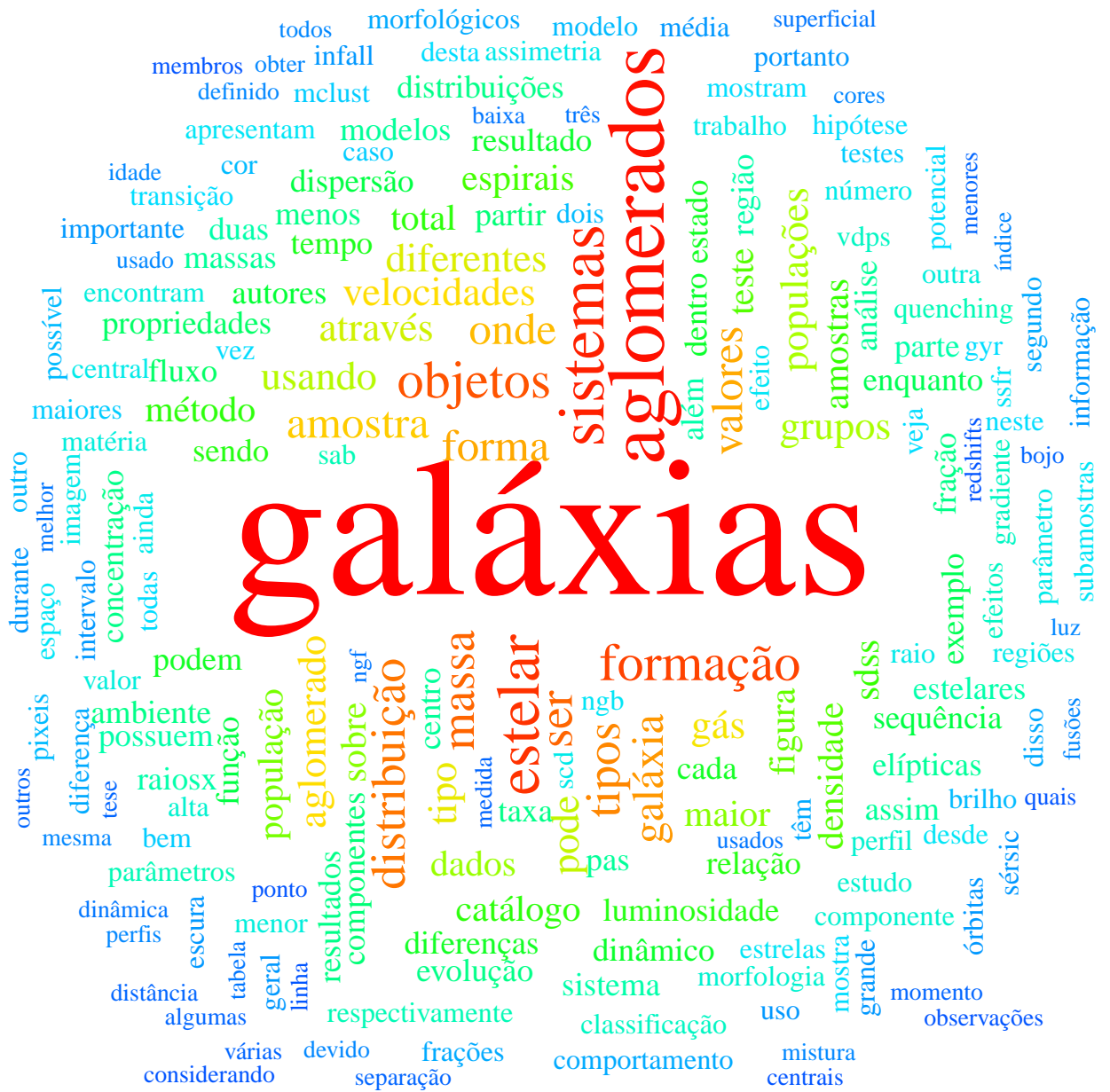
28 DE JANEIRO DE 2021

À minha mãe.

Agradecimentos

Ao finalizar essa Tese, não posso deixar de evocar lembranças e sentimentos vividos, tantos quanto os conhecimentos que enriqueceram minha vida durante a minha moradia no Brasil, país que hoje é uma parte inseparável de mim. Embora eu tenha, por coisas do destino, tomado esse caminho astronômico por seis anos, a verdade é que tem sido incrivelmente gratificante. É imprescindível agradecer a todas as instituições e pessoas que têm contribuído de uma ou outra forma para o meu desenvolvimento profissional e humano, de forma especial:

- Ao meu orientador do mestrado e do doutorado, Dr. André Ribeiro, pelo conhecimento transmitido que nunca esquecerei, pelo apoio em todo momento e principalmente pela paciência e esforço em me guiar e ensinar.
- À minha família pela confiança depositada em todo momento, especialmente à minha mãe por acreditar no caminho que escolhi, e me dar o incentivo e motivação para continuar.
- Aos amigos que fizeram parte dessa história. A Hillysson e Matías, pela empatia e carinho que proporcionaram, por tantos momentos e experiências compartilhadas. A muitos outros, entre brasileiros, estrangeiros, astrônomos, geofísicos, os companheiros dentro e fora do Observatório Nacional, por tornarem o Brasil um lugar mais acolhedor.
- À Cíntia, minha companheira e meu amor nesses quatro anos. Juntos essa viagem foi muito mais feliz.
- Ao Dr. Reinaldo de Carvalho e sua boa acolhida no INPE. Aos Drs. Sandro Rembold e Paulo Afrânio Lopes pelas boas discussões. E ao Dr. Renato Dupke pelas críticas construtivas em todas as etapas do trabalho.
- Ao Observatório Nacional, lugar que adoptei como uma casa, por me acolher e brindar a oportunidade de trabalhar neste projeto. Aos professores pelo valioso ensinamento através das disciplinas cursadas, e aos pesquisadores e funcionários de forma geral, pelo trabalho desempenhado em fazer desta uma instituição exemplar.
- E finalmente à CAPES pelo suporte financeiro.



CLASSIFICAÇÃO E EVOLUÇÃO DE GALÁXIAS DE ACORDO COM O ESTADO DINÂMICO DOS AGLOMERADOS E O REGIME DE LUMINOSIDADE

RESUMO

Analizamos a dependência entre a evolução de galáxias e o estado dinâmico dos aglomerados e a luminosidade das galáxias, para uma amostra de 146 aglomerados de galáxias do catálogo de Yang no SDSS DR7. Os aglomerados foram divididos de acordo com a distribuição de velocidades em gaussianos (G) e não gaussianos (NG) via a métrica da Distância de Hellinger, e subsequentemente divididos em dois regimes de luminosidade. Realizamos a classificação através da *clusterização* de galáxias no plano idade-SSFR, provendo de três classes de galáxias: aquelas com alta formação estelar (SF), aquelas com pouca ou nenhuma formação estelar ou *passivas* (PAS), e uma população intermediária ocupando o vale verde (GV). Os resultados encontrados indicam que as galáxias evoluem da mesma forma em sistemas G e NG, e além disso, sugerem que a formação estelar destes sistemas leva a uma mistura diferente de tipos galácticos e padrões de queda nos aglomerados. Especificamente, encontramos mais galáxias brilhantes SF + GV em sistemas NG (55%) do que em G (43%). Também foi determinada uma maior fração de galáxias luminosas passivas em sistemas G (57%) do que em NG (45%). Separando o GV nas componentes com formação estelar e passiva, encontramos mais galáxias de alto fluxo no modo passivo de sistemas NG (82%) do que em G (61%). Além disso, encontramos uma maior fração de galáxias de baixo fluxo intermediárias na componente com formação estelar de sistemas NG (78%) do que em G (60%). Os resultados apontam ao GV como o estágio de evolução onde deve estar acontecendo a transição dos tipos morfológicos Sab e Scd em S0, e mostrando ser predominantemente independente do estado dinâmico dos aglomerados. Finalmente, do estudo dos perfis de dispersão de velocidades, encontramos que galáxias que fizeram uma entrada recente em aglomerados, possuem uma composição diferente em sistemas G e NG, sugerindo um regime mais intenso de *infall* em torno dos NG. Nossos resultados apontam ainda para um cenário onde o pré-processamento deve ter papel importante na definição do conteúdo galáctico em aglomerados.

CLASSIFICATION AND EVOLUTION OF GALAXIES ACCORDING TO THE
DYNAMICAL STATE OF HOST CLUSTERS AND GALAXY LUMINOSITIES

ABSTRACT

We analyse the dependence of galaxy evolution on cluster dynamical state and galaxy luminosities for a sample of 146 galaxy clusters from the Yang SDSS DR7 catalogue. Clusters were split according to their velocity distribution in Gaussians (G) and Non-Gaussians (NG) via the Hellinger Distance parameter, and further divided by luminosity regime. We performed a classification by clustering galaxies in the Age-SSFR plane providing three galaxy classes: star-forming (SF), passive (PAS), and an intermediate one (GV – green valley). Our results indicate that galaxies evolve in the same way in G and NG systems, but they also suggest that the formation history of these systems leads to different mixtures of galactic types and infall patterns. Specifically, we find more bright SF + GV galaxies in NG (55%) than in G systems (43%). We also find more bright passive galaxies in G (57%) than in NG (45%) systems. Separating the GV into star-forming and passive components, we find more bright galaxies in the passive mode of NG (82%) than in G (61%) systems. We also find more intermediate faint galaxies in the star-forming component of NG (78%) than in G (60%) systems. Our results suggest the GV as the stage of galaxy evolution where the transition from types Sab and Scd to S0 must be taking place, but the conversion of one morphological type into another is independent of the dynamical stage of the clusters. In addition, from the study of velocity dispersion profiles, we find that objects recently infalling in clusters also have a different composition between G and NG systems, while all galaxy types infall onto G clusters, Sab and Scd dominate the infall onto NG clusters.

Lista de Figuras

1.1	Distribuição simulada de galáxias	2
1.2	Imagem de A2744 apresentando as três componentes principais	3
1.3	Diagrama de Hubble	4
1.4	Fração de E, S0 e S+Irr em função da densidade local	18
1.5	Relação morfologia-densidade desde $z = 1$	18
1.6	Representação esquemática do processo de <i>quenching</i> lento-depois-rápido	21
1.7	Diagrama cor-magnitude	22
1.8	Fração de aglomerados relaxados em função do raio	24
1.9	Comparação entre testes de normalidade e Distância de Hellinger para a determinação de erros de tipo I e tipo II	27
1.10	Calibração da Distância de Hellinger	29
2.1	Distribuição de galáxias em um subconjunto do SDSS DR4	34
2.2	Definição das subamostras de galáxias em aglomerados por regimes de lu- minosidade	36
2.3	Mapas de densidade superficial de galáxias no plano idade-SSFR	40
2.4	Classificação obtida por MCLUST para três componentes sobre galáxias em aglomerados no plano idade-SSFR	42
3.1	Distribuição de SSFR para objetos da população intermediária em sistemas B e F	45
3.2	Frações de galáxias em sistemas G e NG em cada componente ativa e passiva da população intermediária	45
3.3	Fração de massa estelar reunida em galáxias em função do <i>lookback time</i>	46
3.4	Sequência evolutiva para nove propriedades	48
3.5	Exemplos do diagnóstico do teste de Conover	49
3.6	Frações dos tipos morfológicos de galáxias ao longo da sequência evolutiva	51
3.7	Razões numéricas de tipos morfológicos ao longo da sequência evolutiva	52
4.1	Visão esquemática da relação entre as famílias de órbitas de galáxias em aglomerados e a forma dos perfis de dispersão de velocidades	55

4.2	Perfis de dispersão de velocidades para as subamostras de estudo de acordo com as classes evolutivas	58
4.3	Perfis de dispersão de velocidades para as subamostras de acordo com os tipos morfológicos	59
5.1	Espaço de fases para as quatro populações estudadas por Nascimento et al. (2019)	61
5.2	Distância clustercêntrica e dispersão de velocidades em função da magnitude absoluta para as quatro populações estudadas por Nascimento et al. (2019)	62
5.3	Dispersão de velocidades em função da distância clustercêntrica para galáxias em sistemas G e NG ricos e muito ricos	62
5.4	Histogramas de seis parâmetros morfológicos usados para classificar galáxias no estudo de Rosa et al. (2018)	64
7.1	Galáxias em aglomerados do Universo local no diagrama cor-magnitude e no plano concentração-tipo T.	71
7.2	Distribuição das galáxias no espaço de fases projetado por subtipos	72
7.3	Distribuição de galáxias no espaço B/T vs $\Delta(g - i)$	74
A.1	Elipses de <i>isodensidade</i> para os 14 modelos gaussianos usados por MCLUST.	104

Lista de Tabelas

1.1	Propriedades típicas de aglomerados de galáxias	2
1.2	Propriedades típicas do gás intraglomerado	7
2.1	Propriedades das subamostras de estudo	38
2.2	Contagens e valores médios de idade e SSFR	43
7.1	Populações definidas atendendo a critérios de separação fotométricos	71
7.2	Morfologia e frações dos tipos de galáxias	72
7.3	Frações dos subtipos na região virial e diagnóstico de MCLUST para bimodalidade	73
A.1	Modelos usados na biblioteca MCLUST para misturas multivariadas.	103

Sumário

Lista de Figuras	xv
Lista de Tabelas	xvii
1 Introdução	1
1.1 Aglomerados de galáxias - uma visão geral	1
1.2 Componentes dos aglomerados	2
1.2.1 Galáxias	3
1.2.2 O gás intraglomerado	7
1.2.3 Matéria escura	9
1.3 Detecção	11
1.4 Aglomerados como potenciadores da evolução das galáxias	15
1.4.1 Influência do ambiente	15
1.4.2 Evolução morfológica	17
1.4.3 Truncamento da taxa de formação estelar	20
1.4.4 Objetos de transição	21
1.5 Avaliando o estado dinâmico dos aglomerados	22
1.5.1 Matéria Escura	22
1.5.2 Gás Intraglomerado	23
1.5.3 Galáxias	24
1.6 Estado dinâmico de aglomerados & evolução das galáxias	29
2 Dados e Classificação no espaço idade-SSFR	33
2.1 Descrição dos dados	33
2.1.1 O levantamento SDSS e o catálogo base de aglomerados de galáxias	33
2.1.2 Seleção da amostra de estudo de aglomerados de galáxias	35
2.1.3 Valores adicionados ao catálogo	36
2.2 Classificação de galáxias no espaço idade-SSFR	38
2.2.1 Galáxias no plano idade-SSFR	39
2.2.2 Identificação de grupos evolutivos	40

3	Caracterização da população intermediária	44
3.1	A população intermediária	44
3.2	Uma população intermediária fisicamente?	46
3.3	Tendências em morfologia	50
4	Análise Cinemática	54
4.1	O método de Bergond	56
4.2	Perfis de dispersão de velocidades	57
5	Outros trabalhos em colaboração	60
5.1	Estado dinâmico, efeitos de segregação e VDPs	60
5.2	Padrões do gradiente e a morfologia das galáxias	63
6	Conclusões	65
7	Perspectivas	69
7.1	Segregação de galáxias no espaço de fases projetado	69
7.1.1	Descrição dos dados	69
7.1.2	Tipos de galáxias e o espaço de fases	70
7.1.3	Tamanho do bojo e gradiente de cor	73
7.2	Aglomerados em raios-X	75
7.3	Galáxias do Vale Verde	75
	Referências Bibliográficas	79
A	Sobre R e funções usadas	100
A.1	MCLUST: modelos de misturas gaussianas	101
A.2	Os testes de Kruskal-Wallis e Conover	103
A.3	Teste de permutação de proporções de duas amostras	106
B	Descrição dos catálogos de valores adicionados usados	108
B.1	MPA-JHU: massas estelares e SSFR	108
B.2	Catálogo de decomposições bojo-disco de Simard et al. (2011)	110
B.3	Catálogo de massas estelares de Mendel et al. (2014)	111
B.4	Catálogo de morfologias de Domínguez-Sánchez et al. (2018)	112
B.5	Catálogo de morfologias de Barchi et al. (2020)	113
C	Parâmetros Morfométricos	114
C.1	Índice de Sérsic	114
C.2	Concentração	116
C.3	Assimetria	117
C.4	<i>Clumpiness</i>	118

C.5	Coeficiente de Gini	119
C.6	Momento de Segunda Ordem da Luz M_{20}	120
C.7	Entropia	120
C.8	Segundo Momento do Gradiente	121
D	Artigo Publicado na Revista MNRAS	123

Capítulo 1

Introdução

1.1 Aglomerados de galáxias - uma visão geral

Desde meados do século XX sabe-se que as galáxias não se encontram homoganeamente distribuídas no céu, mas têm tendência a formarem associações. As primeiras descobertas e investigações neste aspecto são atribuídas ao Charles Messier ([Messier, 1784](#)) e Wilhelm Herschel ([Herschel, 1811](#)), pioneiros na construção dos primeiros catálogos sistemáticos de *nebulosas*¹. Bem no início do século XX, um dos maiores esforços por tentar compreender a natureza destes objetos foi feito por Max Wolf através de um extensivo trabalho fotográfico, que o levou a descrever com detalhe por primeira vez os sistemas de Coma e Perseus ([Wolf, 1901](#)). Um pouco mais tarde, Hubble mostrou que estas *nebulosas* eram objetos distantes, situados fora de nossa galáxia ([Hubble, 1926](#)), que se associam formando aglomerados.

As concentrações observadas sofrem de efeitos de projeção, uma vez que galáxias em diferentes intervalos de distância compartilham a mesma região do céu por serem próximas na linha de visada. Mesmo assim, existem regiões onde as galáxias se encontram ligadas ao potencial gravitacional do sistema. A existência de galáxias e grupos de galáxias é explicada através do mecanismo de instabilidade gravitacional que amplifica as pequenas flutuações de densidade presentes no Universo até formar objetos colapsados. Considerando a variação na massa dentro de idênticos volumes esféricos, mostra-se que as escalas típicas de flutuação de massa varia com a massa M como

$$\frac{\delta M}{M} \propto M^{-(n+3)/6},$$

(e.g. [Mo et al., 2010](#)) onde n é o índice espectral, usado para descrever como as flutuações de densidade variam com a escala. Estima-se o seu valor *primordial* em $n \simeq 0.967$ ([Planck Collaboration et al., 2020](#)), indicando que as flutuações de densidade possuem maiores amplitudes em menores escalas. Como resultado, a formação de estruturas procede de

¹Objetos de natureza não estelar que pareciam difusos no telescópio.

modo hierárquico, com objetos menos massivos formando-se antes dos mais massivos (e.g. Blumenthal et al., 1984). Simulações numéricas mostram que aglomerados de galáxias muito massivos encontram-se na interseção de diversos filamentos cósmicos – vide Figura 1.1.

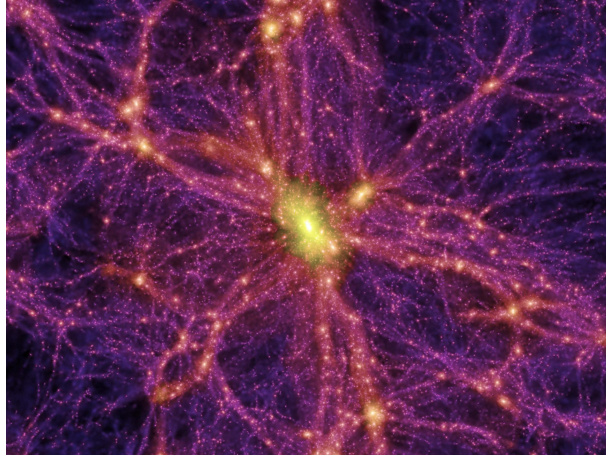


Figura 1.1. Distribuição simulada de galáxias através da simulação Millenium, em 2005 – aglomerado de galáxias situado na confluência de vários filamentos. Crédito: Springel et al. (Virgo Consortium).

O número de galáxias reunidas gravitacionalmente determina se a associação é chamada de grupo ou aglomerado, sendo que os grupos possuem um número menor de galáxias membros (10 galáxias em média) enquanto que os aglomerados ricos podem conter em torno de 100 galáxias massivas ou mais. Estima-se que aproximadamente 7% da matéria estelar encontram-se em aglomerados ricos (van den Bergh, 1961; Bahcall, 1999), assim como $\sim 5\%$ das galáxias mais brilhantes ($> L_*$, e.g. Schuecker, 2005). Algumas propriedades típicas dos aglomerados de galáxias são apresentadas na Tabela 1.1.

Tabela 1.1. Propriedades típicas de aglomerados de galáxias.

Dimensões (R_{200})	$1.5h^{-1}\text{Mpc}$
Massa (M_{200})	$5 \times 10^{14}h^{-1}M_{\odot}$
Luminosidade	$10^{12}L_{\odot}$
Razão massa-luminosidade bariônicas	$300h^{-1}M_{\odot}/L_{\odot}$
Dispersão de velocidades radial	$750h^{-1} \text{ km s}^{-1}$

Nota: $h^{-1} = H_0/(100 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1})$, sendo H_0 o parâmetro de Hubble que quantifica a taxa de expansão atual do Universo.

1.2 Componentes dos aglomerados

A massa das estrelas nos aglomerados não explica a massa total calculada para estes sistemas. Hoje se conhece que a massa total do aglomerado se distribui nas suas três componentes: a matéria estelar (2% – 5%), o gás intraglomerado (10% – 15%) e a *matéria*

escura (80% – 87%) (e.g. [Gonzalez et al., 2013](#); [Budzynski et al., 2014](#); [Chiu et al., 2018](#)). Os aglomerados podem parecer muito diferentes dependendo de como são observados. Em cada banda de comprimento de onda podemos aprender coisas diferentes sobre estes sistemas. Isso pode ser visto na Figura 1.2, onde mostramos uma imagem combinada de raios-X e óptica do aglomerado Abell 2744, representando os três componentes fundamentais. Esta imagem combina exposições do aglomerado no óptico, feitas pelo telescópio espacial Hubble da NASA/ESA e pelo telescópio VLT (*Very Large Telescope*) do ESO (*European Southern Observatory*), com dados de raios-X do Observatório Chandra da NASA (em vermelho), além de uma reconstrução via lenteamento fraco da localização da matéria escura (em azul) ([Coe et al., 2015](#)).

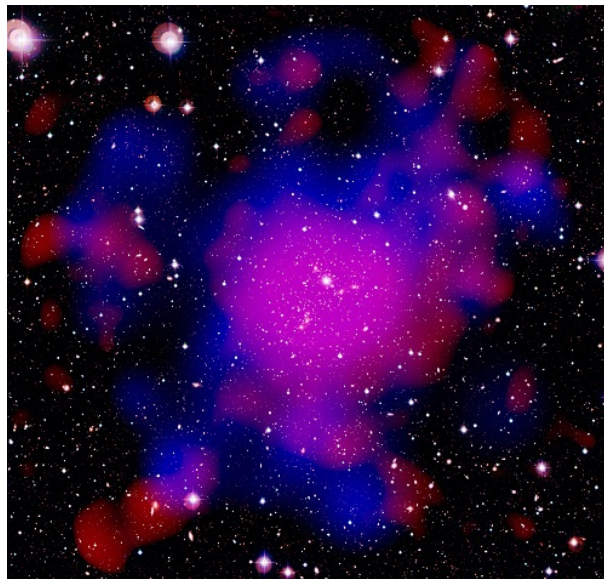


Figura 1.2. Imagem de A2744 combinando óptico, raios-X e reconstrução de massa via lentes gravitacionais. Crédito: NASA, ESA, ESO, CXC & D. Coe (STScI)/J. Merten (Heidelberg/Bologna).

Em seguida, apresentamos brevemente alguns aspectos das três componentes dos aglomerados.

1.2.1 Galáxias

Galáxias são coleções de material estelar, gás e poeira (matéria bariônica) contidas e ligadas gravitacionalmente dentro de halos de matéria escura, onde estes halos correspondem a $\sim 95\%$ da massa total da galáxia. Diferenças em sua morfologia são aparentes e levaram Hubble ao seu famoso diagrama, mostrado na Figura 1.3, onde vemos a primeira classificação de galáxias inteiramente baseada na aparência dos objetos ([Hubble, 1936](#)).

As galáxias elípticas são caracterizadas basicamente por apresentar uma única componente com morfologia esferoidal ou elipsoidal. Possuem uma luminosidade distribuída

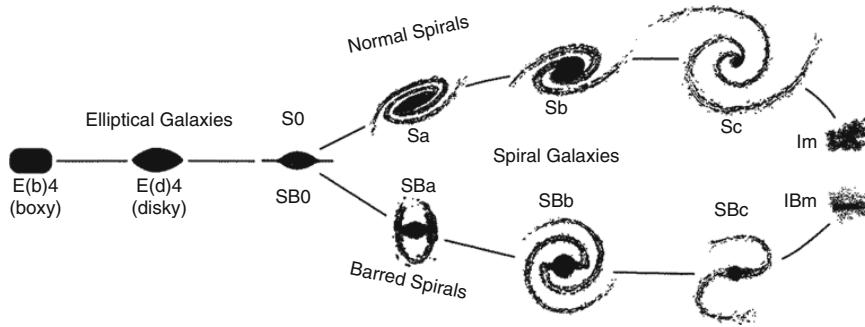


Figura 1.3. Diagrama de Hubble, 1936 – primeira classificação de galáxias. Figura reproduzida de [Schneider \(2015\)](#).

suavemente com ausência de aglomerações luminosas de estrelas azuis e de manchas de poeira. A cor é geralmente avermelhada, refletindo uma população estelar velha e/ou rica em metais, cuja energia cinética é suportada por movimentos aleatórios.² Também existe uma família de elípticas extremamente luminosa ($M_B \sim -25$; $M_V \sim -24$), chamadas de galáxias cD (central dominante)³. São caracterizadas por ter um envelope estelar extenso (da ordem de ~ 1 Mpc), com um perfil de brilho superficial que vai além do perfil de de Vaucouleurs, exceto talvez na parte mais interna da galáxia. As galáxias cD são encontradas só no centro de aglomerados densos, com luminosidades típicas de ~ 10 vezes a luminosidade das galáxias normais. É provável que a sua formação se deva ao *canibalismo* de galáxias vizinhas que caem no centro do aglomerado por *fricção dinâmica*⁴, um efeito que foi observado também em simulações numéricas ([White, 1978](#)). As galáxias cD são encontradas somente no centro de densos aglomerados, com presença de núcleos múltiplos em muitas delas (25%–50%) (e.g. [Sarazin, 1988](#)). Possuem um halo estelar estendido que pode ser explicado através do efeito de maré (*tidal stripping*) sobre as estrelas nas galáxias do aglomerado e que passam próximo da cD. Com frequência a galáxia cD é a galáxia mais brilhante do aglomerado (BCG, *Brightest Cluster Galaxy*), sendo geralmente elíptica ([Zhao et al., 2015](#)). São tipicamente 10 vezes mais luminosas do que as galáxias normais (e.g. [Collins et al., 2003](#)), estando a luminosidade associada à massa do aglomerado hospedeiro ([Erfanianfar et al., 2019](#)).

Com características bem diferentes, as galáxias espirais possuem uma clara estrutura espiral, além de bojo, disco fino, halo e braços espirais. Além disso, apresentam uma distribuição mais complexa de populações estelares do que as elípticas e a maioria da

²Sem existir uma distinção clara entre estes dois tipos, as dSph são comumente definidas como as elípticas com $M_B \gtrsim -14$.

³A letra 'c' tem a origem na nomenclatura usada pelos primeiros espectroscopistas para denotar estrelas super gigantes de linhas estreitas.

⁴Conhecido como o efeito produzido sobre uma galáxia pela força gravitacional de arraste que causam as galáxias próximas, provocando desaceleração e a subsequente perda de energia cinética orbital ([Chandrasekhar, 1943](#)). A magnitude da fricção dinâmica dependerá em grande medida da massa da galáxia e da distância ao centro do aglomerado.

energia cinética está contida na rotação das estrelas do disco. Enquanto o disco apresenta uma população estelar jovem, o bojo é dominado por estrelas mais velhas, formando bem um bojo clássico (similar a uma galáxia elíptica) ou pseudo-bojo (evolução dinâmica secular). Algumas galáxias espirais compreendem uma estrutura em formato de barra com alta concentração de estrelas próximo a seu centro, este tipo constituindo aproximadamente a metade das espirais do Universo local. Existem diferenças quanto ao tamanho relativo do bojo, a concentração da luz e ao grau de desenvolvimento dos braços espirais, sendo estas características popularmente usadas para classificá-las (Hubble, 1926, 1936; de Vaucouleurs, 1959).

As fusões menores e interações gravitacionais entre galáxias espirais exibem uma variedade de morfologias resultantes. Por exemplo, as espirais de grande desenho (*Grand-design*, e.g. Elmegreen & Elmegreen, 1982), que são galáxias espirais perturbadas por uma galáxia companheira, e mostram um padrão espiral forte e transitório que se estende a grandes distâncias (e.g. Mo et al., 2010). Por outra parte, as estruturas espirais sem padrão definido são conhecidas como *flocculentas*. Na maioria dos casos de encontros próximos, a galáxia menos massiva que provoca a perturbação gravitacional, cai na espiral da galáxia mais massiva por fricção dinâmica e acontece uma fusão menor. Outro exemplo são as galáxias anelares (Appleton & Struck-Marcell, 1996), organizadas em um anel de estrelas jovens que gira e se expande devido à interação gravitacional, geralmente com uma ou várias galáxias próximas compactas (Binney & Tremaine, 2008).

As galáxias lenticulares (com formato de lente) e denotadas como S0, seriam, aparentemente, um tipo intermediário entre elípticas e espirais. Estas apresentam uma distribuição de luz suavizada, uma componente de disco e um bojo que podem ser facilmente diferenciáveis. Além disso, pode se observar a frequente presença de uma barra, mas carecem de braços espirais.

Finalmente, do ponto de vista morfológico, existe outro subgrupo de galáxias que, como escreveria Edwin Hubble “carecem tanto de um núcleo dominante quanto de simetria rotacional” (Hubble, 1926), estas são as galáxias irregulares ou *peculiares*. São ricas em gás, contêm uma população estelar com idades intermediárias entre aquelas de elípticas e espirais, e regiões de formação estelar intensa. Tanto as observações quanto as simulações indicam que estas representam um estágio de fusão maior ou pós-fusão. Acredita-se que durante a fusão maior entre galáxias espirais o gás de ambos os sistemas é conduzido até o centro de massa, e comprimido causando uma intensa formação estelar. Esta intensa atividade é característica de muitas delas, as chamadas *starburst*⁵. A primeira evidência de alguns tipos de galáxias irregulares serem descendentes de galáxias espirais foi descoberta por de Vaucouleurs ao observar uma “estrutura espiral” na Grande Nuvem de Magalhães.

O tipo morfológico é uma das características individuais mais importantes das galáxias, fornecendo o modo mais antigo e simples para classificá-las. Além disso, é bem

⁵Possuem valores de taxas de formação estelar *não concentradas*, tipicamente entre 10 e 300 M_{\odot} /ano.

conhecida a correlação que a morfologia possui com vários parâmetros como a massa, cor, concentração e luminosidade. Esta última, a luminosidade, é outro critério para classificar galáxias. Por exemplo, Sandage & Binggeli (1984) definiram as galáxias com $M_B > -18$ como galáxias anãs. Além dessas classes gerais de galáxias, existem algumas classes de galáxias incomuns com propriedades interessantes: galáxias E + A com as características espectrais de populações estelares muito antigas (como as observadas em galáxias elípticas) e muito jovens ao mesmo tempo (com linhas de absorção de estrelas de tipo A) (Dressler & Gunn, 1992; Yang et al., 2006, 2008); galáxias infravermelhas ultraluminosas (ULIRGs, *ultra-luminous infrared galaxies*) que são muito brilhantes nas bandas do infravermelho médio e distante (Sanders & Mirabel, 1996; Hwang et al., 2007); galáxias compactas azuis que mostram morfologia muito compacta e alto brilho superficial com cor azul (Thuan et al., 1997) e os objetos EROs, *extremely red objects*) cuja cor infravermelha óptica é extremamente vermelha (Elston et al., 1988).

Outras variáveis como cor, taxa de formação estelar e massa estelar podem ser usadas para classificar galáxias. Mas podem se usar também combinações destas e outras propriedades para estabelecer critérios de classificação. Por exemplo, o plano cor-magnitude mostra uma bimodalidade evidente (e.g. Strateva et al., 2001; Blanton et al., 2003; Baldry et al., 2004; Balogh et al., 2004) sendo muito prático para classificar nos tipos precoce e tardio⁶. Um tipo intermediário, constituído por galáxias em transição, pode ser identificado, constituindo o chamado Vale Verde (GV, *Green Valley*) (Martin et al., 2007; Wyder et al., 2007; Salim, 2014), mais evidente através dos fluxos na faixa do ultravioleta. O plano cor versus concentração global mostrou-se também particularmente útil para classificar galáxias nestes tipos (e.g. Driver et al., 2006). Outro exemplo apresenta-se nesta Tese, onde a população estudada será classificada de acordo com regiões no espaço idade versus taxa de formação estelar específica, discutido em §2.2. Combinando as cores com informação espectral, Weinmann et al. (2006) classificou galáxias nos tipos precoce, tardio e um tipo intermediário constituindo provavelmente por espirais avermelhadas e elípticas com formação estelar superestimadas. Finalmente, a análise de componentes principais sobre ~170 mil espectros do SDSS permitiram a Yip et al. (2004) estabelecer uma detalhada classificação espectral das galáxias.

Devemos notar ainda que o célebre esquema de classificação de Hubble (Hubble, 1936; Sandage, 1961) foi baseado principalmente em galáxias sem atividade nuclear, chamadas de galáxias *normais*. Por outro lado, mais e mais galáxias exibindo núcleos ativos com emissão de linha larga estão sendo encontradas; elas são frequentemente chamadas de galáxias *ativas*. De acordo com as características da linha de emissão, as galáxias hospedeiras de núcleos ativos de galáxias (AGNs, *active galactic nuclei*) são classificadas em várias subclasses: galáxias Seyfert 1, galáxias Seyfert 2, rádio galáxias de linha larga, rádio galáxias de linha estreita, regiões de emissão nuclear de baixa ionização (LINERs,

⁶As definições *early-type/late-type* serão referidas como tipos precoces/tardios.

low-ionization nuclear emission-line region).

1.2.2 O gás intraglomerado

Além da matéria estelar, existe uma outra componente bariônica presente nos aglomerados: um gás composto principalmente por hidrogênio e hélio que permeia o espaço entre as galáxias (meio intraglomerado), constituindo $\sim 90\%$ da matéria bariônica total do aglomerado. É caracterizado por ser extremamente quente, ionizado (plasma), rarefeito, difuso, opticamente fino e menos concentrado do que as galáxias (e.g. [Lea et al., 1973](#)). A existência deste gás se conhece desde 1959, mas só em 1972 foi possível detectar os aglomerados como fontes extensas de raios-X, através do satélite Uhuru (veja mais detalhes na revisão de [Sarazin \(1988\)](#)). Estas e outras observações posteriores permitiram determinar certas propriedades do gás, como algumas típicas que são apresentadas na Tabela 1.2.

Tabela 1.2. Propriedades típicas do gás intraglomerado.

Luminosidade ^a	$10^{43} - 10^{45} \text{ ergs s}^{-1}$
Temperatura	$10^7 - 10^8 \text{ K } (\sim 5 \text{ keV})^b$
Densidade central	$10^{-3} - 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$

^a No intervalo de energia $0.1 - 2.4 \text{ keV}$

^b $1 \text{ keV} \simeq 1.16 \times 10^7 \text{ K}$

A natureza da emissão foi determinada por [Felten et al. \(1966\)](#) como *bremsstrahlung térmico* ou *free-free*, devido à dispersão dos elétrons pelos núcleos atômicos (prótons). A radiação por raios-X associada constitui a principal via de emissão para temperaturas acima de 10^7 K , e está caracterizada pela ausência de emissão *dura* ($> 20 \text{ keV}$) ([Scheepmaker et al., 1976](#)).

Emissividade e esfriamento

Um plasma em equilíbrio térmico com abundância solar terá uma emissividade total via *bremsstrahlung* em função da temperatura T e do quadrado da densidade n (eletrônica) do gás:

$$\epsilon \approx 3.0 \times 10^{-27} \sqrt{\frac{T}{1 \text{ K}}} \left(\frac{n}{1 \text{ cm}^{-3}} \right)^2 \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}.$$

Na medida em que o gás emite energia em forma de raios-X também acontece o esfriamento, cuja eficiência depende da temperatura, densidade e composição química do gás. Os mecanismos de esfriamento podem ser variados. Por exemplo, a temperaturas do gás $10^4 \text{ K} < T < 10^6 \text{ K}$ aparecem uma série de mecanismos de excitação e de-excitação por recombinação, ou pela colisão dos átomos com outras partículas e o subsequente decaimento radiativo (veja e.g. [Mo et al., 2010](#)).

Pode-se definir a taxa de esfriamento do gás C como a energia irradiada por unidade de volume por unidade de tempo, e $C \propto n_H^2 = \Lambda(T)n_H^2$, sendo $\Lambda(T)$ uma função de esfriamento

(*cooling function*) radiativa (e.g. [Boehringer & Hensler, 1989](#)) e n_H a densidade numérica do hidrogênio (ou seja, a soma dos átomos neutros e ionizados). Conhecendo a constante de esfriamento é possível determinar o tempo que o gás leva em perder toda a energia, ou tempo de esfriamento:

$$t_{\text{esf}} = \frac{3nk_B T}{2C} = \frac{3nk_B T}{2n_H^2 \Lambda(T)} \approx 8.5 \times 10^{10} \text{ anos} \left(\frac{n}{10^{-3} \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1} \left(\frac{T}{10^8 \text{ K}} \right)^{1/2},$$

onde k_B é a constante de Boltzmann. Se o tempo de esfriamento t_{esf} for menor do que o tempo de queda livre do gás (o tempo em que uma partícula atinge o centro de potencial), então o gás cai no centro de potencial de forma catastrófica, sem resistência pela pressão de radiação. Se pelo contrário, o tempo de esfriamento for maior do que o tempo de queda livre, a taxa de queda no potencial estará determinada por C . Neste caso, um tempo de esfriamento relativamente grande, comparado ao tempo de Hubble (t_H), implica o *equilíbrio hidrostático* do gás.

Por outra parte, no centro do potencial a densidade é maior e portanto também maior a emissividade, o que causa um descenso da temperatura e da pressão do gás, que quebra o estado de equilíbrio. O raio r_{esf} onde $t_{\text{esf}} \sim t_H$ é denominado raio de esfriamento (*cooling radius*). Assim, em ausência de uma fonte de energia externa no centro do potencial, o gás dentro de r_{esf} esfriará (a causa da diminuição de t_{esf}) em um intervalo aproximado de $10^8 - 10^9$ anos, e deverá fluir em direção ao centro do potencial com velocidade subsônica. Esse fluxo esperado é chamado de fluxo de esfriamento (*cooling flow*, e.g. [Fabian, 1994](#)).

Equilíbrio hidrostático

Em ausência de forças externas, um gás emissor ligado a um potencial gravitacional estará caracterizado por um balanço entre a pressão de radiação e a força gravitacional, isto é, o gás estará em equilíbrio hidrostático. Para um gás com simetria esférica, esta condição implica que:

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{dP}{dr} = -\frac{d\Phi}{dr} = -\frac{GM(r)}{r^2},$$

sendo $M(r)$ a massa (total) dentro do raio r que define o potencial Φ , ρ_g é a densidade do gás e P a pressão exercida por ele. Da expressão anterior é possível calcular a massa total como:

$$M(r) = -\frac{k_B T r^2}{G \mu m_p} \left(\frac{d \ln \rho_g}{dr} + \frac{d \ln T}{dr} \right),$$

onde T a temperatura do gás, μ a massa molecular média do gás ($\simeq 0.5$) e m_p a massa do próton. A equação anterior é resolvida uma vez conhecidos os perfis de densidade $\rho_g(r)$ e temperatura $T(r)$. Assumindo um modelo isotérmico com temperatura do gás T_g , a expressão anterior é simplificada:

$$M(r) = -\frac{k_B T_g r^2}{G \mu m_p} \frac{d \ln \rho_g}{dr},$$

podendo ser determinada a massa só a partir do perfil de densidade.

A via comum para descrever o ajuste do perfil de densidade do gás aos dados em raios-X é usando o modelo β (Cavaliere & Fusco-Femiano, 1976), que assume distribuição isotérmica para toda a matéria do aglomerado:

$$\rho_g(r) = \rho_{g,0} \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2},$$

onde $\rho_{g,0}$ é a densidade central do gás e r_c uma medida central do raio, com valores típicos de $0.1 - 0.3h^{-1}$ Mpc (Bahcall, 1975).

Em conclusão, um aglomerado que apresenta um fluxo de resfriamento devido ao equilíbrio hidrostático do gás é considerado como presença de equilíbrio do estado dinâmico do sistema. Uma perturbação externa considerável como fusões por outros aglomerados ou queda (*infall*) de matéria provocaria um desvio do equilíbrio e a subsequente aparição de subestruturas na distribuição do gás, que podem ser quantificadas.

1.2.3 Matéria escura

A primeira evidência de uma grande quantidade de matéria invisível em aglomerados de galáxias foi feita por Zwicky (1933). Usando as velocidades radiais de 8 galáxias no aglomerado de Coma, Zwicky calculou uma dispersão de velocidades de 1019 ± 360 km s⁻¹. Sob a hipótese de que o aglomerado era um sistema gravitacionalmente relaxado, Zwicky obteve sua massa total usando o teorema do virial, que relaciona as energias cinética e potencial médias de um sistema de partículas através de:

$$\langle T \rangle = \frac{1}{2} \langle V \rangle \quad \text{ou} \quad M \bar{v}^2 = \frac{GM^2}{R}.$$

Zwicky chegou a uma massa 400 vezes maior que a massa luminosa total, caracterizando o problema da *massa faltante* na escala de aglomerados. Um pouco depois, Babcock (1939) mediu a curva de rotação de M31⁷ até ~ 23 kpc e encontrou também uma deficiência em massa, quando comparado com as estimativas para a massa luminosa. Um disco galáctico deveria mostrar um declínio kepleriano na velocidade de rotação, $v \propto r^{-1/2}$, mas Babcock observou nas regiões externas um lento e crescente aumento na velocidade de rotação. Este resultado foi confirmado e ampliado com as observações de outras galáxias feitas por Rubin & Ford (1970) e Roberts & Whitehurst (1975). Evidências baseadas em raios-X revelaram que M87 (uma galáxia esferoidal) também possuía uma componente escura extensa (Mathews, 1978). Assim como a velocidade relativa de pares de galáxias

⁷No óptico. Se considera a massa estelar como traçadora da massa visível, então ignorava-se quanto a componente gasosa influenciava. Assim, descartar o efeito do gás com as curvas de rotação só foi possível com observações em rádio em que se podia medir a componente gasosa para uma parte bem mais estendida da galáxia.

também indicava uma componente de matéria escura (e.g. [Einasto et al., 1974](#)). A interação entre aglomerados é também um forte indicador da presença de matéria escura. O exemplo mais contundente vem da observação do Aglomerado da Bala (*bullet cluster*), que registra a separação das componentes do sistema em fusão, mostrando claramente que a matéria escura é acolisional ([Clowe et al., 2006](#)).

Já em meados dos anos 1970 o conjunto de evidências observacionais indicava um parâmetro de densidade⁸ $\Omega_m \approx 0.2$ (e.g. [Ostriker et al., 1974](#)), valor muito maior que a densidade bariônica consistente com a nucleossíntese primordial à época, $\Omega_b \approx 0.01$ ([Wagoner, 1973](#); [Rogerson & York, 1973](#))⁹. Pouco depois, [White & Rees \(1978\)](#) postularam que a matéria escura compreende $\sim 80\%$ da massa do universo e as estruturas se formam através do colapso gravitacional dessa componente, formando halos escuros, enquanto a parte luminosa das galáxias seria formada pelo resfriamento do gás dentro dos poços de potencial definidos pela matéria escura. [Peebles \(1982\)](#) propõe que as partículas de matéria escura, além de fracamente interagentes, deviam ter baixas velocidades térmicas, constituindo um tipo *frio* de matéria escura, ou *cold dark matter* (CDM).

Os perfis de densidade em halos de matéria escura podem ser estudados em simulações numéricas e mostram-se aproximadamente auto-similares desde a escala de pequenas galáxias ($\sim 10^8 M_\odot$) até a de aglomerados ($\sim 10^{15} M_\odot$), seguindo o perfil de Navarro-Frenk-White (NFW) obtido por [Navarro et al. \(1997\)](#):

$$\rho_{\text{NFW}}(r) = \rho_s \left[\frac{r}{r_s} \left(1 + \frac{r}{r_s} \right) \right]^{-2},$$

em que r_s é definido como o raio dentro do halo, variando com $\rho \propto r^{-2}$. O perfil NFW assintoticamente comporta-se como dois perfis independentes do tipo lei-de-potência, $\rho \propto r^{-1}$ nas regiões internas e $\rho \propto r^{-3}$ nas partes externas, com uma região intermediária de transição. Ao mesmo tempo, define-se $\rho_s = \rho_{\text{crit}} \delta_c$, onde ρ_{crit} é a densidade crítica do universo e δ_c um parâmetro indicando uma sobredensidade característica.

Apesar de todas as evidências conduzindo à necessidade de uma componente escura de matéria, sua natureza é ainda incerta, ou seja, desconhecemos sua massa, spin, números quânticos, etc, o que estabelece um problema para a física de partículas. De modo geral, postula-se a existência de uma partícula fracamente interagente – *weakly interacting massive particle* (WIMP) cuja densidade é definida no momento em que sua taxa de aniquilação torna-se menor que a taxa de expansão do universo (e.g. [Kolb & Turner, 1981](#)). A descrição fenomenológica da matéria escura tem estado sob intensa busca experimental, que até o momento consegue restringir valores para a seção de choque das interações entre

⁸Os modelos que descrevem o Universo são caracterizados essencialmente pela taxa atual de expansão ou constante de Hubble H_0 , o parâmetro de densidade de matéria Ω_m e o parâmetro de densidade de energia Ω_Λ .

⁹O valor atual deste parâmetro é $\Omega_b \approx 0.04$ enquanto $\Omega_m \approx 0.32$ e $H_0 = 67.4 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ([Planck Collaboration et al., 2020](#)).

as matérias escura e ordinária, sem no entanto revelar sua identidade (e.g. Profumo et al., 2018; Urena-Lopez, 2019).

1.3 Detecção

Apresentadas as componentes físicas dos aglomerados, passamos a descrever de que maneira esses sistemas são detectados. Inicialmente, a identificação de aglomerados não era feita de forma sistemática e objetiva. Um importante trabalho foi feito por George O. Abell, que estabeleceu pela primeira vez dois critérios objetivos de seleção atendendo à riqueza e a densidade (compactação) (Abell, 1958). Segundo Abell, um aglomerado rico teria um número de galáxias membro $N \geq 50$ com magnitude aparente $m < m_3 + 2$ mag, onde m_3 é a magnitude aparente da 3ra galáxia mais brilhante do aglomerado. Por outra parte, o critério de densidade de Abell exigia que a contagem de galáxias fosse dentro de um raio $R = 1.5h^{-1}\text{Mpc}$ (Raio de Abell) a partir do centro do aglomerado. Com estes critérios, Abell criou o primeiro grande catálogo de aglomerados (2712 sistemas) através da inspeção visual nas placas fotográficas do telescópio POSS (*Palomar Observatory Sky Survey*), na procura de sobredensidades projetadas das galáxias observadas. Devido à incompletudeza do catálogo, logo depois Abell definiria uma amostra estatística de 1682 aglomerados, dentro do intervalo de *redshift* $0.02 \lesssim z \lesssim 0.2$. Posteriormente seriam incluídos mais 1361 aglomerados do hemisfério sul (Abell et al., 1989) ao catálogo original, para um total de 4073, constituindo assim o maior catálogo de aglomerados do século XX e o mais estudado até hoje.

É importante também destacar o trabalho feito por Fritz Zwicky e colaboradores (Zwicky et al., 1961), na compilação do Catálogo de Galáxias e Aglomerados de Galáxias (CGCG em inglês) em 1967, compreendendo $\sim 10^4$ sistemas. Embora o CGCG fosse um catálogo extenso, a completeza e pureza eram consideravelmente menores do que o catálogo de Abell, que continuou sendo o preferido dos pesquisadores da época e de épocas posteriores (Biviano, 2000).

O método de detecção de aglomerados através da análise de imagens ópticas, usados por Abell e Zwicky, não permitia obter amostras grandes, bem definidas e a altos *redshifts*, pelos efeitos de projeção e os problemas de definição das sobredensidades com a distância. Com o desenvolvimento da tecnologia foi possível avançar neste sentido. Particularmente relevante para o imageamento digital foi o desenvolvimento de sensores semicondutores de carga acoplada (CCDs, *Charge-Coupled Devices*) na década de 1980. A pequena área coberta pelos detectores no início só permitiu o seu uso para a detecção de aglomerados vários anos depois (Yee & Gladders, 2002).

Novas técnicas de detecção de aglomerados no óptico foram desenvolvidas e usadas nos levantamentos em grande escala, visando construir catálogos mais completos e menos contaminados. Dentre as várias técnicas e algoritmos empregados, a seguir mencionamos as mais importantes.

- **Algoritmos de Percolação:** São algoritmos que procuram vizinhas de uma galáxia para um determinado *comprimento de ligação* fixo (geralmente relacionado à separação média entre as galáxias); o processo se repete até não encontrar mais galáxias vizinhas novas. Os algoritmos desta classe são conhecidos na literatura como FoF (*friends-of-friends*) (Huchra & Geller, 1982). Possuem sensibilidade com o comprimento de ligação, porém não são usados com frequência para dados bi-dimensionais, onde podem combinar facilmente múltiplos aglomerados através das estruturas filamentosas. Algumas variantes do método adicionam mais variáveis de ligação para reduzir estes efeitos, como por exemplo a dispersão de velocidades (Goto, 2005).
- **Método da Sequência Vermelha:** No diagrama cor-magnitude as galáxias de tipo precoce seguem uma sequência bem definida, e quase horizontal (Gladders & Yee, 2000). Sabe-se que nos aglomerados, uma fração considerável de galáxias correspondem ao tipo precoce, portanto a sequência deste tipo de galáxias (chamada de sequência vermelha, vide Figura 1.7), quando detectada, é um indicador da presença de um aglomerado. O método permite detectar aglomerados até $z \sim 1$ usando múltiplos filtros (e.g. Oguri, 2014), já que se observa um deslocamento da sequência para cores mais vermelhas com o *redshift*. O fato de ser pouco dispersa, reduz os efeitos de contaminação e pode-se determinar o *redshift* com relativamente boa precisão.
- **Filtros cruzados:** Este método modela a distribuição espacial e de luminosidade das galáxias de um candidato a aglomerado, e realiza um ajuste a galáxias em uma determinada região. As observações que apresentam melhores ajustes são as candidatas a descrever aglomerados. Dado que o cruzamento dos modelos depende do *redshift* dos aglomerados a serem detectados, a amplitude do sinal filtrado fornece uma estimativa do *redshift* (Postman et al., 1996). Os critérios estabelecidos no método levam a uma seleção melhor do que determinando só a sobredensidade das galáxias devido a que aumentam o contraste dos aglomerados em relação ao fundo.
- **Cut-and-Enhance:** Partindo da sequência vermelha, o método se baseia em realizar cortes em cor e cor-cor obtendo subamostras de galáxias para diferentes intervalos de *redshift* (Goto et al., 2002). Em cada corte são medidas as separações entre pares de galáxias, e criados mapas de densidade se estas separações forem menores do que certo valor (por exemplo, 5' para a amostra de Goto et al. (2002)). Desta forma um maior número de galáxias próximas gera uma densidade maior, sendo aumentando a probabilidade de detecção de aglomerados (Gal, 2006). O método é semiparamétrico já que não assume modelos de perfil radial nem de luminosidade, minimizando desta forma os vieses que aparecem ao relacionar os aglomerados com certos modelos.

- **Tesselagem de Voronoi:** O algoritmo de tesselagem cria uma partição no plano do céu, baseada na distribuição bidimensional de galáxias, associando cada a uma região, que tem um raio da ordem da separação média entre as galáxias. Uma vez que o plano foi “tesselado”, é definida uma densidade local como o inverso da área de cada região. Os candidatos a aglomerados são então detectados a partir das regiões de altas densidades (Ramella et al., 1999; Kim et al., 2002). Posteriormente são aplicados dois critérios: o limite de densidade sobre a distribuição do fundo, e a comparação de candidatos com estatísticas poissonianas para eliminar falsos positivos. Uma vantagem do método é que não se precisa uma geometria particular (Ramella et al., 2001).
- **MaxBCG:** É um algoritmo desenvolvido para os dados do SDSS (Stoughton et al., 2002), baseado em três aspectos básicos de um aglomerado: a sequência vermelha, a presença de galáxias centrais dominantes (BCG) e o perfil de densidade radial das galáxias membros (Annis et al., 1999; Koester et al., 2007). A busca da BCG se faz através do cálculo da verosimilhança (*likelihood*) da luminosidade em função do *redshift*, usando as cores e a presença da sequência vermelha. O método mostra ser extremamente poderoso nos dados do SDSS, porém, com efetividade limitada para aglomerados próximos ($0.1 \lesssim z \lesssim 0.3$) pela dependência das cores com o *redshift*. Outro aspecto a se considerar é o viés introduzido ao associar a riqueza do aglomerado com o número de galáxias na sequência vermelha. Simulações mostram $\sim 85\%$ de completudeza e $\sim 10\%$ de contaminação para aglomerados massivos usando esta técnica (Gal, 2006).
- **redMaPPer:** O método detecta potenciais aglomerados a través da sequência vermelha, em duas etapas iterativas. Primeiro, as propriedades da sequência vermelha são calibradas em função do *redshift*. Segundo, com o modelo calibrado, são determinados *redshifts* fotométricos para cada galáxia e se avalia a qualidade do ajuste. As galáxias que não possuem um ajuste razoável a nenhum *redshift* não são consideradas como membros, e por outra parte, aquelas que são bem ajustadas servem como indicadoras do *redshift* do aglomerado associado. Quando um número significativo de galáxias (≥ 3) da sequência vermelha são detectadas numa abertura de $500 h^{-1}$ kpc, o *redshift* do aglomerado é determinado novamente fazendo um ajuste simultâneo usando todos os membros com altas probabilidades de pertencimento. Este procedimento é iterado até a convergência, entre os estágios de seleção de potenciais membros e a determinação do *redshift* fotométrico do aglomerado (Rykoff et al., 2014; Rozo & Rykoff, 2014). O redMaPPer é desenhado para o uso em levantamentos fotométricos extensivos presentes e futuros, como o DES (The Dark Energy Survey Collaboration, 2005; Flaugher, 2005) e o LSST (Ivezić et al., 2019).

Por outra parte, a detecção de aglomerados no espectro não visível foi possível a partir do lançamento de telescópios em raios-X, na década de 1970. Por serem fontes extragalácticas extremamente brilhantes em raios-X, os aglomerados podem ser reconhecidos facilmente. Esta detecção acontece devido a que a formação das galáxias é ineficiente: só $\sim 10\%$ dos bárions no Universo residem nas estrelas, deixando fora das galáxias (no meio inter-galáctico), a grande maioria dos bárions restantes. Esta componente de gás, sob o efeito do potencial dos aglomerados, é comprimida e esquentada a temperaturas que causam a emissão em raios-X¹⁰. Como a emissão de raios-X depende da densidade ao quadrado, aglomerados de galáxias se destacam fortemente contra regiões de menor densidade, minimizando as complicações dos efeitos de projeção (e.g. [Boldt et al., 1966](#); [Rosati et al., 2002](#)), a diferença da luz emitida no óptico. O primeiro levantamento em raios-X foi conduzido pelo satélite Uhuru ([Giacconi et al., 1972](#)), estabelecendo os aglomerados entre as fontes mais brilhantes em raios-X (10^{43-45} erg s⁻¹). Os levantamentos atuais de aglomerados através da detecção em raios-X se estendem até $z \approx 1.3$, limitados pelo declínio do brilho superficial com o *redshift*. O desenvolvimento de telescópios poderosos como o Einstein Observatory, ROSAT, XMM-Newton, Chandra X-ray Observatory e Suzaku, permitiram o imageamento extensivo de aglomerados em raios-X.

Os rádio-telescópios nas bandas milimétrica e submilimétrica permitem também a identificação de aglomerados, a partir da distorção do espectro de corpo negro do fundo cósmico de micro-ondas (CMB, *Cosmic Microwave Background*) produzida pelo efeito Compton inverso no gás do meio intraglomerado, conhecido como efeito Sunyaev-Zeldovich térmico (SZ, [Zeldovich & Sunyaev, 1969](#); [Sunyaev & Zeldovich, 1972, 1980](#)). O espectro do efeito SZ apresenta uma particularidade na frequência ~ 217 GHz (~ 1.4 mm), onde não existe distorção e a intensidade permanece inalterada. Para frequências menores de ~ 217 GHz, a distorção espectral resulta em uma diminuição da intensidade do CMB na direção do aglomerado de galáxias. Por ser uma distorção do espectro do CMB, o brilho superficial do efeito SZ não depende da distância do aglomerado, diferentemente das detecções no óptico e em raios-X. A primeira descoberta de um aglomerado por meio da detecção pelo efeito SZ foi publicado por [Staniszewski et al. \(2009\)](#); hoje tais descobertas tornaram-se frequentes, com catálogos produzidos pelo SPT (*South Pole Telescope*), ACT (*Atacama Cosmology Telescope*), ALMA (*Atacama Large Millimetre Array*), ACA (*Atacama Compact Array*) e os grupos do telescópio Planck contendo dezenas a centenas de aglomerados massivos até $z \sim 1.5$ ([Reichardt et al., 2013](#); [Hasselfield et al., 2013](#); [Planck Collaboration et al., 2014](#)). No entanto, uma vez que o efeito SZ escala com a densidade de elétrons no meio intraglomerado, as observações e pesquisas ainda se restringem a sistemas massivos ($\gtrsim 10^{14} M_{\odot}$). Na atualidade este é o método mais promissor para a

¹⁰A visão mais simplística assume como causa do esquentamento do gás a ação de processos gravitacionais, como a compressão adiabática a partir do colapso gravitacional, e por choques hidrodinâmicos a partir da acreção supersônica ([Kaiser, 1986](#)).

obtenção de catálogos de aglomerados em altos *redshifts*; detecções seguras pelo efeito SZ são possíveis até $z \sim 2$ (Brodwin et al., 2012; Mantz et al., 2014, 2018).

1.4 Aglomerados como potenciadores da evolução das galáxias

Os vários catálogos de aglomerados hoje disponíveis, identificados pelos diferentes métodos descritos na seção anterior, permitem o estudo desses sistemas como laboratórios para a evolução de galáxias. Como vimos em §1.2.1, as galáxias possuem variadas morfologias, assim como diferentes populações estelares com diferentes taxas de formação estelar. No ambiente denso e quente de aglomerados, diversos mecanismos físicos podem provocar mudanças morfológicas nas galáxias, assim como a redução ou truncamento da sua taxa de formação estelar. Nesta seção, fazemos uma breve revisão sobre a evolução de galáxias em aglomerados.

1.4.1 Influência do ambiente

Em um aglomerado de galáxias, a velocidade típica de uma galáxia é da ordem da dispersão de velocidades do aglomerado, que por sua vez é maior que a dispersão de velocidades interna da galáxia. Assim, os encontros de uma galáxia com outras acontecem a altas velocidades na natureza. Durante um encontro deste tipo, a galáxia que colide é impulsivamente aquecida e sua energia interna aumenta. Como resultado, a galáxia perturbada será menos ligada e mais vulnerável a rupturas por futuros encontros e por interações de maré com o potencial global do aglomerado. O efeito acumulado de encontros impulsivos múltiplos a alta velocidade é referido geralmente como assédio galáctico (*galaxy harassment*, e.g. Moore et al., 1996). Os efeitos do assédio em galáxias discoidais entrando e atravessando um aglomerado foram primeiro simulados por Farouki & Shapiro (1981), mostrando que os discos podem ser destruídos quase completamente depois de uma ou duas passagens através do aglomerado.

Em determinadas condições, certamente não na maioria dos casos, as galáxias interagentes podem eventualmente se fundir (e.g. Mihos & Hernquist, 1994a,b), criando uma galáxia de aparência irregular ou *peculiar*. A consequência da colisão depende de alguns fatores como a velocidade relativa, o parâmetro de impacto, etc., mas particularmente da relação entre as massas das galáxias interagentes. Assim, podemos distinguir entre *fusões menores* onde a razão entre as massas dos halos é grande (tipicamente 3:1 ou mais) e *fusões maiores* onde as massas são aproximadamente iguais. Outro aspecto fundamental é a quantidade de gás presente na fusão: se as galáxias progenitoras são ricas em gás, a fusão é “molhada”, ou é chamada de “seca” se o gás não desempenha um papel importante. As primeiras evidências de transformações morfológicas por meio de fusões

foram apresentadas no clássico artigo de [Toomre & Toomre \(1972\)](#), onde os autores simularam encontros próximos entre galáxias espirais e mostraram como esses eventos davam lugar a estruturas notavelmente assimétricas, com particulares “caudas” longas devido à interação gravitacional entre as galáxias.

Fusões menores não causam uma mudança global na configuração da estrutura da galáxia mais massiva, enquanto que a galáxia menor (satélite), por efeito de maré e fricção dinâmica, acabará cedendo a sua população estelar para o halo massivo. Quando se trata de uma fusão maior molhada de galáxias discoidais, a situação é bem mais dramática. Simulações hidrodinâmicas mostram a destruição dos discos devido à transferência de energia cinética nas estrelas associadas, e em seguida o gás se concentra na região central da galáxia resultante causando um episódio de alta formação estelar (*starburst*), desde a primeira passagem da fusão. Isto produz um aumento da concentração na estrutura final que adquire forma semelhante a uma galáxia elíptica ([Mihos & Hernquist, 1996](#)). Comparado com as fusões maiores secas de galáxias espirais, nas fusões molhadas as elípticas resultantes possuem maior concentração, rotação e dispersão de velocidades centrais, em concordância com as observações ([Cox et al., 2006](#)). Por outra parte, neste cenário, as elípticas massivas (com menor rotação e de formato mais quadrado) seriam consequência de fusões maiores secas entre progenitoras também elípticas. Estas fusões maiores, sendo frequentes em ambientes muito densos, explicaria a relativa abundância de este tipo de morfologia nos aglomerados.

É improvável a ocorrência de fusão completa entre galáxias em aglomerados devido ao fato de que, como foi comentado anteriormente, suas velocidades de encontro são tipicamente maiores do que a dispersão de velocidades internas. Entretanto, há uma importante exceção: devido à fricção dinâmica, as galáxias perdem energia e momento, o que faz com que “mergulhem” no poço de potencial. Se o tempo de fricção dinâmica é suficientemente curto, a galáxia em última instância alcançará o centro do aglomerado, onde se fundirá com a galáxia central que já reside ali (caso exista). Portanto, uma galáxia central pode adicionar galáxias satélites, processo que é chamado de “canibalismo galáctico” (e.g. [White, 1978](#)). O canibalismo galáctico tem dois efeitos importantes: causa um aumento de massa da galáxia central, e causa depleção de galáxias satélite massivas, para as quais o tempo de fricção dinâmica é o mais curto. A galáxia central do aglomerado é tipicamente também a mais brilhante, geralmente de tipo cD.

Quando uma galáxia se move através do meio intergaláctico, sua componente de gás interestelar experimenta uma pressão por parte do gás quente intraglomerado. Se esta é suficientemente forte, pode remover o gás inicialmente associado à galáxia. Isto acontece se esta pressão de “arraste” supera a pressão gravitacional que mantém ligado o gás ao disco (fenômeno conhecido como *ram pressure stripping*) (e.g. [Gunn & Gott, 1972](#); [Quilis et al., 2000](#)). Quando uma galáxia espiral perde seu gás interestelar, seu potencial para a formação futura de estrelas é grandemente reduzida. A pressão de arraste é portanto

invocada com frequência para explicar por que ambientes densos, como aglomerados, revelam um claro déficit de galáxias ricas em gás. Com o gás removido, e com a formação estelar reduzida, a galáxia disco resultante pode assemelhar-se a uma galáxia S0. Assim, este fenômeno pode explicar por que os aglomerados e as regiões de alta densidade contêm uma fração maior de galáxias S0 do que o *campo* (ambiente de galáxias isoladas) (vide Figura 1.4).

Além disso, o meio intergaláctico é ocupado por quantidades consideráveis de gás mais frio do que o gás intraglomerado. Este gás pode ser utilizado para a formação contínua de estrelas e portanto considerado como um reservatório de combustível para a galáxia. À medida que a galáxia ingressa no meio intraglomerado, ela passa a ter dificuldade em acretar o gás frio, interrompendo assim o fornecimento de combustível para a formação de estrelas, um processo conhecido como “estrangulamento” ou “inanição” das galáxia (Larson et al., 1980; Trussler et al., 2020).

1.4.2 Evolução morfológica

É razoável supor que a combinação dos diversos efeitos ambientais descritos §1.4.1 possa afetar a morfologia das galáxias. De fato, a existência de uma correlação entre morfologia e ambiente remonta ao trabalho de Dressler (1980), que estudou 55 aglomerados próximos e encontrou que a fração de galáxias elípticas cresce (enquanto a de espirais decresce) com o aumento da densidade local dos aglomerados (vide Figura 1.4). Postman & Geller (1984) estenderam o estudo sobre morfologia e ambiente a grupos do CfA Redshift Survey (Geller & Huchra, 1983) e encontraram uma relação consistente com a de Dressler. Os resultados indicavam que em baixas densidades $\sim 5 \text{ Mpc}^{-3}$ a frações não pareciam afetadas pelo ambiente, mas a fração de elípticas crescia rapidamente em altas densidades $\sim 3000 \text{ Mpc}^{-3}$. A relação morfologia-densidade foi também observada em grupos identificados em raios-X. Tran et al. (2001) estudaram 6 grupos pobres e encontraram que a fração de galáxias dominadas por bojo nos grupos decrescia com a distância ao centro dos sistemas. Este resultado foi confirmado por Helsdon & Ponman (2003) que estudaram 24 grupos detectados em raios-X, e verificaram uma fração mais baixa de galáxias espirais nesses sistemas do que a encontrada no campo. A possibilidade que a relação morfologia-densidade fosse na verdade uma relação morfologia-raio foi levantada por Whitmore & Gilmore (1991) e Whitmore et al. (1993), ao reanalisarem os 55 aglomerados de Dressler.

A dependência da morfologia com o ambiente também se verifica em *redshifts* mais altos. Dressler et al. (1997) estudaram 10 aglomerados em $z \sim 0.5$ e encontraram a relação morfologia-densidade para aglomerados mais concentrados. Outro resultado importante deste estudo foi a verificação de uma fração mais baixa de galáxias S0 em relação àquela encontrada em aglomerados em *redshifts* mais baixos. Considerando que os sistemas em baixos *redshifts* apresentam relação morfologia-densidade independentemente da concen-

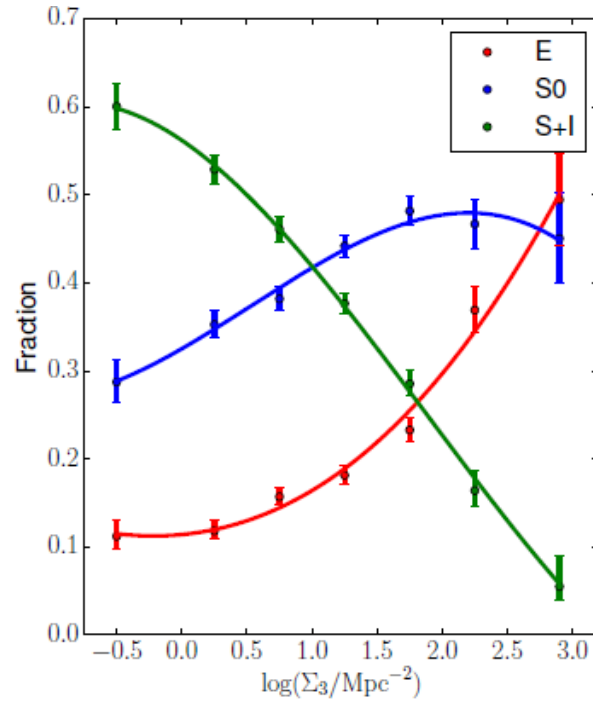


Figura 1.4. Fração de E, S0 e S+Irr em função da densidade local em aglomerados e o histograma das densidades projetadas das galáxias em todos os aglomerados. Figura adaptada de Dressler (1980).

tração dos aglomerados, Dressler et al. (1997) sugerem que a transição $S \rightarrow S0$ deve ter ocorrido recentemente (nos últimos 1-2 Gyr). O resultado é reproduzido e ampliado com o estudo de Smith et al. (2005) da relação morfologia-densidade nos últimos 8 Gyr, veja Figura 1.5.

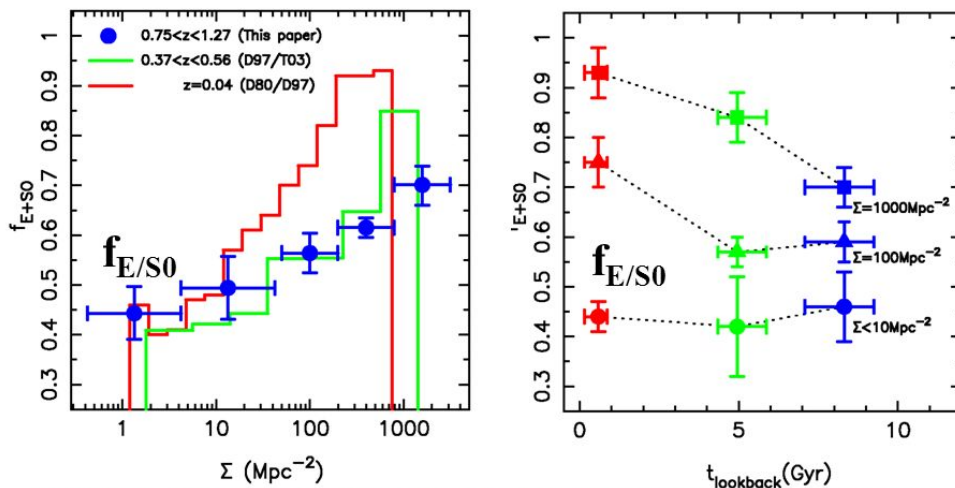


Figura 1.5. Relação morfologia-densidade desde $z = 1$. Figura reproduzida de Smith et al. (2005).

O trabalho mostra que nas regiões mais densas, a fração de E+S0 cresce de 0.7 (em $z \sim 1$) para 0.9 (em $z \sim 0$). Em regiões de densidade intermediária, a evolução torna-se

significativa apenas a partir de $z \sim 0.5$, enquanto em regiões menos densas, a fração permanece aproximadamente constante ($f_{E+S0} = 0.4 \pm 0.1$) em todas as épocas. Os autores sugerem que evolução em regiões de densidade intermediária e alta seriam o resultado da transformação $S \rightarrow S0$, apesar da dificuldade em se distinguir E e S0 em altos *redshifts*. Wilman et al. (2009) fazem uma análise morfológica de galáxias em grupos e no campo em $z \sim 0.4$ e encontram uma fração maior de S0 em grupos (0.25) do que no campo (0.08), em relação aos demais tipos de galáxias, sugerindo que o ambiente de grupos deve ser predominante na formação de galáxias S0. Poggianti et al. (2009) encontraram que as frações de espirais e S0 evoluem mais fortemente em aglomerados menos massivos desde $z = 1$, mantendo a fração de elípticas constante. Isto é interpretado pelos autores como evidência de transformações morfológicas, sobretudo a conversão $S \rightarrow S0$, neste tipo de sistemas menos massivos. D’Onofrio et al. (2015) comparam amostras de galáxias em aglomerados em dois intervalos de *redshifts*, WINGS ($0.04 < z < 0.07$) e EDisCS ($0.4 < z < 0.8$), e encontram que, em média, o número de galáxias S0 em aglomerados é um fator $\sim 3 - 4$ vezes maior na amostra em baixos *redshifts*. Além disso, o estudo indica que a fração S0/S aumenta por um fator ~ 2 a cada Gyr e que as S0 são encontradas com maior frequência nas regiões centrais de aglomerados, enquanto espirais são preferencialmente encontradas em suas periferias. Estes resultados sugerem que a população de galáxias S0 cresce à custa da população de espirais, embora não se saiba exatamente como. A dificuldade relaciona-se ao fato de as S0 constituírem um conjunto heterogêneo de objetos, ocorrendo tanto no campo, como em grupos e aglomerados, podendo ser objetos mais ou menos massivos (e.g. Aguerri, 2012). Em ambientes densos, existem evidências de que espirais perdem seu conteúdo de HI via pressão de arraste (e.g. Vollmer et al., 2012; Fossati et al., 2013), e a perda do gás rapidamente as transforma em galáxias S0 devido ao truncamento de sua taxa de formação estelar (e.g. Gonçalves et al., 2012; Wu et al., 2014). Outra possibilidade seria a perda do gás através de ventos galácticos oriundos de núcleos ativos de galáxias (e.g. Ho et al., 2014). Diferentes cenários envolvem interações entre galáxias. Por exemplo, Eliche-Moral et al. (2018) estudam simulações do banco de dados GalMer¹¹ e mostram que fusões maiores entre espirais podem resultar em remanescentes do tipo S0 ou E/S0, para diversas configurações orbitais, em escalas $\lesssim 3$ Gyr. Ao mesmo tempo, não podemos descartar a possibilidade de que as S0 sejam o resultado de evolução secular das espirais (e.g. Kormendy, 2013; Rizzo et al., 2018) ou mesmo que várias conclusões a seu respeito estejam contaminadas por erros de classificação morfológica (e.g. Andreon, 1998).

Apesar de não ser possível definir um cenário completo para a formação de galáxias S0, esses objetos são de fundamental importância para o entendimento da relação morfologia-densidade e do processo de evolução de galáxias como um todo. No Capítulo 3 desta Tese discutimos algumas tendências morfológicas que podem enriquecer esta discussão.

¹¹GalMer faz parte do projeto HORIZON - <http://www.projet-horizon.fr/>.

1.4.3 Truncamento da taxa de formação estelar

Vários mecanismos podem inibir a formação estelar de galáxias no ambiente de aglomerados: estrangulamento, remoção do gás por pressão de arraste, efeitos de maré, etc (veja §1.4.1). Como resultado, galáxias em aglomerados apresentam taxa de formação estelar reduzida em comparação ao que se observa em ambientes menos densos (e.g. [Davies et al., 2019](#)). Um aspecto importante a se considerar é que o ambiente de aglomerados estende-se a regiões que vão até $r \sim 2 - 3 R_{\text{vir}}$ (e.g. [von der Linden et al., 2010](#); [Wetzel et al., 2012](#)), permitindo a ação de diferentes efeitos ambientais ao longo do caminho percorrido pela galáxia dentro do aglomerado (e.g. [Treu et al., 2003](#)). Ainda é um tema de discussão o grau de eficiência de cada mecanismo, seja ele gravitacional ou hidrodinâmico, em cada região do aglomerado (e.g. [Bahé et al., 2013](#); [Zinger et al., 2018](#)), mas sabemos que seus efeitos podem ter como resultado importantes alterações morfológicas nas galáxias, além do truncamento de sua taxa de formação estelar, usualmente chamado de *quenching*. Contudo, o ambiente não é o único vetor de transformações das galáxias. Por exemplo, sua própria massa também pode produzir objetos *quenched* (e.g. [von der Linden et al., 2010](#); [Peng et al., 2010](#)). O *quenching* por massa corresponde a um conjunto de processos internos que truncam a formação estelar e cuja eficiência depende da massa das galáxias. Alguns mecanismos (radiação estelar, ventos estelares, explosões de supernovas) podem aquecer o gás e reduzir, mas não interromper totalmente, a formação estelar em galáxias de baixa massa ([Larson, 1974](#)). Já em galáxias mais massivas, abrigo buracos-negros centrais, a luminosidade de seus núcleos ativos pode remover o gás ou aquecê-lo a ponto de impedir a entrada de gás frio no sistema, levando à “inanição” (*starvation*) da galáxia (e.g. [Fabian, 2012](#); [Fluetsch et al., 2019](#)). Portanto, devemos ter dois modos de *quenching*, ambiental e por massa, que operam em conjunto para moldar a história de formação estelar das galáxias.

[Wetzel et al. \(2013\)](#) propoem a ideia de um *quenching* “lento-depois-rápido”, um cenário em dois estágios onde a formação estelar é interrompida rapidamente após uma fase anterior, mais lenta, que começa após o ingresso da galáxia no aglomerado. O truncamento da formação estelar por inanição se daria lentamente, podendo levar até 7 Gyr ([Mistani et al., 2016](#)), embora [Roberts et al. \(2019\)](#) encontrem um tempo menor, ~ 2.5 Gyr. Seja como for, são tempos muito superiores à escala de tempo para que uma galáxia perca o seu gás por pressão de arraste ao atravessar o meio intraglomerado, $\lesssim 1.5$ Gyr ([Gunn & Gott, 1972](#); [Abadi et al., 1999](#)). A representação esquemática do processo de *quenching* lento-depois-rápido pode ser vista na Figura 1.6. Recentemente, [Rhee et al. \(2020\)](#) fizeram uma comparação entre dados do Yonsei Zoom-in Cluster Simulation (YZiCS) e a taxa de formação estelar de galáxias do SDSS-DR10 e encontram suporte ao modelo de dois estágios de [Wetzel et al. \(2013\)](#). Segundo esses autores, parte do *quenching* ocorre

fora dos aglomerados através de *quenching* por massa e pré-processamento¹² em grupos de galáxias, enquanto a fase lenta levaria ~ 2 Gyr durante o primeiro cruzamento da galáxia no aglomerado. Após a fase lenta, o *quenching* torna-se mais intenso provavelmente devido à remoção do gás por pressão de arraste. Galáxias muito massivas teriam tempo de *quenching* mais curto porque entrariam nos aglomerados com menor quantidade de gás, já exaurido em processos fora do aglomerado.

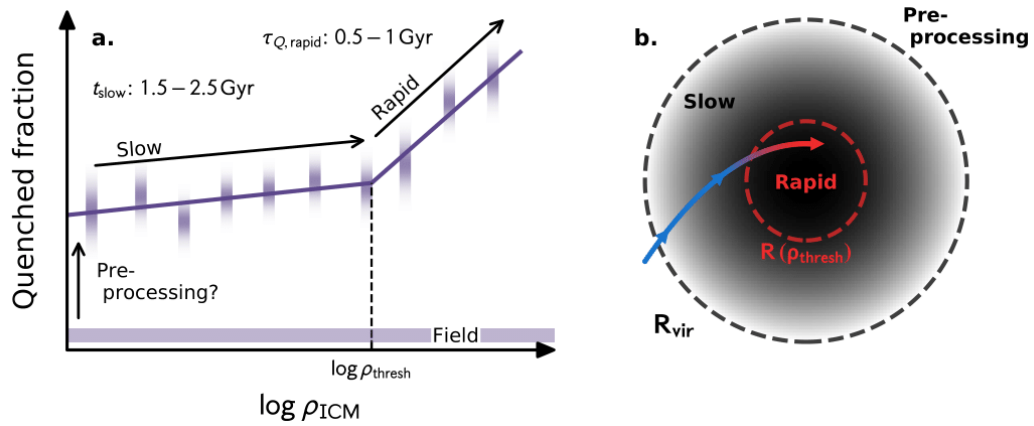


Figura 1.6. Representação esquemática do processo de *quenching* lento-depois-rápido, com as respectivas escalas de tempo. Figura reproduzida de Roberts et al. (2019).

1.4.4 Objetos de transição

Independente do mecanismo específico que esteja atuando sobre uma galáxia, se esta experimenta uma redução significativa de sua taxa de formação estelar, devemos considerá-la, durante o processo, como estando em “transição”. Objetos de transição são de fundamental importância para o entendimento do fenômeno de *quenching* e sua origem, se ambiental ou não. Galáxias do GV são objetos intermediários entre aqueles que formam estrelas e os que são considerados passivos. Elas se encontram entre a sequência de galáxias vermelhas (*red sequence* - RS) e a nuvem azul (*blue cloud* - BC) no diagrama cor-magnitude das galáxias, veja Figura 1.7. As cores intermediárias das galáxias do GV têm sido interpretadas como evidência de um recente *quenching* de formação estelar (e.g. Salim et al., 2007; Schawinski et al., 2014). Galáxias do GV possuem histórias de formação estelar intermediárias entre aquelas de objetos passivos e as de galáxias ativamente formando estrelas, reforçando a ideia de que são objetos de transição (Coenda et al., 2018). Além disso, estes autores mostram que $\sim 20\%$ das galáxias no GV encontram-se em grupos e aglomerados, sendo que aproximadamente metade das S0 (objetos intermediários do ponto de vista morfológico) encontram-se no GV (Salim et al., 2012). Esta conexão

¹²Galáxias em ambientes locais muito densos podem ter suas taxas de formação estelar afetadas antes do ingresso em aglomerados massivos.

torna-se ainda mais importante se levarmos em conta que galáxias em ambientes mais densos possuem tempos de *quenching* menores, reforçando o papel do ambiente sobre as galáxias em aglomerados (Crossett et al., 2017; Coenda et al., 2018).

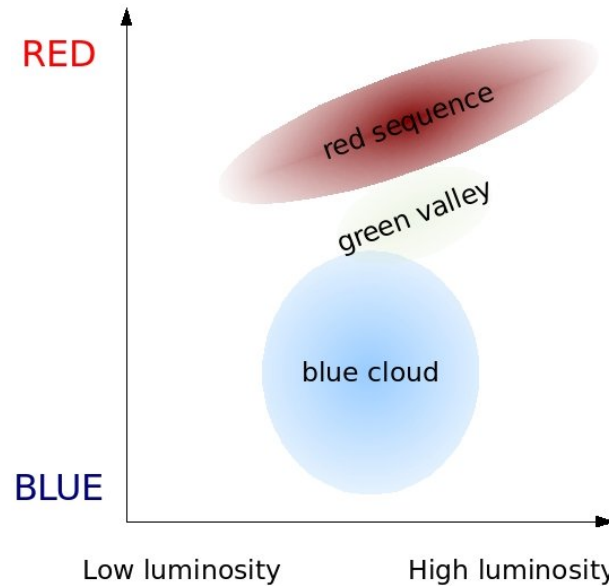


Figura 1.7. Concepção artística do diagrama cor-magnitude mostrando as regiões RS, GV e BC. Crédito: Joshua Schroeder, 2006.

Nesta Tese estudamos alguns aspectos da inter-relação entre objetos do GV e galáxias S0 em aglomerados, levando em consideração o regime de luminosidade das galáxias e o estado dinâmico dos sistemas em que elas se encontram.

1.5 Avaliando o estado dinâmico dos aglomerados

Se um aglomerado de galáxias encontra-se em equilíbrio então todas as suas componentes, respondendo ao mesmo potencial gravitacional, devem apresentar distribuições de posições e velocidades que reflitam essa condição particular (Carlberg et al., 1997). Isto significa que o estado dinâmico de um aglomerado de galáxias pode ser estudado a partir de qualquer uma de suas componentes. Uma maneira de se avaliar o grau de relaxação de um aglomerado é verificar se ele possui subestruturas, ou seja, se a distribuição de massa é incompatível com o estado de equilíbrio.

1.5.1 Matéria Escura

No caso da matéria escura, os halos escuros formam-se hierarquicamente através de fusões sucessivas que podem abrigar subestruturas ou sub-halos contendo galáxias satélites (e.g. Springel et al., 2008; Bose et al., 2017). Os sub-halos podem ser detectados através de lentes gravitacionais, fortes ou fracas, assim como combinando-se ambos os lenteamentos

(e.g. Natarajan et al., 2009; Okabe et al., 2014; Li et al., 2016). Entretanto, obter a distribuição de massa em torno de sub-halos é uma tarefa difícil, uma vez que o sinal de cisalhamento do campo (*shear*) tem pequena amplitude gerando resultados incertos (e.g. Shirasaki, 2015). O uso de lentes fortes produz os melhores resultados (Kneib & Natarajan, 2011) mas restringe-se apenas às partes centrais dos aglomerados ($\lesssim R_{500}$). Novas técnicas têm sido desenvolvidas e testadas para explorar subestruturas em regiões mais externas (e.g. Shirasaki, 2015; Li et al., 2016), sem que ainda se possa aplicá-las extensivamente a grandes amostras de aglomerados.

1.5.2 Gás Intraglomerado

Para o gás emissor de raios-X, diversas técnicas vem sendo aplicadas para inferir se o aglomerado encontra-se ou não em equilíbrio. Por exemplo, as subestruturas presentes nas imagens em raios-X de aglomerados podem ser encontradas através de um ajuste do modelo isotérmico β elíptico (2D) à distribuição do fluxo (Neumann & Böhringer, 1999; Neumann et al., 2003; Santos et al., 2008). Alternativamente, pode-se usar o método das relações de potência (*power ratios*), introduzido por Buote & Tsai (1995) para caracterizar aglomerados de acordo com o tipo de morfologia definida pela densidade de massa projetada. Esta morfologia observada em raios-X baseia-se na expansão multipolar do potencial gravitacional projetado, provendo uma medida do estado dinâmico dos aglomerados (Jeltema et al., 2005). A assimetria fotônica A_{phot} , introduzida por Nurgaliev et al. (2013), é um método eficaz para avaliar o estado dinâmico de um aglomerado através da determinação da assimetria (axial) do perfil de raios-X. O objetivo é medir o grau em que os ângulos polares ϕ das contagens dos fótons de raios-X estão distribuídos uniformemente no intervalo $0 \leq \phi \leq 2\pi$. Outra técnica bastante utilizada para avaliar o estado dinâmico de um aglomerado é o deslocamento do centroide w (veja Mohr et al., 1995; Poole et al., 2006; O'Hara et al., 2006; Böhringer et al., 2010). Esta medida determina a separação ou variação projetada entre os centroides do brilho superficial em raios-X, para uma série de aberturas radiais. Espera-se que um sistema pouco perturbado possua valores pequenos de w . Böhringer et al. (2010) definiu um critério para separar aglomerados relaxados ($w \leq 0.01$) de não-relaxados ($w > 0.01$), em unidades de R_{500} . Finalmente, a presença de um centro brilhante, relativamente frio (*cool core* - CC) do gás emissor de raios-X, é um sinal de um sistema relaxado dinamicamente, e um diagnóstico relativamente simples para rejeitar aglomerados perturbados. Esta característica pode ser detectada medindo o contraste do brilho central em relação ao resto da distribuição de brilho do aglomerado, por exemplo, através da inclinação logarítmica do perfil de densidade central do gás (Vikhlinin et al., 2007), ou determinando a concentração do fluxo. O parâmetro de concentração c é definido como a razão entre os brilhos superficiais do pico e do ambiente, com algumas variações na escolha dos raios (e.g. Santos et al., 2008, 2010; Cassano et al., 2010; Semler

et al., 2012; Nurgaliev et al., 2013; Ge et al., 2018; Bartalucci et al., 2019). O fato de c não ser afetado pelos efeitos de projeção é uma vantagem com respeito às relações de potência e ao deslocamento do centroide. Um resultado importante, baseado no parâmetro de concentração, foi obtido por Rossetti et al. (2017) que estudaram uma amostra de 169 aglomerados, detectados via efeito Sunyaev-Zeldovich com o satélite Planck, e determinaram que a fração de sistemas com CC é $29 \pm 4\%$, enquanto a amostra MACS (Ebeling et al., 2001) determinada em raios-X com dados do ROSAT em $59 \pm 5\%$ de CC, um resultado corroborado por Andrade-Santos et al. (2017). A origem dessa diferença significativa entre as amostras tem sido investigada mas ainda não entendida (Lovisari et al., 2017). Uma possível conciliação entre os resultados é apresentada no trabalho de Lopes et al. (2018), onde uma subamostra contendo 72 sistemas do catálogo Planck Early Sunyaev-Zeldovich (ESZ) Andrade-Santos et al. (2017) somados a aglomerados do Chandra-Planck Legacy Program for Massive Clusters, em $z < 0.11$, é comparada com a amostra de 183 aglomerados do NoSOCS (Lopes et al., 2009a). Um resultado importante desse estudo é que as frações de sistemas relaxados se aproximam quando as medidas de subestruturas, via teste DS (Dressler-Schectman, Dressler & Shectman, 1988) (veja a descrição do teste na próxima subseção), são feitas em raios cada vez menores, veja Figura 1.8.

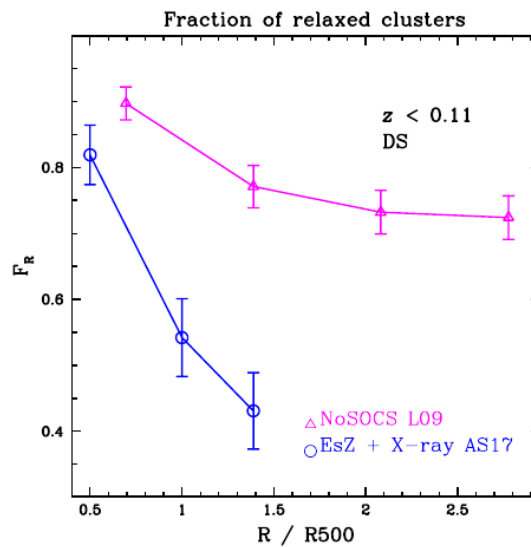


Figura 1.8. Fração de aglomerados relaxados em função do raio para estimar as subestruturas. Figura reproduzida de Lopes et al. (2018)

1.5.3 Galáxias

Existem numerosos testes estatísticos e métodos para detectar a presença de subestruturas em aglomerados usando informação em velocidade e/ou espacial das galáxias (veja, e.g. Pinkney et al., 1996). Os testes de subestruturas podem ser classificados em

três tipos: os unidimensionais usam as velocidades radiais projetadas na linha de visada, os bidimensionais usam as coordenadas espaciais no céu e os tridimensionais usam informação combinada das velocidades e posições projetadas.¹³ A seguir faremos uma breve revisão apenas do teste DS, por ser o teste mais utilizado na literatura¹⁴, e os testes unidimensionais de normalidade aplicados a distribuições de velocidades das galáxias em aglomerados.

Desvio cinemático de Dressler-Shectman

Dentre as várias opções, o método mais utilizado e que mostra mais sensibilidade no óptico, é o teste estatístico de Dressler-Shectman (DS, [Dressler & Shectman, 1988](#)), que mede os desvios na estrutura espacial e de velocidade do sistema (3D). O teste DS calcula a velocidade média e dispersão de velocidades local para cada galáxia do aglomerado e as vizinhas mais próximas, e em seguida compara estes valores com os globais. O desvio δ_i dos valores para cada galáxia está dado por:

$$\delta_i^2 = \left(\frac{N_{nn} + 1}{\sigma^2} \right) [(\bar{v}_{i,\text{local}} - \bar{v})^2 + (\bar{\sigma}_{i,\text{local}} - \bar{\sigma})^2],$$

onde (\bar{v}, σ) são a velocidade média e a dispersão de velocidades do sistema, o subíndice i representa estes valores para a i -ésima galáxia e N_{nn} o número de vizinhos mais próximos. Assim, quanto maior δ_i maior será a probabilidade da galáxia pertencer a uma subestrutura. Inicialmente, [Dressler & Shectman \(1988\)](#) definiram $N_{nn} = 10$, mas já que uma subestrutura pode ter menos do que 10 membros, uma abordagem mais adequada seria $N_{nn} = \sqrt{N_{\text{tot}}}$ (e.g. [Silverman, 1981](#); [Pinkney et al., 1996](#); [Zabludoff & Mulchaey, 1998](#)).

O estatístico acumulativo:

$$\Delta = \sum_i \delta_i$$

é usado como indicador de subestruturas quando $\Delta/N_{\text{tot}} > 1.0$ ([Dressler & Shectman, 1988](#)), chamado também de valor crítico DS. Note que o membro direito não é expressado como raiz quadrática, de modo a ficar análogo ao χ^2 . Porém, o valor de Δ não necessariamente reflete a realidade: um valor alto pode se dever a flutuações espaciais aleatórias. Para resolver este problema, é frequente o uso de simulações *bootstrap*, definindo-se um valor:

$$P = \sum (\Delta_{\text{sim}} > \Delta_{\text{obs}}/N_{\text{sim}}),$$

análogo ao *p-value*, onde Δ_{sim} e Δ_{obs} são os estatísticos DS das amostras simuladas e o observadas, respectivamente, e N_{sim} é o número de simulações usadas para obter P .

¹³Testes baseados na diferença entre as magnitudes da primeira e segunda galáxia mais luminosa também podem discriminar o estágio dinâmico de grupos e aglomerados (e.g. [Lopes et al., 2018](#)).

¹⁴Por exemplo, na seção anterior, quando mencionamos o trabalho de [Lopes et al. \(2018\)](#)

Testes de hipótese de normalidade

Os trabalhos de [Ogorodnikov \(1957\)](#) e [Lynden-Bell \(1967\)](#) sugerem que sistemas gravitacionalmente ligados tenham as velocidades de seus membros seguindo uma distribuição de Maxwell-Boltzmann. Além disso, simulações numéricas mostram que a adoção de uma maxwelliana em um sistema 3D leva a uma distribuição gaussiana das velocidades radiais projetadas sobre a linha de visada ([Merrall & Henriksen, 2003](#); [Hansen et al., 2005](#)). Um método que seja capaz de quantificar de forma robusta e confiável o desvio da gaussianidade pode ser considerado portanto um indicador do estado dinâmico dos aglomerados de galáxias. Esta abordagem, utilizada sistematicamente pelo menos desde o trabalho de [Yahil & Vidal \(1977\)](#), correspondendo na prática ao uso de uma diversa família de testes de hipótese de normalidade.

Dentre os vários testes estatísticos usados na literatura para avaliar gaussianidade na distribuição de velocidades podemos citar, entre os mais populares, os testes de χ^2 ([Pearson, 1900](#)), Kolmogorov/Kolmogorov - Smirnov (KS) (e.g. [D'Agostino & Stephens, 1986](#)), Kuiper ([Kuiper, 1960](#)), Cramer-von Mises ([Anderson & Darling, 1952](#)), Anderson-Darling (AD) ([Anderson & Darling, 1954](#)), Shapiro-Wilk (SW) ([Shapiro & Wilk, 1965](#)), Shapiro-Francia ([Shapiro & Francia, 1972](#)), e os relacionados aos momentos, como os testes de Jarque-Bera (JB)/Jarque-Bera robusto (JBR) ([Jarque & Bera, 1987](#)), *skewness* e *kurtosis* (veja [Thode, 2002](#), para uma revisão mais completa). Outros são usados para verificar a modalidade das distribuições como o teste dip ([Hartigan et al., 1985](#)), o teste de Silverman ([Silverman, 1981](#)) e o teste de Cheng-Hall ([Cheng & Hall, 1998](#)).

O desempenho ou eficiência para avaliar a normalidade indica a robustez de um teste (ou método de forma geral) em diagnosticar de forma correta uma distribuição em múltiplos casos variados, ou seja, em minimizar a quantidade de falsos positivos (erros estatísticos de tipo I) e falsos negativos (erros estatísticos de tipo II). Algumas comparações entre vários testes de normalidade comentados acima, encontradas na literatura, indicam o seguinte: (1) SW tem melhor desempenho do que χ^2 e KS contra distribuições de cauda curta simétrica, assimétrica e de caudas curtas e longas ([Shapiro & Wilk, 1965](#)), (2) SW tem melhor desempenho do que JB para distribuições com caudas curtas ([Thadewald & Büning, 2007](#)), (3) JB tem melhor desempenho do que SW contra as distribuições da família Pearson ([Jarque & Bera, 1987](#)) e (4) AD tem melhor desempenho para detectar normalidade quando comparado com o teste de Kolmogorov e χ^2 , sendo o mais apropriado para amostras pequenas ([Hou et al., 2009](#)).

Os diferentes testes estatísticos podem resultar em diagnósticos divergentes, como comentado acima, criando dificuldades no problema de analisar as diferenças significativas entre uma distribuição de velocidades observada e a distribuição gaussiana (e.g. [Beers et al., 1990](#)). Além disso, sistemas com pequeno número de galáxias, como os grupos, introduzem uma dificuldade estatística adicional. Isto motiva a busca de novos métodos de avaliação de gaussianidade mais robustos e confiáveis.

Distância de Hellinger

Na tentativa de obter maior confiabilidade na avaliação de gaussianidade sobre uma distribuição de velocidades observada, [Ribeiro et al. \(2013\)](#) utilizam um novo parâmetro: a Distância de Hellinger (HD). HD estima a distância entre a distribuição de velocidades empírica e a distribuição gaussiana, sendo uma aproximação estável da métrica de informação de Fisher (e.g. [Amari, 2012](#)). A métrica HD no espaço discreto está definida como:

$$HD^2(p, q) = 2 \sum_x \left[\sqrt{p(x)} - \sqrt{q(x)} \right]^2,$$

onde p e q são as distribuições de probabilidade definidas no espaço da variável aleatória $x \in X$. Definido desta forma, HD toma valores no intervalo $[0, \sqrt{2}]$, mas alguns autores preferem utilizar o intervalo normalizado (e.g. [Le Cam, 1986](#)).

[Ribeiro et al. \(2013\)](#) calibraram HD variando o número de pontos N de distribuições gaussianas simuladas. Ajustaram uma curva do tipo *spline* cúbico sobre as medianas,

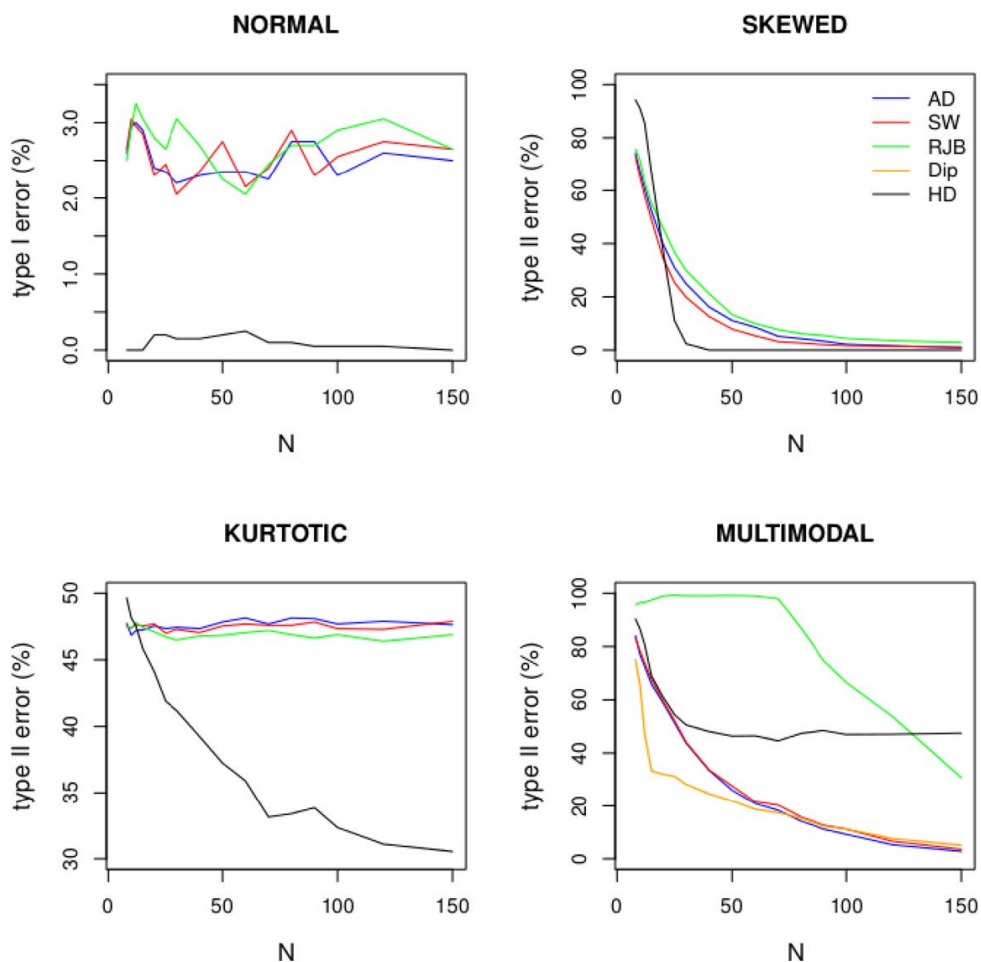


Figura 1.9. Comparação entre testes de hipótese para a determinação dos erros de tipo I e tipo II, para quatro diferentes casos de desvios de gaussianidade, variando o número de pontos N . Os testes estão indicados na legenda do painel superior direito: HD em preto, Anderson-Darling (AD) em azul, Shapiro-Wilk (SW) em vermelho, Jarque-Bera robusto (RJB) em verde e Dip em laranja. Figura reproduzida de [Ribeiro et al. \(2013\)](#).

subtraindo os valores de HD simulados desta curva para remover o efeito de viés observado com a variação de N . Em seguida, estabeleceram um limiar de 3σ para classificar distribuições com HD inferiores como gaussianas ($HD < 0.05$) (vide Figura 2 dos autores). Posteriormente usaram os testes AD, SW, JBR para avaliar gaussianidade e dip, MCLUST¹⁵ e *processos de Dirichlet* para detectar multimodalidade em novas distribuições simuladas, variando o número de pontos. A comparação de desempenho entre todos os métodos mostrou que a métrica HD é menos vulnerável a erros estatísticos de tipo I e tipo II (veja Figura 1.9).

Mais recentemente, [de Carvalho et al. \(2017\)](#) (referenciado a continuação como dC17) propuseram uma nova calibração para HD: variando o número de pontos N no intervalo $N \in [8 - 1000]$, foram simuladas 1000 distribuições $\mathcal{N}(\mu = 0, \sigma = 1)$, e para cada N se determinaram os valores HD de cada simulação e se estabeleceu um limite $HD_{\text{lim}} = \widetilde{HD} + 3\sigma$, sendo \widetilde{HD} a mediana dos valores simulados de HD (Figura 1.10). Como critério de discriminação, dC17 exige que, após 1000 simulações via bootstrap de uma distribuição observada, os valores determinados de HD devem pertencer pelo menos o 70% das vezes¹⁶ na região abaixo de HD_{lim} , para ser automaticamente classificada como gaussiana ou unimodal, e por outra parte, pertencer pelo menos o 70% das vezes acima de HD_{lim} para receber classificação de não gaussiana ou multimodal. dC17 também realizaram comparações de desempenho entre HD e MCLUST sobre dados simulados, mostrando uma ligeira vantagem a favor de HD. Assim, o trabalho de dC17 confirma a HD como um indicador confiável de gaussianidade/unimodalidade para ser aplicado nas distribuições de velocidades observadas em aglomerados com riqueza $N \geq 20$. Nesta Tese, a caracterização dinâmica dos aglomerados será feita com base na métrica HD.

Ressalva - o problema da linha de visada Um estudo recente de [Roberts & Parker \(2019\)](#), usando dados da simulação MultiDark Planck 2 ([Klypin et al., 2016](#)), mostra que a frequência com que um sistema é classificado como gaussiano ou não gaussiano é dependente da linha de visada com que se observa o sistema, podendo introduzir erros de classificação de tipo I entre 5% e 40% das vezes, dependendo da massa do sistema. Entretanto, [Roberts & Parker \(2019\)](#) argumentam que o efeito principal de dispormos de uma única linha de visada acessível observacionalmente é atenuar as diferenças entre as amostras de aglomerados G e NG. Os autores concluem ainda que, devido a esta impureza observacional, as diferenças encontradas em diversos trabalhos podem ser interpretadas como um limite inferior para a diferença real entre sistemas G e NG, reforçando que estes devem de fato constituir estágios dinâmicos distintos.

¹⁵Método de agrupamento ou *clusterização* de dados aplicando modelos gaussianos (veja apêndice A).

¹⁶A escolha da frequência de 70% por dC17 é completamente arbitrária, embora baseada nos muitos testes realizados pelos autores.

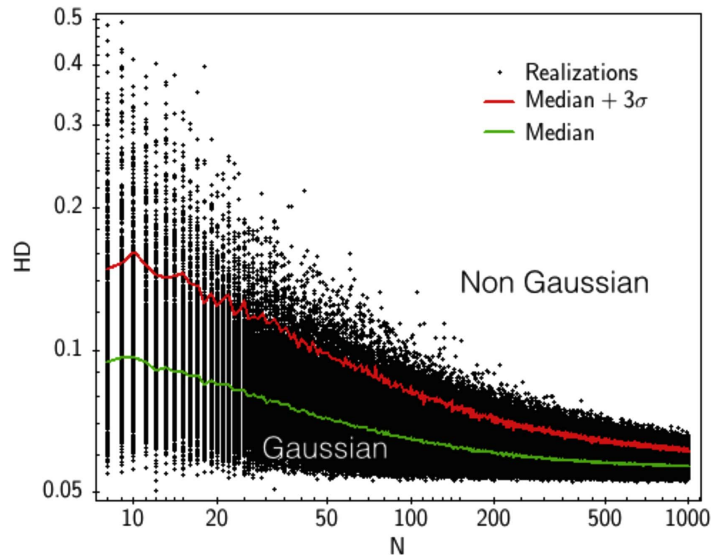


Figura 1.10. Calibração da relação entre HD e o número de pontos, N , amostrando a distribuição. Como está indicado, a linha contínua verde indica a mediana de HD para um dado N . A linha vermelha contínua indica a mediana de $HD+3\sigma$, sendo σ o desvio padrão medido para cada N . Esta linha é usada para separar sistemas G de NG. Figura reproduzida de [de Carvalho et al. \(2017\)](#).

1.6 Estado dinâmico de aglomerados & evolução das galáxias

É comum caracterizar o ambiente dos aglomerados em função da densidade local das galáxias, mas vários estudos sugerem que um ingrediente fundamental na evolução em ambientes densos é dado por seu estado dinâmico. Isto sugere que o grau de relaxação de um aglomerado também pode atuar como um fator que regula as interações entre as galáxias e o meio intraglomerado. A razão para isto relaciona-se à dependência da maioria dos efeitos ambientais sobre as galáxias em relação a suas órbitas. Sabe-se que em $z \lesssim 0.3$ galáxias de tipo precoce (E+S0) possuem órbitas mais isotrópicas do que as de tipo tardio (espirais e irregulares) (e.g. [Biviano & Poggianti, 2009](#)) e que as populações de galáxias em aglomerados experimentam evolução orbital ([Benatov et al., 2006](#)) de forma que aglomerados em *redshifts* mais altos possuem maior fração de órbitas anisotrópicas. Esta segregação orbital tem sérias implicações sobre a atuação dos mecanismos físicos que afetam as galáxias. Por exemplo, [Vollmer et al. \(2001\)](#) encontram que galáxias em órbitas radiais são deficientes em HI, independentemente de suas morfologias. Este resultado é confirmado pelo estudo de [Solanes et al. \(2002\)](#), que mostrou ainda que a dispersão de velocidades das galáxias deficientes em HI no aglomerado de Virgo não diminui com o raio, interpretando isto como indicação de perturbações no potencial gravitacional e existência de subestruturas. O efeito de assédio galáctico também pode ser afetado pelos parâmetros orbitais das galáxias ([Moore et al., 1996](#); [Smith et al., 2010, 2015](#)), tal que galáxias em

órbitas mais alongadas experimentam mais efeito de assédio. Finalmente, a isotropização e/ou circularização de órbitas pode ter sua escala de tempo alterada para sistemas dinamicamente perturbados (Tremaine et al., 1975; Merritt, 1985). Considerando que $\sim 40\%$ das galáxias de um aglomerado com $\sim 10^{14} M_{\odot}$ em $z = 0$ foram acregadas no interior de grupos com massas $\sim 10^{13} M_{\odot}$ (McGee et al., 2009), e que estes grupos provenientes do *infall* interagem localmente com a matéria nos aglomerados aonde ingressam, devemos imaginar que essas perturbações dinâmicas possam afetar a distribuição de órbitas dentro dos aglomerados. Casos extremos de perturbações estariam relacionadas a encontros entre aglomerados de massa semelhante. De modo geral, em todas estas situações, o potencial de um aglomerado será afetado, alterando as órbitas das galáxias e, conseqüentemente, a intensidade dos efeitos ambientais que atuam sobre elas.

Existem várias evidências da hipótese de que o estado dinâmico dos aglomerados relaciona-se com a evolução de seus membros. Tomando a distribuição de velocidades das galáxias como indicador de relaxação, sistemas gaussianos (G) e não gaussianos (NG) mostram diferenças significativas em relação às propriedades de suas galáxias membro. Ribeiro et al. (2013) encontram que em grupos G existe uma diferença significativa entre as propriedades que caracterizam a formação estelar de galáxias de baixo fluxo. Objetos radialmente mais internos formariam menos estrelas do que os membros mais periféricos, sugerindo uma influência do ambiente segregando as galáxias radialmente. Deve-se notar que os autores não encontraram esse tipo de segregação em sistemas NG, o que poderia indicar que as propriedades das galáxias nesses sistemas ainda refletem um estágio dinâmico anterior e/ou uma perturbação recente capaz de anular diferenças radiais em suas propriedades. Por outro lado, existe um aumento da taxa de formação estelar média em sistemas NG (Cohen et al., 2015; Roberts & Parker, 2017), sendo que as galáxias menos luminosas, encontradas principalmente nas regiões externas dos aglomerados, apresentam metalicidades mais altas, o que pode ser interpretado como evidência de pré-processamento, ou seja, algum nível de evolução das galáxias em outros ambientes antes que estas ingressem nos aglomerados (veja e.g. Dressler et al., 2004; de Carvalho et al., 2017). Outra diferença importante se manifesta na distribuição de luminosidades: sistemas NG apresentam magnitudes absolutas características menores em relação a sistemas G (Martínez & Zandivarez, 2012), sugerindo distintas histórias de formação entre sistemas G e NG. Levando em conta a taxa de formação estelar específica (SSFR¹⁷) pretende discriminar aglomerados G e NG do ponto de vista das propriedades de suas galáxias membro.

- Primeiro, dC17 encontraram que o 76% dos grupos de Yang et al. (2007) com massas acima de $10^{14} M_{\odot}$ possuem distribuições de velocidades gaussianas. Também encontram evidências de que galáxias de baixa luminosidade das regiões externas de

¹⁷A taxa de formação estelar específica $SSFR = SFR/M_{\star}$, onde as taxas de formação estelar (SFRs) são obtidas usando as linhas de emissão nebulosa descritas por Brinchmann et al. (2004).

grupos NG estão caindo pela primeira vez no potencial dos sistemas. Além disso, estas galáxias são mais velhas e metálicas em relação às galáxias no mesmo regime de luminosidade em sistemas G. Os autores concluem sugerindo que sistemas NG possuem uma alta taxa de *infall* de galáxias com certo nível de pré-processamento.

- Segundo, [Costa et al. \(2018\)](#) estudaram os perfis de dispersão de velocidades (VDP, *velocity dispersion profile*) de sistemas G e NG, e encontraram que o VDP empilhado dos grupos G mostram um pico central, seguido de um comportamento monótono decrescente, indicando o predomínio de órbitas radiais. Também mostraram que o VDP empilhado contendo apenas objetos mais luminosos mostra menor dispersão de velocidades em todos os raios projetados. Analisando os sistemas NG, o VDP empilhado exibe uma característica particular: uma depressão na região central, seguida de elevação, sugerindo uma alta probabilidade de *infall* de galáxias, sobretudo galáxias de baixo fluxo.
- Terceiro, o estudo feito por [Nascimento et al. \(2019\)](#) encontra uma forte segregação espacial entre galáxias com diferente formação estelar em ambos os sistemas G e NG. Para a população com baixa taxa de formação estelar em sistemas G também se observa segregação de velocidades com a luminosidade. Estes resultados serão abordados com maior detalhe no Capítulo 5.
- E quarto, o estudo feito por [de Carvalho et al. \(2019\)](#) sobre o histórico de formação estelar em elípticas e espirais revela diferenças significativas entre as espirais de baixo fluxo de sistemas G e as análogas em sistemas NG. A análise feita pelos autores indica que a massa acretada através destas galáxias revela uma alta taxa de *infall* de objetos ricos em gás sobre grupos NG.

Estes e outros estudos sugerem uma conexão entre os processos de evolução nas galáxias e o estado dinâmico dos aglomerados onde elas se encontram, mas alguns aspectos desta relação ainda não foram investigados. Por exemplo, não sabemos exatamente o papel de galáxias de tipo intermediário, morfologicamente ou em termos de taxa de formação estelar, na distinção entre sistemas G e NG. Este vem a ser o tópico central desta Tese. Os principais resultados aqui apresentados referem-se ao artigo [Morell et al. \(2020\)](#), publicado recentemente e anexado no apêndice D. No Capítulo 5, são discutidos alguns resultados relacionados ao tema desta Tese que foram publicados em artigos em que participei como colaborador: [Rosa et al. \(2018\)](#) e [Nascimento et al. \(2019\)](#). No Capítulo 6, são apresentadas as conclusões gerais e, finalmente, no Capítulo 7 apresento alguns desdobramentos deste trabalho em estudos futuros e/ou em andamento.

Capítulo 2

Dados Utilizados e Classificação de galáxias no espaço idade-SSFR

2.1 Descrição dos dados

A principal amostra de estudo compreende galáxias em aglomerados dentro do campo do levantamento SDSS DR7 (*Sloan Digital Sky Survey, Data Release 7*). A seguir detalhamos o processo de seleção dos dados empregados neste trabalho.

2.1.1 O levantamento SDSS e o catálogo base de aglomerados de galáxias

O SDSS consiste num extenso imageamento digital calibrado fotometricamente e astrometricamente, ao redor dos 30° de latitude Galáctica em cinco bandas ópticas (u, g, r, i, z), a uma profundidade de $g' = 23^m$ (Pier et al., 2003). A espectroscopia abarca aproximadamente um milhão de galáxias e 100 mil quasares do catálogo de objetos fotométricos produzido pelo estudo de imageamento (York et al., 2000). O levantamento é conduzido por um telescópio dedicado de 2.5 metros (Gunn et al., 2006), localizado no Observatório Apache Point (APO), próximo de Sacramento Peak ao sul de Novo México (Abazajian et al., 2009). Os dados observados são reduzidos através de uma *pipeline* fotométrica dedicada (PHOTO, Lupton et al., 2001).

Na medida que o levantamento progride, os dados são liberados para a comunidade científica (e para o público em geral), em incrementos (*releases*) anuais. A primeira fase do SDSS (chamada de SDSS-I) mapeou mais de 8 mil graus quadrados de céu entre os anos 2000 e 2005. O segundo levantamento, SDSS-II, ocorreu entre 2005 e 2008, aumentou ainda mais o conjunto total de observações. Com cada liberação de dados, a colaboração do SDSS publica um artigo em que descreve os dados, o processo de aquisição de dados e outros detalhes do projeto. O lançamento de dados públicos mais recente do SDSS-IV é o Data Release 16 (DR16), lançado em dezembro de 2019. Os detalhes do DR16 estão

descritos no documento de [Ahumada et al. \(2020\)](#).

A nossa amostra de aglomerados de galáxias está definida a partir do catálogo de [Yang et al. \(2007\)](#) (referenciado a continuação como Y07) atualizado pelos autores para galáxias do SDSS DR7. O DR7 é o sétimo maior de uma série final de dados liberados do SDSS-II; tem sido usado pelo nosso grupo de trabalho e possui valores adicionados de interesse como a classificação dinâmica dos grupos e aglomerados (veja §2.1.3). Cobre 11,663 graus quadrados (quase um terço do céu) com dados imageados e contém fotometria para 357 milhões de objetos distintos. Possui mais de 1.6 milhões de espectros em total, incluindo 930 mil galáxias, 120 mil quasares e 460 mil estrelas ([Abazajian et al., 2009](#)).

Originalmente Y07 selecionaram grupos de galáxias do SDSS DR4 usando uma versão modificada de um algoritmo buscador de grupos baseados em halos (*Halo-based Group Finder* ou HGF) ([Yang et al., 2005](#)). Diferentemente do tradicional método FoF (*friend-of-friends*), o algoritmo HGF é um método iterativo baseado num filtro adaptativo modelado pelas propriedades dos halos de matéria escura, e capaz de detectar pequenos grupos, cobrindo assim um amplo intervalo de massas de grupos.

Para encontrar os grupos catalogados por Y07, o HGF (1) determina os potenciais centros de grupos usando diferentes métodos, por exemplo FoF, (2) determina a luminosidade característica destes grupos, definida como a luminosidade combinada dos membros, (3) estima o tamanho, a massa e a dispersão de velocidades dos halos associados com estes potenciais grupos, (4) atualiza os membros dos grupos usando informação do halo e (5) itera o ciclo com os membros redefinidos recalculando os centros e recomeçando do passo (2), até não encontrar mudanças nos membros associados em determinado grupo. Em seguida são calculadas as relações massa-luminosidade (M/L) para os grupos no catálogo resultante e se retorna ao passo (1), iterando novamente até convergir na relação M/L .

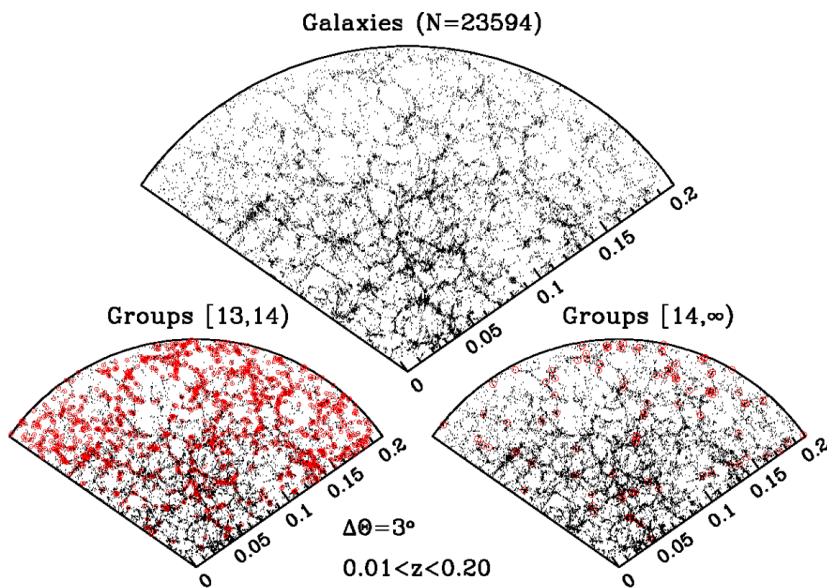


Figura 2.1. Distribuição de galáxias em um subconjunto do SDSS DR4. Os grupos de Yang são marcados em vermelho. Figura reproduzida de Y07.

Desta forma Y07 encontram 301,237 grupos no SDSS DR4 em 4514 graus quadrados do céu, com $0.01 < z < 0.20$; deles, 5330 grupos (1.8%) possuindo riquezas $N > 3$. Posteriormente Y07 atualizaram o catálogo de grupos aplicando o HGF no campo do SDSS DR7. Com uma cobertura maior (7748 graus quadrados), encontraram um total de 472,504 grupos no intervalo $0.01 < z < 0.20$, dos quais 9938 (2.1%) têm riquezas $N > 3$, veja na Figura 2.1 uma fatia dos dados do SDSS-DR4 contendo os grupos de Yang em dois intervalos de massa: $10^{13} - 10^{14} M_{\odot}$ e $> 10^{14} M_{\odot}$.

2.1.2 Seleção da amostra de estudo de aglomerados de galáxias

A amostra de estudo de aglomerados de galáxias foi selecionada da forma descrita por dC17, e que detalhamos a continuação. Foram escolhidos 319 grupos de Y07 com pelo menos 20 membros dentro do raio virial¹. Usando as coordenadas do catálogo de Y07 atualizado para estes grupos, foram extraídas, usando a plataforma CasJobs², galáxias do SDSS DR7 dentro de $\pm 4000 \text{ km s}^{-1}$ e 3 Mpc em distância projetada, ao redor destas coordenadas. As galáxias foram selecionadas em $0.03 \leq z \leq 0.10$, e com magnitudes Petrosianas $r < 17.77^3$. A escolha do limite inferior em *redshift* $z = 0.03$ evita os efeitos de abertura⁴ na obtenção dos parâmetros estelares, que são medidos dentro do diâmetro da fibra espectroscópica de $3''$ do SDSS.

Os membros de cada aglomerado são determinados usando os centros de Y07, pelo método iterativo *shifting-gapper* (Fadda et al., 1996; Lopes et al., 2009b), onde os objetos intrusos são identificados como aqueles separados do corpo principal por uma brecha (*gap*) variável em velocidade. Para isto, os raios projetados são ordenados e classificados em bins de tamanho $0.42 h^{-1} \text{ Mpc}$ (0.60 Mpc para $h = 0.7$) ou maior, forçando a seleção de pelo menos 15 galáxias. A extensão máxima do aglomerado se estabelece em $2.5 h^{-1} \text{ Mpc}$ (3.57 Mpc para $h = 0.7$) ou no limite para o qual a separação radial entre duas galáxias consecutivas seja maior do que $0.7 h^{-1} \text{ Mpc}$. O processo é repetido até não encontrar mais galáxias intrusas. Uma vantagem do método sobre outros é que ele não assume nenhuma hipótese sobre o estado dinâmico do aglomerado. Além disso, esta técnica demonstrou ser das três melhores na literatura na determinação de massas para aglomerados (Old et al., 2015). Uma vez excluídos as intrusas, foram determinadas algumas propriedades dinâmicas relevantes dos sistemas como R_{200} , M_{200} e a dispersão de velocidades através da análise *virial* (veja Lopes et al., 2009b).

Em seguida consideramos dois intervalos de luminosidade, o de mais alto fluxo (B, *bright*) compreendendo galáxias com $M_r \leq -20.55$, e o de baixo fluxo (F, *faint*) com

¹dC17 verificam que isto se corresponde com uma distribuição de massas com média $\sim 10^{14} M_{\odot}$.

²<http://skyserver.sdss.org/CasJobs/>

³Os valores cosmológicos adotados foram $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.27$ e $\Omega_{\Lambda} = 0.73$. O uso de uma cosmologia mais atualizada, por exemplo, a determinada por Planck Collaboration et al. (2020), não muda os resultados obtidos nesta Tese.

⁴Os espectros do SDSS mapeiam só as regiões centrais para galáxias muito próximas ($z < 0.03$).

$-20.55 < M_r \leq -18.40$. Assim, temos os nossos aglomerados de galáxias separados em dois regimes: sistemas F com $0.03 \leq z \leq 0.04$ caracterizados por uma função de luminosidade até $\sim M^* + 3$, e sistemas B com $0.04 < z \leq 0.10$ (veja Figura 2.2).

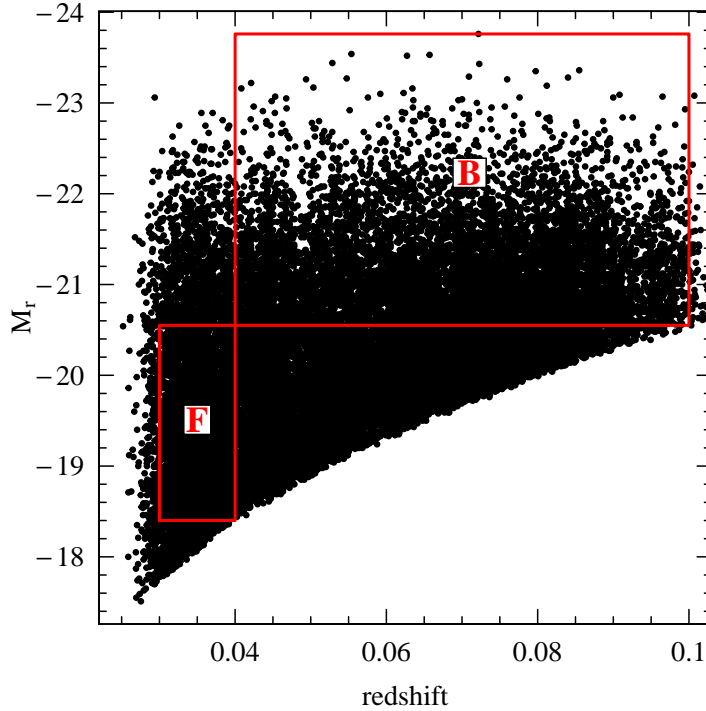


Figura 2.2. Definição das subamostras de galáxias em aglomerados em regimes de luminosidade fraco (F) e brilhante (B), garantindo a completude em magnitude absoluta.

2.1.3 Valores adicionados ao catálogo

A nossa amostra foi complementada com informação relevante para o nosso estudo. Por exemplo, adicionamos algumas propriedades espectroscópicas das tabelas do SDSS DR12 (Alam et al., 2015), através de um *cross-match* por coordenadas dentro de um raio máximo de $0.5''$ usando a plataforma CasJobs. Especificamente, obtivemos valores de massa estelar e SSFR da tabela *galSpecExtra* (Kauffmann et al., 2004), que se correspondem com os parâmetros *lgm_tot_p50* e *specsfr_tot_p50*, respectivamente. Também foram incluídas as classificações espectrais *eclass* da tabela *SpecObj* do SDSS DR7, as quais se baseiam nos primeiros dois coeficientes de expansão da análise por componentes principais (PCA) sobre ~ 170 mil espectros (Yip et al., 2004). O parâmetro *eclass* varia entre -0.35 e 0.5 , onde maiores valores se correspondem com tipos tardios ou AGNs.

Idades (em Gyr) e metalicidades (em logaritmo de unidades solares) médias das populações estelares, ponderadas por luminosidade, foram obtidas por dC17 usando o código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005) e adicionadas aos nossos dados. A determinação das incertezas para as idades e metalicidades foi avaliada por dC17 de duas formas. Primeiramente, as estimativas foram comparadas com as obtidas aplicando o método

PCA por [Chen et al. \(2012\)](#), obtendo os seguintes resíduos relativos aos valores do DR12: $\Delta\text{Idade} = 3.5 \pm 2.7$ Gyr; $\Delta[\text{Z}/\text{H}] = -0.01 \pm 0.08$. Segundo, as incertezas são calculadas usando observações repetidas para uma mesma galáxia do SDSS DR7 (6148 observações repetidas de 2543 galáxias), obtendo uma distribuição de resíduos com: $\Delta\text{Idade} = 0.0 \pm 1.2$ Gyr; $\Delta[\text{Z}/\text{H}] = 0.00 \pm 0.04$.

Foram adicionadas estimativas das massas estelares dos bojos para as galáxias da nossa amostra. Esta informação foi obtida a partir do catálogo de [Mendel et al. \(2014\)](#), determinada para ~ 660 mil galáxias do SDSS DR7. As massas são baseadas no catálogo homogêneo da fotometria nas bandas g e r descrito por [Simard et al. \(2011\)](#), e estendido com decomposições fotométricas bojo+disco, ajustando perfis de Sérsic nas bandas u , i e z no SDSS. Deste último catálogo extraímos a razão bojo-disco (B/T) na banda r , a partir da decomposição bojo+disco com parâmetro de Sérsic livre para o bojo assim como o índice de Sérsic (total) para as galáxias (veja Tabelas 2 e 3 de [Simard et al. \(2011\)](#), respectivamente).

Foi incluída informação morfológica para as galáxias. Por uma parte, usamos o catálogo de [Domínguez Sánchez et al. \(2018\)](#), que fornece os tipos T relacionados à sequência de Hubble para ~ 670 mil galáxias do SDSS. Os autores treinaram redes neurais convolucionais usando informação morfológica do Galaxy Zoo 2 (GZ2, [Willett et al., 2013](#)) e do catálogo de classificações visuais de [Nair & Abraham \(2010\)](#), e disponibilizaram o catálogo obtido. Por outra parte, incluímos o parâmetro morfométrico G_2 a partir do catálogo de [Barchi et al. \(2020\)](#). G_2 é um excelente divisor entre os tipos morfológicos iniciais e tardios ([Rosa et al., 2018](#)), computado usando o segundo momento do gradiente sobre a imagem do objeto via o código *CyMorph* ([Barchi et al., 2020](#)). O leitor pode encontrar uma descrição dos catálogos usados para complementar a informação da nossa amostra no apêndice B.

Para obter as variáveis do espaço de fases e realizar a análise cinemática determinamos as velocidades projetadas na linha de visada (v_{los}) e os raios “clustercêntricos” (R) projetados para as galáxias da nossa amostra, como:

$$v_{\text{los}} = c \frac{z_{\text{gal}} - z_{\text{clus}}}{1 + z_{\text{clus}}}; \quad R = d_A(z)\theta,$$

onde z_{gal} é o *redshift* medido para a galáxia em questão, z_{clus} é o *redshift* médio do aglomerado, c a velocidade da luz, d_A a distância do diâmetro angular e θ a distância esférica entre a posição da galáxia e o centro do sistema.

Sendo que o nosso objetivo principal é investigar conexão do estado dinâmico dos aglomerados com a evolução das galáxias, incluímos a classificação dinâmica dos aglomerados de [dC17](#) a partir do estimador HD, nos casos em que o diagnóstico resultou em distribuições de velocidades gaussianas (171 grupos) ou não gaussianas (43 grupos) partindo do método de classificação proposto pelos autores. Isto reduziu a amostra original de 319

para 214 aglomerados. O corte em luminosidade comentado acima resultou numa redução adicional na amostra de 214 para 146 aglomerados no final, contendo um total de 6642 galáxias.

Tabela 2.1. Propriedades das quatro amostras de estudo. Os erros das medianas estão determinados como $0.7415 \times (Q_{0.75} - Q_{0.25})$, onde $Q_{0.25}$ e $Q_{0.75}$ são os quantis de 25% e 75% da distribuição, respectivamente.

Subamostra	N_{ag}	N_{gal}	$\log(M_{200}/M_{\odot})$	$R_{200}(\text{Mpc})$
GB	98	3662	14.45 ± 0.30	1.10 ± 0.25
NGB	26	1239	14.67 ± 0.53	1.23 ± 0.56
GF	12	699	14.38 ± 0.24	0.95 ± 0.19
NGF	10	1042	14.74 ± 0.31	1.32 ± 0.32

Na presente Tese, comparamos as propriedades das galáxias entre sistemas gaussianos (G) e não gaussianos (NG), separando por regime de luminosidade, definindo desta forma quatro subamostras para serem analisadas subsequentemente: GB, NGB, GF e NGF. A Tabela 2.1 apresenta as principais propriedades destas subamostras: o número de aglomerados (N_{ag}), o número de galáxias (N_{gal}), e as medianas de M_{200} e R_{200} .

2.2 Classificação de galáxias no espaço idade-SSFR

Um método amplamente usado para identificar populações de galáxias com diferentes graus de formação estelar é através da separação por cores no óptico. É conhecido também que as cores sofrem de degenerescência em idade, metalicidade e extinção por poeira (e.g. Gallazzi et al., 2005), e não são adequadas para representar valores baixos da taxa de formação estelar (e.g. Dressler & Abramson, 2015). Cortese (2012), usando taxas de formação estelar calculadas a partir dos fluxos no ultravioleta (UV) e no infravermelho médio, concluíram que somente cores ópticas não são capazes de distinguir entre galáxias com formação estelar ativa daquelas com pouca ou nenhuma formação estelar (passivas).

As cores $\text{NUV}-r$ (e.g. Wyder et al., 2007), e de forma geral NUV -óptico, são uma melhor aproximação da taxa de formação estelar específica (SSFR) do que as cores puramente no óptico, especialmente nos limites mais baixos de SSFR (Salim, 2014), mas mesmo para *redshifts* próximos de zero a correção do fluxo NUV pelos efeitos de extinção por poeira constitui uma tarefa complicada, na ausência de fotometria de *multibanda* (Belfiore et al., 2018). Além disso, as cores UV -óptico sempre causam uma redução do tamanho da amostra. Para a nossa amostra, nem todos os objetos foram observados pelo GALEX (*Galaxy Evolution Explorer*, Martin et al., 2005; Morrissey et al., 2007), e esta redução atinge $\sim 22\%$.

Alguns autores abordam este problema substituindo as cores pela SSFR (*specific star formation rate*) (e.g. Wetzel et al., 2012), que permite definir o grau de passividade (*quies-*

cence) dos objetos, assim como separá-los a partir da bimodalidade das galáxias. A SSFR também constitui uma ótima aproximação do histórico de formação estelar e o estágio evolutivo das galáxias (e.g. [Salim, 2014](#); [Brennan et al., 2015](#); [Eales et al., 2017](#)). Em nosso trabalho usaremos a SSFR em conjunto com a idade das populações estelares para caracterizar a evolução das galáxias.

2.2.1 Galáxias no plano idade-SSFR

A idade média da população estelar e SSFR (e de forma geral, as propriedades das populações estelares) possuem distribuições bimodais, para galáxias a *redshifts* médios e baixos (e.g. [Kauffmann et al., 2003](#); [Gallazzi et al., 2005](#); [Wetzel et al., 2012](#)). A SSFR indica a taxa de formação estelar por unidade de massa, enquanto que a idade é um traçador do tempo transcorrido desde o último surto de formação estelar, para a população mais jovem. As galáxias da sequência principal de formação estelar (SFMS, *Star Formation Main Sequence*) possuem tipicamente baixas massas, enquanto que galáxias com baixa SSFR são dominantes na região de altas massas. Este comportamento é interpretado como uma evolução através da SFMS a uma taxa de formação estelar constante até atingir um valor de massa estelar (ou do halo) “crítica” e depois evoluir passivamente (*mass quenching*) (e.g. [Peng et al., 2010](#); [Abramson et al., 2014](#)).

Considerando a massa estelar como indicadora de formação estelar no passado, o valor de SSFR então estaria comparando as formações estelares atual e passada. Assumindo uma taxa de formação estelar constante com o tempo em baixos *redshifts* (e.g. [Kennicutt, 1998](#)) então a SSFR seria proporcional ao inverso da idade das galáxias. No Universo próximo a SSFR decresce com o aumento da massa estelar, isto é, as galáxias massivas formaram suas estrelas no passado enquanto que as menos massivas possuem uma formação estelar mais ativa, ou analogamente, a idade média das populações estelares das galáxias massivas é maior do que aquelas em galáxias menos massivas (e.g. [Li et al., 2011](#); [Belfiore et al., 2018](#)). Isto sugere uma distribuição bimodal no plano idade-SSFR com picos de densidade bem separados, fornecendo uma ferramenta útil para classificar galáxias em grupos evolutivos.

A Figura 2.3 apresenta as distribuições para nossas quatro subamostras definidas anteriormente (GB, NGB, GF, NGF) no espaço idade-SSFR. Em todos os painéis se identifica a bimodalidade esperada, com picos de alta concentração bem separados de objetos mais velhos e com baixa SSFR em GB e NGB, e uma inversão deste comportamento para GF e NGF, como é esperado no cenário de *downsizing*, onde as galáxias massivas observadas atualmente ($z \sim 0$) formaram a maior parte de suas estrelas antes das galáxias menos massivas (e.g. [Neistein et al., 2006](#); [Fontanot et al., 2009](#); [Gu et al., 2018](#)).

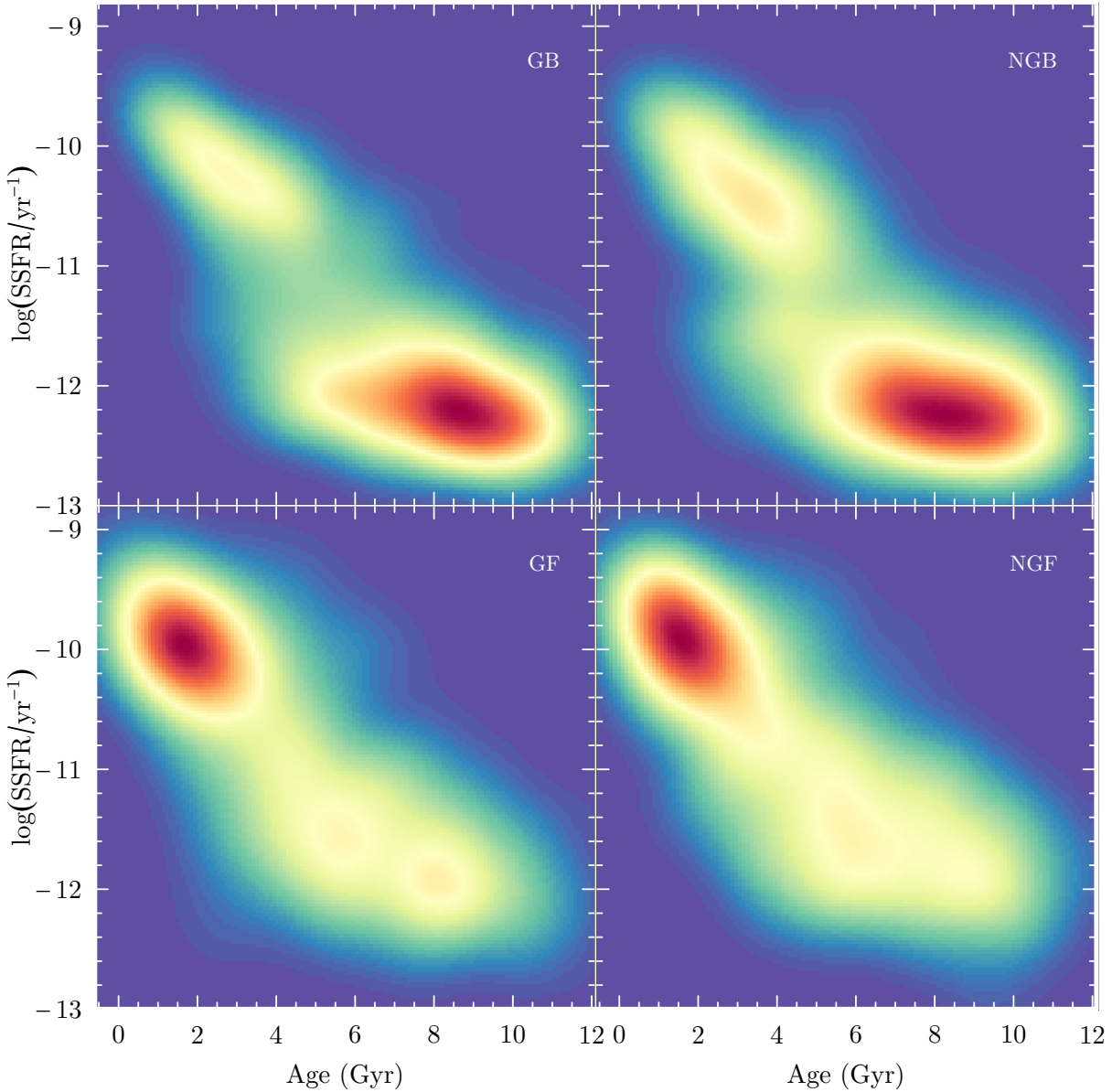


Figura 2.3. Mapas de densidade superficial de galáxias no plano idade-SSFR, para as amostras GB, NGB, GF e NGF. A densidade aumenta com as cores, de azul para amarelo e para vermelho.

2.2.2 Identificação de grupos evolutivos

O nosso objetivo agora é classificar objetos neste espaço. Isto é feito usando o código MCLUST no R (Scrucca et al., 2016), que já tem antecedentes de uso na astronomia (e.g. Einasto et al., 2012; Ribeiro et al., 2013, dC17).

Na análise de agrupamentos (ou *clusterização*) baseada em modelos, os dados são considerados uma mistura de densidades. Cada componente da mistura é modelada por uma distribuição normal caracterizada pelas matrizes da média e de covariância. De forma resumida, MCLUST realiza a clusterização através do ajuste de uma mistura de modelos gaussianos finitos aos dados, usando um algoritmo EM (*Expectation-Maximization*), e provendo o número ótimo de componentes como aquele de menor BIC (*Bayesian informa-*

tion criterion). No apêndice A pode se encontrar uma descrição detalhada do algoritmo implementado por MCLUST.

Aplicamos MCLUST na nossa amostra completa escolhendo o modelo de covariância mais geral “VVV” (variando volume, forma e orientação), que deu como resultado um melhor ajuste de mistura de modelos gaussianos composto de três componentes, ou seja, três populações diferentes no espaço idade-SSFR. Considerando que este é exatamente o número de componentes que de forma intuitiva esperamos obter (famílias de galáxias “azuis”, “verdes” e “vermelhas”). Em seguida testamos a robustez de tal resultado. Para cada população (componente de MCLUST), rodamos uma série de 1000 tentativas *bootstrap* no plano idade-SSFR, deixando fixa uma quantidade (idade ou SSFR) a cada vez. Fixando a idade obtivemos resultados para três componentes o 83% das vezes, e fixando SSFR o resultado se repetiu 91% das vezes. Desta forma o teste aplicado mostra consistência com a visão atual de como as galáxias evoluem no plano idade-SSFR.

Os grupos classificados finalmente são numerados como 1, 2 e 3 correspondentes com os pontos azuis, verdes e vermelhos, respectivamente, na Figura 2.3. As linhas horizontais tracejadas representam o separador das subamostras passivas e ativas em $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) = -11$ de acordo com [Wetzel et al. \(2012\)](#). Olhando para população 3 (pontos vermelhos) observamos que o intervalo de idade abrangido por sistemas GB e GF é similar, partindo de ~ 4 Gyr. Para sistemas NG isto não acontece: enquanto que a amostra NGB se estende desde ~ 6 Gyr, a amostra NGF parte de idades mais jovens ~ 2 Gyr, indicando episódios recentes de formação estelar neste tipo de objetos. Note também na Figura 2.4 que galáxias da população 1 (pontos azuis) estão distribuídas da mesma forma em relação à luminosidade, independentemente do estado dinâmico dos aglomerados. As amostras de galáxias mais luminosas GB e NGB têm a população 1 com idades $\lesssim 6$ Gyr, enquanto que as análogas de GF e NGF têm populações mais jovens, com idades $\lesssim 3$ Gyr.

As contagens e valores médios por população 1, 2 e 3 em idade e SSFR, para as quatro subamostras, estão apresentadas na Tabela 2.2. Podemos observar uma progressão clara desde objetos jovens e com altas SSFR para objetos velhos e com baixas SSFR, passando através da população intermediária. Esta sequência tem o suporte estatístico do teste de Kruskal-Wallis (KW) do pacote de R `PGIRMESS` ([Giraudoux, 2018](#)). O teste KW é usado para comparar duas ou mais populações e testar a hipótese nula de que todas as populações possuem iguais funções de distribuição, contra a hipótese alternativa de que pelo menos duas das populações possuem funções de distribuição diferentes ([Corder & Foreman, 2009](#)). É importante notar que o teste KW corrige o efeito de não complementaridade, tornando-o adequado quando são comparadas mais de duas amostras simultaneamente. No apêndice A encontra-se uma descrição detalhada do teste KW.

O teste KW encontra diferenças significativas para a grande maioria das variáveis consideradas, entre as populações ($1 \times 2 \times 3$), para o 95% de nível de confiança. Isto

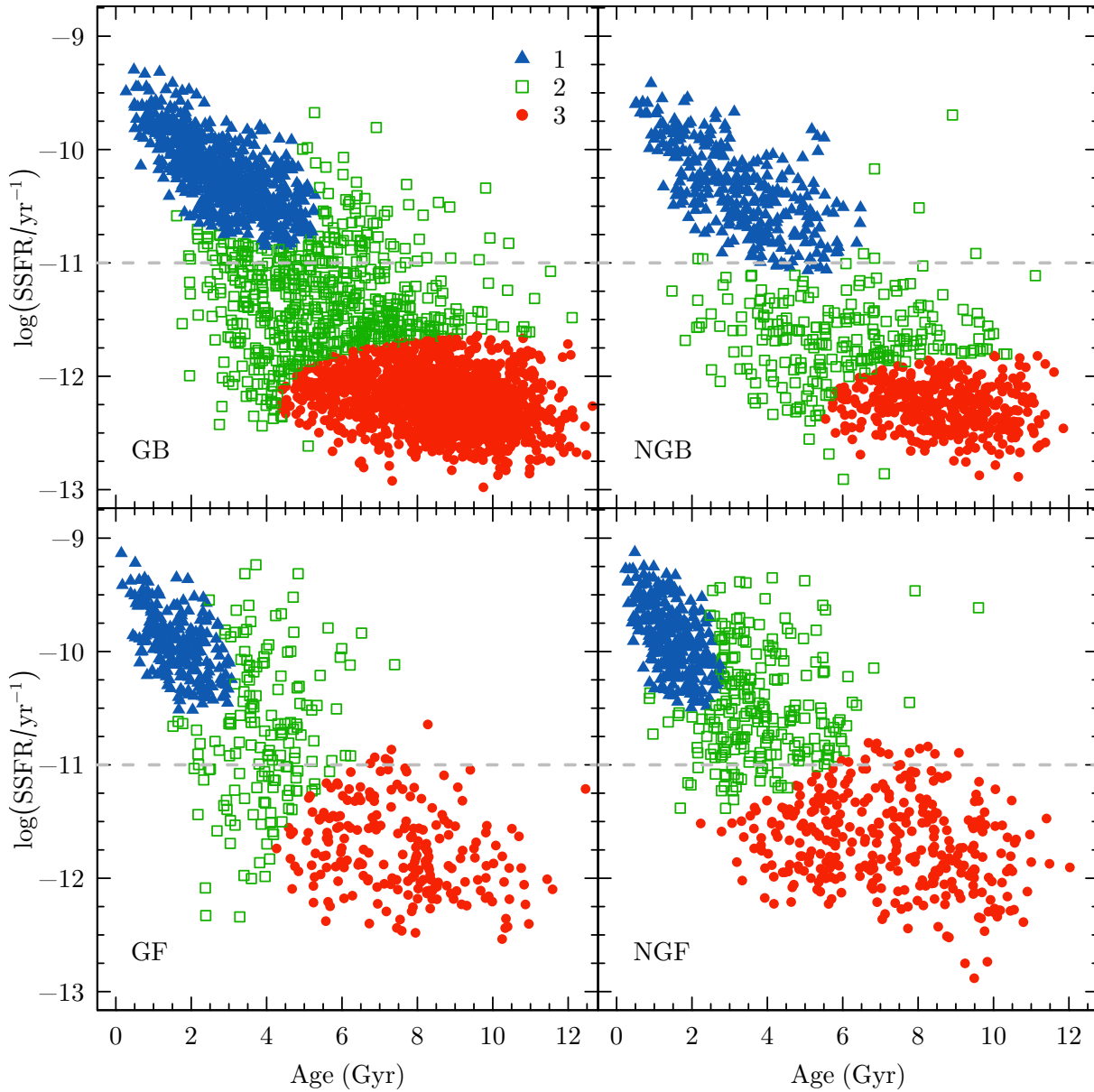


Figura 2.4. Classificação obtida por MCLUST para três componentes sobre galáxias em aglomerados no plano idade-SSFR, para cada subamostra GB, NGB, GF e NGF. Cada componente encontrada representa uma população azul, verde e vermelha denotadas pelos números 1, 2 e 3, respectivamente, indicando uma sequência evolutiva. As linhas cinza tracejadas horizontais indicam o separador usual entre galáxias que evoluem de forma *passiva* ou *ativa*, segundo [Wetzel et al. \(2012\)](#).

é observado independentemente das galáxias pertencerem a sistemas G ou NG, ou de serem B ou F. Este resultado indica que a sequência $1 \rightarrow 2 \rightarrow 3$ pode ser entendida como uma transição física desde a região de alta formação estelar ou SF (*star forming*) até a região de baixa formação estelar ou passiva (PAS), passando através do vale verde ou GV (*green valley*) ([Martin et al., 2005](#))⁵. Por outro lado, não há evidência de diferenças significativas entre as subamostras G e NG, somente entre B e F. Da Tabela 2.2 podemos

⁵Neste ponto podemos chamar às populações 1, 2 e 3 como SF, GV e PAS, respectivamente, e de forma indistinta, ao longo do texto.

Tabela 2.2. Contagens e valores médios de idade e SSFR para as populações 1, 2 e 3 obtidas por MCLUST, nas quatro subamostras analisadas.

Contagens				
População	GB	NGB	GF	NGF
1	707 (20%)	330 (27%)	247 (36%)	301 (30%)
2	819 (23%)	347 (28%)	179 (26%)	259 (26%)
3	2071 (57%)	544 (44%)	265 (38%)	437 (44%)
log(SSFR/yr⁻¹)				
População	GB	NGB	GF	NGF
1	-10.23±0.36	-10.39±0.44	-9.94±0.30	-9.89±0.32
2	-11.44±0.41	-11.68±0.28	-10.81±0.63	-10.60±0.49
3	-12.20±0.26	-12.27±0.22	-11.80±0.40	-11.68±0.41
Idade (Gyr)				
População	GB	NGB	GF	NGF
1	2.85±1.36	3.23±1.51	1.67±0.76	1.46±0.66
2	5.36±1.91	5.64±1.89	3.95±0.96	3.71±1.27
3	8.46±1.78	8.50±1.62	7.48±1.83	7.12±2.25

ver que as diferenças em idade e SSFR entre objetos da mesma classe em sistemas G e NG é menor do que a soma dos erros (em quadratura) ao redor das medianas. Na mesma tabela, observamos maiores diferenças nas contagens entre todas as subamostras.

Calculando as frações de galáxias nas populações 1, 2 e 3, encontramos (20% ± 2%, 23% ± 3%, 57% ± 2%) e (27% ± 2%, 28% ± 3%, 44% ± 2%) para as amostras GB e NGB, respectivamente. Portanto, para galáxias brilhantes, a proporção de objetos SF + GV é mais alta em sistemas NG (55% ± 4%) do que em sistemas G (43% ± 4%), e as galáxias PAS são dominantes em sistemas G. Por outra parte, as proporções encontradas para objetos F são similares: (36% ± 2%, 26% ± 3%, 38% ± 2%) e (30% ± 2%, 26% ± 4%, 44% ± 3%), para as amostras GF e NGF, respectivamente. Isto nos leva a um primeiro resultado: as galáxias parecem evoluir da mesma forma em todas as amostras, seguindo a sequência 1 → 2 → 3, mas a mistura de tipos difere entre sistemas GB e NGB. Para entender melhor este resultado, devemos investigar com mais detalhes a população intermediária, e usar um conjunto de propriedades mais amplo para avaliar em detalhe as diferenças e semelhanças entre as subamostras. Esta análise será abordada no próximo Capítulo.

Capítulo 3

Caracterização da população intermediária

3.1 A população intermediária

A partir da classificação feita no capítulo anterior e apresentada na Figura 2.3, notamos que a população 2 (intermediária) consiste numa mistura de objetos formando estrelas (*star forming* - SF) e passivos (PAS), permitindo uma caracterização adicional das galáxias intermediárias. Notamos também que a linha definida por $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) = -11$ divide as galáxias de forma diferente, especialmente nas amostras B ou F. Na Figura 3.1 apresentamos a distribuição de SSFR para galáxias B e F somente da população intermediária 2. A amostra B representa uma clara bimodalidade enquanto que a amostra F é unimodal. Na Figura 3.1, são mostrados os delimitadores típicos do GV de Salim (2014) e Phillipps et al. (2019) como áreas sombreadas em cinza e amarelo, respectivamente.

Note que a amostra B está melhor delimitada pelas fronteiras de Salim (2014), enquanto que a amostra F está melhor representada pelas fronteiras de Phillipps et al. (2019), com uma estreita região de interseção em torno de $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \approx -10.9$. Estas características indicam que os objetos em transição não são homogêneos em luminosidade. Usando MCLUST separamos os modos SF e PAS das galáxias B em $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \approx -11.2$ (veja o painel inferior esquerdo da Figura 3.1). Devemos notar que a população 2 é separada de forma diferente entre as subamostras: $61\% \pm 4\%$ ($39\% \pm 5\%$) de PAS (SF) for GB; e $82\% \pm 4\%$ ($18\% \pm 6\%$) para NGB.

As diferenças entre as frações dos modos para a população intermediária são significativas para o nível de confiança de 95%, de acordo com a função *twoSamplePermutationTestProportion*. Esta função, implementada no pacote ENVSTATS do R (Millard, 2013), realiza testes de permutação de duas amostras para comparar proporções. Veja os detalhes sobre este teste de proporções no apêndice A.

Em relação aos objetos F, foram divididos pela mediana $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \approx -10.8$,

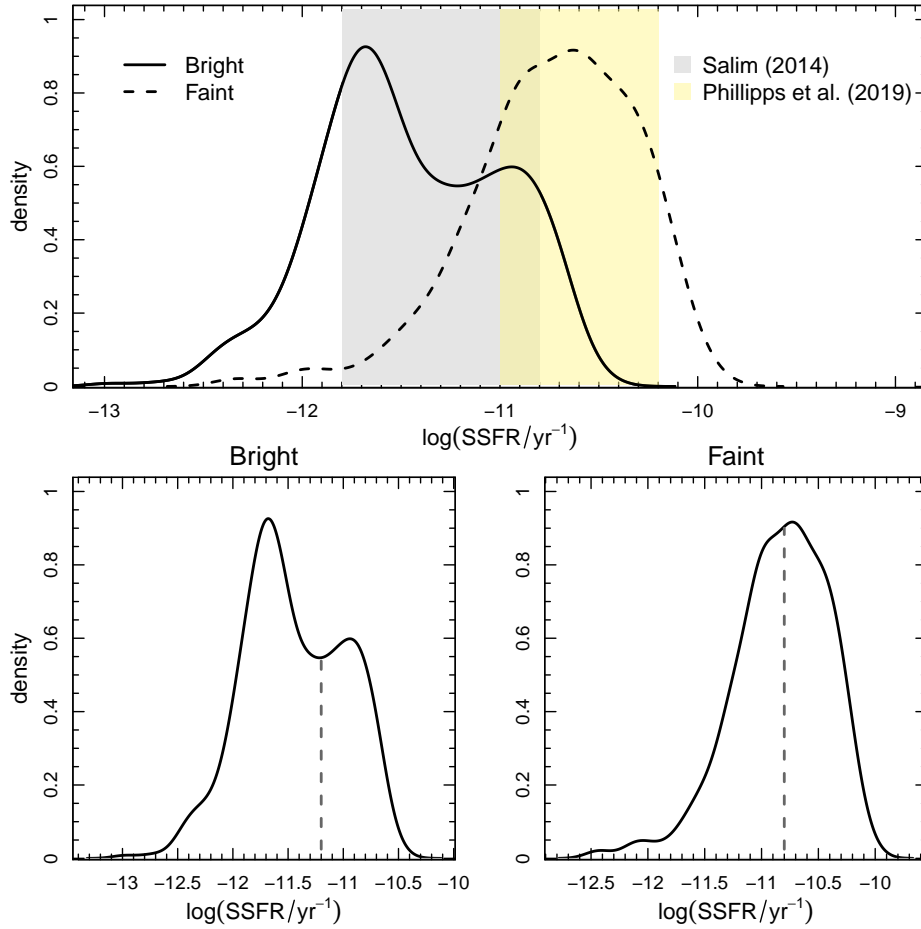


Figura 3.1. (painel superior) Distribuição de SSFR para objetos do grupo 2 em sistemas B e F, sem distinção do estado dinâmico. Os delimitadores de [Salim \(2014\)](#) e [Phillipps et al. \(2019\)](#) para o GV estão indicados como as regiões em cinza e amarelo, respectivamente. (painel inferior) Amostras B e F da população 2 mostrando os cortes que definem as componentes com formação estelar e passiva.

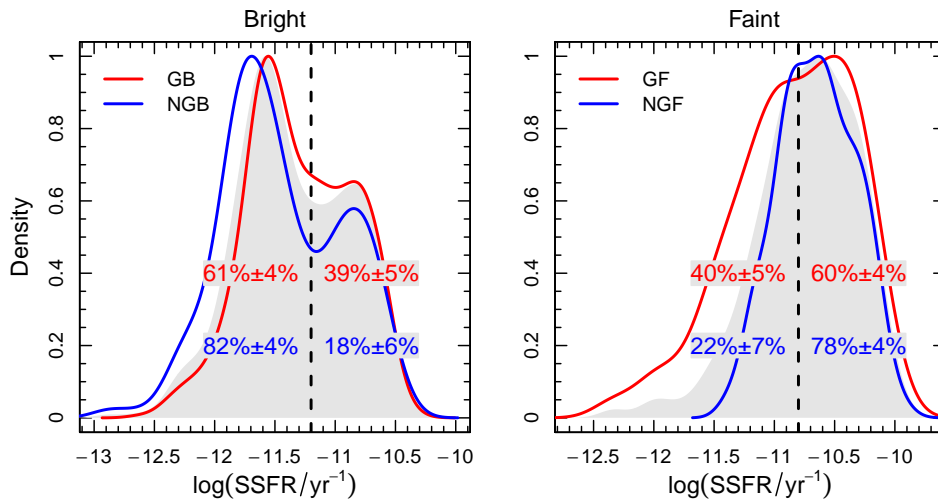


Figura 3.2. Similar ao painel inferior da Figura 3.1, onde as curvas de densidade estão representadas por regiões sombreadas cinza. São mostradas as frações de galáxias em sistemas G (linhas vermelhas) e NG (linhas azuis) em cada componente SF e PAS da população 2.

como mostrado no painel inferior direito da Figura 3.1. As misturas resultantes têm as seguintes proporções: $40\% \pm 5\%$ de PAS e $60\% \pm 4\%$ de galáxias SF para GF; e $22\% \pm 7\%$ de PAS e $78\% \pm 4\%$ de galáxias SF para NGF. Para maior clareza, as frações determinadas para cada componente da população 2 são apresentadas na Figura 3.2. Portanto, galáxias F no GV são predominantemente objetos formando estrelas, mas existem mais objetos PAS na amostra GF, e mais objetos SF na amostra NGF, sendo o oposto ao que acontece com as galáxias B. Este resultado pode ser relacionado com o trabalho de [de Carvalho et al. \(2019\)](#), que encontra que as espirais de baixo fluxo de grupos NG são significativamente diferentes das análogas para grupos G, em relação a suas histórias de formação estelar, tal que aquelas em sistemas NG, localizadas na região virial, crescem mais lentamente em massa do que em sistemas G, veja Figura 3.3.

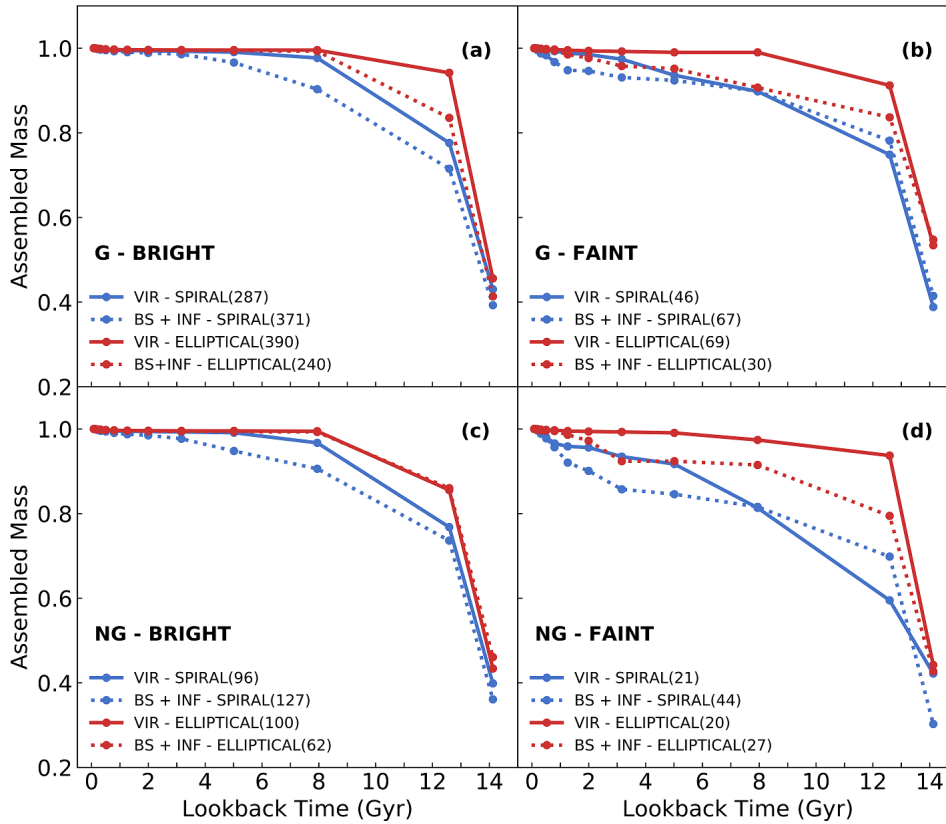


Figura 3.3. Fração de massa estelar reunida em galáxias das amostras GB, NGB, GF e NGF em função do *lookback time* em Gyr. As galáxias foram divididas em elípticas e espirais, pertencendo às regiões virial (VIR), *backsplash* (BS) e *infall* (INF) segundo as definições de [Mahajan et al. \(2011\)](#). Figura reproduzida de [de Carvalho et al. \(2019\)](#).

3.2 Uma população intermediária fisicamente?

Os resultados apresentados na seção anterior mostram que as galáxias intermediárias apresentam diferentes misturas de objetos com formação estelar e passivos, dependendo da subamostra analisada. É importante avaliar se a população 2 é de fato fisicamente

intermediária ou só se corresponde a uma mistura de tipos indistinguíveis daqueles nas populações 1 e 3, formando uma população “roxa” (veja Mendez et al., 2011). Para investigar este ponto usamos um conjunto de parâmetros que permitem uma caracterização mais geral das nossas subamostras.

Primeiramente escolhemos parâmetros relacionados com a estrutura das galáxias: a razão de luminosidades bojo-total B/T, o índice de Sérsic (n_g) e a massa do bojo (M_B), este último obtido a partir do catálogo de Mendel et al. (2014). O comportamento destes parâmetros com respeito à sequência SF \rightarrow GV₁ \rightarrow GV₂ \rightarrow PAS é mostrado nos painéis superiores da Figura 3.4, onde GV1 e GV2 denotam as componentes SF e PAS da população intermediária (vale verde), respectivamente. Como é esperado, vemos os valores crescendo em todos os parâmetros, ao longo da sequência. Note aqui que as galáxias do GV apresentam valores intermediários, em acordo com os resultados obtidos por outros autores (e.g. Schiminovich et al., 2007; Mendez et al., 2011; Coenda et al., 2018). Além disso, vemos uma separação significativa entre as tendências mostradas pelos objetos nas amostras B e F. A massa e o tamanho físico dos objetos estão provavelmente influenciando neste resultado, já que estes aumentam, em termos estatísticos, ao longo da sequência, afetando os parâmetros estruturais.

Nos painéis do meio na Figura 3.4 apresentamos o comportamento de três parâmetros morfológicos, que são definidos e calculados de forma diferente: os tipos T, *eclass* e G_2 . O novo parâmetro G_2 é o segundo momento do gradiente dentro do formalismo da análise de padrões do gradiente ou GPA (*Gradient Pattern Analysis*). A técnica da análise de padrão de gradientes (GPA, *Gradient Pattern Analysis*) tem sido amplamente usada no estudo das assimetrias do gradiente da dinâmica espaço-temporal em duas dimensões (Rosa et al., 1998, 1999). Dentre as várias aplicações, GPA demonstra ser útil para caracterizar turbulências na evolução espaço-temporal em imagens de plasma (Rosa et al., 1998), para estudar a formação de padrões em imagens de silício poroso (da Silva et al., 2000) e para analisar a dinâmica estrutural de sistemas moleculares (Rosa et al., 2003). Mais recentemente, a técnica GPA foi desenvolvida para caracterizar a morfometria das galáxias, sendo introduzida por primeira vez na astronomia (Barchi et al., 2020). Para maiores detalhes da obtenção do G_2 , assim como uma breve revisão sobre parâmetros morfométricos, veja o apêndice C.

Voltando à Figura 3.4, reparamos que os tipos T apresentam um comportamento similar em todas as subamostras, exceto por algumas flutuações. Ao mesmo tempo, *eclass* separa as amostras B e F, com caminhos bem separados ao início da sequência (SF) e idênticos no final (PAS). Finalmente, o parâmetro G_2 mostra também uma separação entre as amostras B e F, mas com algumas diferenças. Primeiro, os caminhos são menos separados no estágio SF. Segundo, as amostras GF, NGF e NGB são similares no final da sequência (PAS), mas note que o comportamento é diferente nos estágios GV2 e PAS para galáxias na amostra GB, comparado com NGB. Esta diferença mostra que sistemas

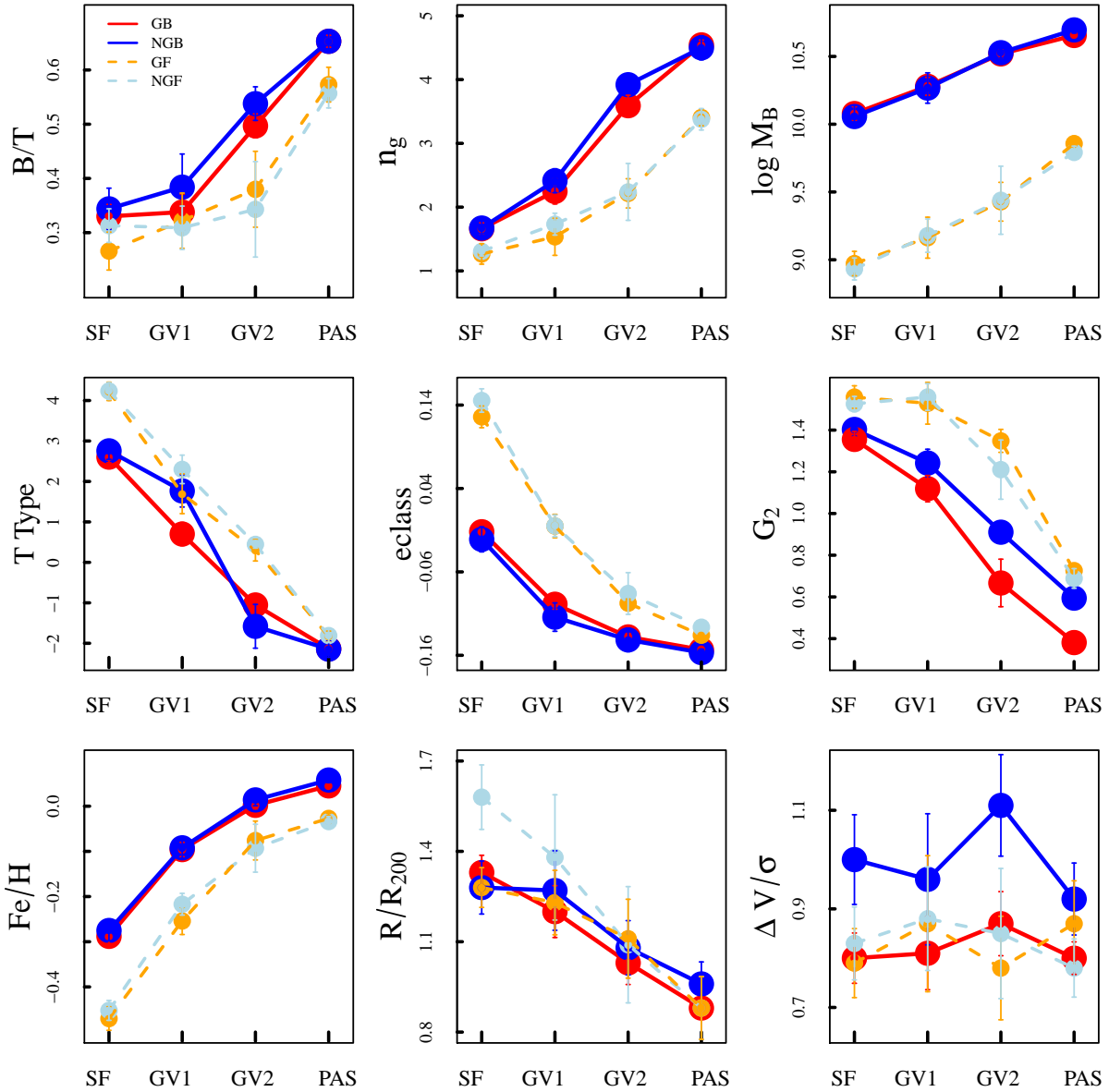


Figura 3.4. Sequência evolutiva para as propriedades B/T , n_g , M_B , T , e_{class} , G_2 , $[Fe/H]$, R/R_{200} e $\Delta V/\sigma$. As amostras (e as tendências) estão indicadas com cores vermelho (GB), azul (NGB), laranja (GF), e azul claro (NGF). As linhas contínuas e tracejadas representam as amostras B e F, respectivamente. SF indicam as galáxias com formação estelar, GV1 e GV2 denotam as componentes com formação estelar e passiva do vale verde, e PAS indicam os objetos passivos. As barras de erro são obtidas a partir de 1000 realizações bootstrap.

G contém uma fração maior de galáxias brilhantes entre as populações GV2 e PAS, do que sistemas NG.

Nos painéis inferiores da Figura 3.4 vemos primeiramente a metalicidade ($[Fe/H]$) apresentando caminhos separados com respeito à luminosidade dos objetos, refletindo a relação massa-metalicidade. Ainda vemos que as distâncias *clustercêntricas* projetadas R/R_{200} , se comportam da mesma maneira em todas as subamostras exceto em NGF, onde apresenta uma distribuição mais periférica de objetos SF. Finalmente, apresentamos o comportamento das diferenças de velocidades projetadas e normalizadas pela dispersão

de velocidades dos aglomerados $\Delta V/\sigma$, onde $\Delta V = V_{\text{gal}} - V_{\text{aglomerado}}$. Os valores de $\Delta V/\sigma$ têm uma tendência plana ao longo da sequência evolutiva, notando que a subamostra NGB apresenta maiores valores, sugerindo um comportamento cinemático distinto, possivelmente ligado a perturbações associadas aos aglomerados NG (Ribeiro et al., 2013, dC17).

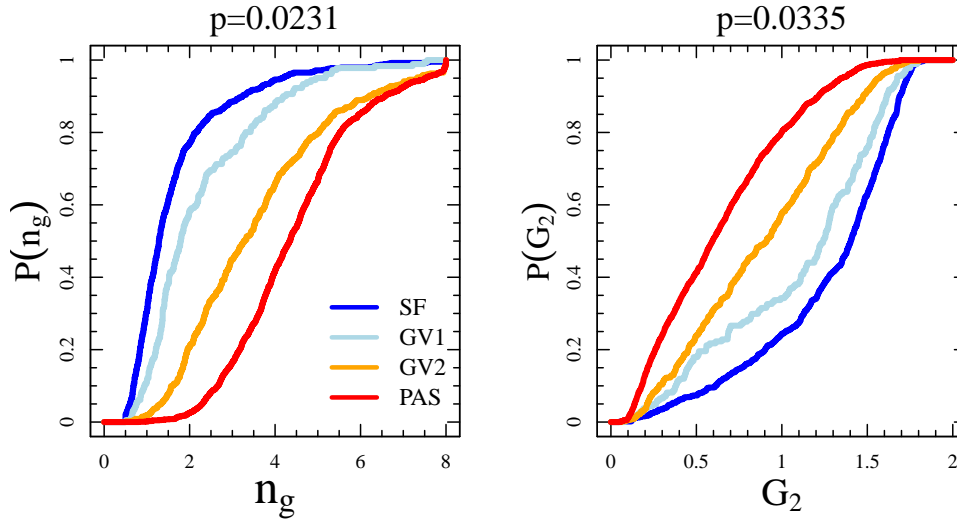


Figura 3.5. Exemplos do diagnóstico do teste de Conover para as funções de distribuição acumuladas do índice de Sérsic e o parâmetro G_2 , em galáxias de sistemas GB. As curvas estão indicadas com as cores azul (SF), azul claro (GV1), laranja (GV2) e vermelha (PAS).

Com exceção das velocidades normalizadas e de B/T, as demais propriedades da Figura 3.4 possuem diferenças significativas entre um estágio evolutivo e outro (dentro de cada subamostra analisada) de acordo com o teste estatístico de Conover (Conover, 1999), do pacote DESCTOOLS (Signorell & et al., 2020) do R. Este teste realiza múltiplas comparações entre os dados e verifica se a função de distribuição acumulada (CDF) de uma variável não se intersecta com a CDF de outra, para o nível de confiança de 95% (veja detalhes sobre o teste de Conover no apêndice A). Como exemplo, mostramos na Figura 3.5 os diagnósticos do teste de Conover para a CDF do índice de Sérsic n_g e o parâmetro G_2 para galáxias em sistemas GB. Note que nesta figura as curvas para GV1 e GV2 não são coincidentes com as curvas para SF e PAS, respectivamente. Este resultado não só reforça a ideia de uma sequência evolutiva, mas também significa que as galáxias SF são diferentes dos objetos GV1, e PAS são diferentes de GV2, para sete (de nove) propriedades estudadas neste trabalho. Este resultado pode indicar que galáxias no GV não são uma mistura “roxa” de bojos e discos, e sim objetos que correspondem a um estágio intermediário de evolução.

3.3 Tendências em morfologia

Na seção anterior encontramos pequenas diferenças morfológicas (porém significativas) entre sistemas GB e NGB nos estágios GV2 e PAS, de acordo com o parâmetro G_2 . Isto indica que sistemas G contêm uma fração maior de tipos precoces nas populações GV2 e PAS, quando comparadas com sistemas NG, ou que os tempos de transformação morfológica são menores para galáxias mais luminosas em aglomerados G. Para entender melhor este ponto podemos estudar como os tipos morfológicos estão distribuídos nestes sistemas. Usando informação do catálogo de [Domínguez Sánchez et al. \(2018\)](#), apresentamos na Figura 3.6 as frações dos tipos E, S0, Sab e Scd, denotadas como f_E , f_{S0} , f_{Sab} e f_{Scd} , respectivamente, ao longo da sequência evolutiva. Nesta análise, eliminamos todos os objetos sem classificação confiável¹, o que representou $\sim 19\%$ da amostra completa².

No painel (a) da Figura 3.6 vemos o crescimento esperado da fração de elípticas em todas as subamostras, onde as galáxias B e F mostram diferentes caminhos. Também observamos uma alta fração de elípticas concentradas em sistemas GB e NGB, no estágio GV2, comparado com sistemas GF e NGF. Este resultado indica uma dicotomia na formação de elípticas com respeito às suas luminosidades. Chamamos atenção na transição $GV1 \rightarrow GV2$, muito mais pronunciada para as galáxias mais luminosas, revelando a importância das transformações através do GV para separar os caminhos dos objetos F e B.

No painel (b), vemos que as galáxias S0 são mais frequentes em galáxias GV do que em galáxias SF e PAS. De fato, GV1 é dominado pelos tipos S0 e Sab, enquanto GV2 é dominado por tipos S0 e E, considerando todos os painéis da figura. Isto sugere uma evolução através do GV, e que o tipo S0 é crucial para entender a transição dos objetos desde os tipos iniciais até os tardios, de acordo com trabalhos recentes (e.g. [Bait et al., 2017](#); [Bremer et al., 2018](#)). Ao mesmo tempo, a fração de Sab em (c) decresce de SF para PAS. Note no painel (c) que as frações de Sab são maiores nas amostras de alto fluxo, nos estágios SF e GV1, e que a amostra NGB tem a fração mais alta destes objetos. De fato, as frações de galáxias Sab em sistemas NGB, f_{Sab}^{NGB} , apresenta uma pequena queda na transição $SF \rightarrow GV1$, e uma queda significativa durante a transição $GV1 \rightarrow GV2$. Isto é acompanhado de um crescimento significativo em f_{S0}^{NGB} durante $SF \rightarrow GV1$, e um pequeno crescimento durante $GV1 \rightarrow GV2$. Para galáxias em sistemas GB observamos um comportamento parecido, mas note que o decremento em f_{Sab}^{GB} durante as mesmas transições ($SF \rightarrow GV1$ e $GV1 \rightarrow GV2$) é menor, o que sugere que os efeitos ambientais estão de alguma forma regulados pelo estado dinâmico dos aglomerados.

¹A confiabilidade das classificações dependeu de critérios baseados nos tipos T e das probabilidades de possuírem certas propriedades características como disco dominante, bojo dominante y elíptica vs lenticular.

²A eliminação destes objetos não modificou significativamente a distribuição dos tipos de galáxias definidas em §2.2.1, entre as quatro subamostras estudadas.

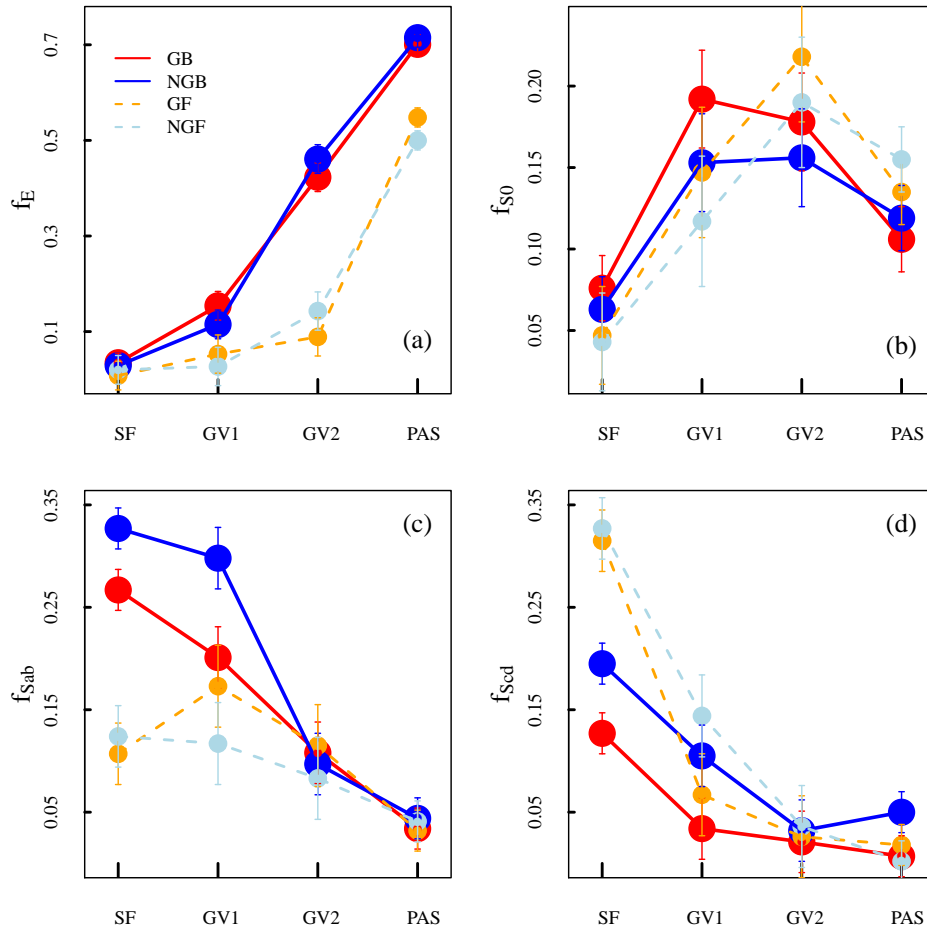


Figura 3.6. Frações dos tipos de galáxias E, S0, Sab e Scd ao longo da sequência evolutiva $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$. As amostras e os caminhos estão indicados pelas cores vermelha (GB), azul (NGB), laranja (GF) e azul claro (NGF). SF indicam as galáxias com formação estelar, GV1 e GV2 denotam as componentes com formação estelar e *passiva* do vale verde, respectivamente, e PAS indicam os objetos *passivos*.

Ainda no painel (c), vemos que não há uma redução significativa de objetos F durante a transição $SF \rightarrow GV_1$, e só um modesto decréscimo durante $GV_1 \rightarrow GV_2$. Isto sugere que, no caso de galáxias de baixa luminosidade, os objetos Sab não decrescem o suficiente para compensar o crescimento de S0s observado no painel (b). Isto nos leva ao painel (d), onde vemos uma diminuição de objetos Scd no regime F durante as transições mencionadas, indicando que o crescimento de S0s em amostras F está correlacionado com o esgotamento de galáxias Scd, em ambos os sistemas G e NG. Ainda notamos uma importante diferença na proporção de tipos Sab e Scd nos painéis (c) e (d), na fase SF. Enquanto a proporção de objetos Sab é muito maior para galáxias B, a proporção de objetos Scd é muito maior para galáxias F, indicando que a maior parte da sequência principal de formação estelar se corresponde com tipos Sab ou Scd, dependendo do intervalo de luminosidade da amostra.

Como resultado geral, as frações de galáxias E aumentam enquanto as de Sab e Scd diminuem ao longo da sequência $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$. A redução de uma popula-

ção significa transformação ou redução de objetos individuais. O aumento da população significa receber um novo contingente ou ter as populações dentro dos aglomerados sendo convertidas de um tipo a outro. Mas, novos contingentes através do *infall* nos aglomerados não parecem suficientes para recuperar as contagens de galáxias Sab e Scd. Além disso, lembremos que GV1 é dominado por uma mistura de S0 e Sab, enquanto que GV2 é dominado por galáxias S0 e E. Ao mesmo tempo, existe um aumento significativo nas contagens das S0s em conjunto com uma queda da fração de objetos Scd para galáxias de baixo fluxo entre SF e GV2. Finalmente, as elípticas dominam a subamostra PAS com uma queda da fração de objetos S0.

Mesmo sem considerar os detalhes deste balanço morfológico, estes fatos indicam o GV como o estágio de evolução onde as transições dos tipos Sab e Scd para S0 devem estar acontecendo, e que algumas S0s (e espirais) estão sendo convertidas³ em elípticas. Esta visão concorda com o cenário proposto por Bait et al. (2017), onde a fração de espirais de tipo precoce diminui da nuvem azul para o GV, coincidindo com um aumento na fração de S0s devido aos efeitos ambientais. Os nossos resultados complementam este cenário adicionando que a fração de Scd de baixo fluxo também diminui, acompanhada por um aumento na fração de galáxias S0.

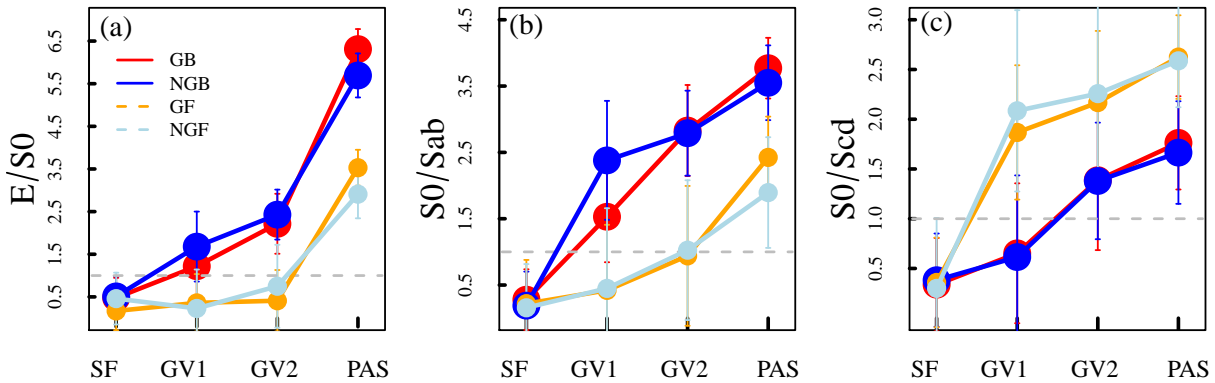


Figura 3.7. Razões numéricas $E/S0$, $S0/Sab$ e $S0/Scd$ ao longo da sequência evolutiva $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$. As amostras e os caminhos estão indicados pelas cores vermelha (GB), azul (NGB), laranja (GF) e azul claro (NGF) (veja legenda da Figura 3.4). As linhas tracejadas indicam iguais contagens dos tipos morfológicos ($f = 1.0$).

Na Figura 3.7 reforçamos esta visão, apresentando as razões entre os tipos morfológicos $E/S0$, $S0/Sab$ e $S0/Scd$. No painel (a) observamos que a razão $E/S0$ aumenta ao longo da sequência, mas note que a taxa de crescimento é maior para as galáxias de alto fluxo, para as quais a razão $E/S0 > 1$ no estágio GV1, enquanto que para as galáxias de baixo fluxo isto só acontece depois de GV2. Isto sugere que a conversão $S0 \rightarrow E$ é regulada pela luminosidade da galáxia. No painel (b) observamos um comportamento similar em relação à conversão $Sab \rightarrow S0$. Neste caso, note que $S0/Sab > 1$ durante

³Fazemos ainda a ressalva de que usamos o termo “conversão” quando as razões indicam o comportamento relativo das quantidades dos tipos morfológicos ao longo da sequência $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$.

a transição SF \rightarrow GV1 para galáxias B. Finalmente, no painel (c) vemos que S0/Scd > 1 sobre a transição SF \rightarrow GV1, para galáxias F. Destacamos a forte dependência com a luminosidade em relação às conversões entre os tipos morfológicos. Vale a pena mencionar que a conversão de um tipo morfológico para outro parece ser independente do estado dinâmico do aglomerado, ou seja, os comportamentos de E/S0, S0/Sab e Scd são similares para sistemas G e NG.

Até agora temos analisado as diferenças entre as subamostras em termos de propriedades e proporções, no próximo capítulo realizaremos comparações do ponto de vista cinemático, complementando os resultados encontrados.

Capítulo 4

Análise Cinemática

O perfil de dispersão de velocidades (VDP, *velocity dispersion profile*), ou seja, a dispersão de velocidades em função do raio clustercêntrico projetado, é considerado uma ferramenta de grande importância para descrever as propriedades cinemáticas e dinâmicas dos aglomerados, assim como das diferentes populações que os compõem. Os VDPs são traçadores da distribuição de matéria nos aglomerados, estando relacionados diretamente com o perfil de densidade, mas também constituem um indicador do estado dinâmico destes sistemas (e.g. [Menci & Fusco-Femiano, 1996](#); [den Hartog & Katgert, 1996](#); [Girardi et al., 1998](#)). O trabalho de [Girardi et al. \(1998\)](#) constitui um dos primeiros estudos a fazer descrições sobre o comportamento orbital das galáxias em aglomerados. A Figura 4.1 é uma representação esquemática da relação existente entre a forma dos VDPs e o comportamento orbital das galáxias em um aglomerado.

As órbitas são mais isotrópicas no centro dos aglomerados e mais radiais nas bordas, de forma que após o pico central da dispersão de velocidades, se espera uma queda suave para raios maiores, assumindo o equilíbrio hidrostático. Nem sempre se observa este comportamento, por exemplo, sistemas não gaussianos, sendo dinamicamente mais complexos do que sistemas gaussianos, exibem características diferentes nos seus VDPs. Por exemplo, VDPs crescentes radialmente podem ser indicativos de fusões centrais significativas ([Menci & Fusco-Femiano, 1996](#)), presença de aglomerados próximos ou subestruturas com diferentes velocidades médias ([Girardi et al., 1996](#); [Barrena et al., 2007](#); [Hou et al., 2012](#)).

Diferentes populações em aglomerados podem exibir VDPs que diferem em comportamento. Por exemplo, [Rood et al. \(1972\)](#) determinaram diferentes perfis para galáxias azuis e vermelhas; [Pimblet et al. \(2006\)](#) encontraram que galáxias com linhas de emissão tendem a apresentar maiores valores de dispersão de velocidades a raios maiores. [Cava et al. \(2017\)](#) estudaram a distribuição espacial e de velocidades das classes morfológicas E, S0 e S empilhando aglomerados, e encontraram que galáxias E e S0 possuem similares VDPs, mas para a classe S0 estes VDPs são mais íngremes. Estes autores encontram diferenças nos VDPs dos tipos E e S, principalmente na região central, onde os VDPs do tipo S estão acima dos VDPs dos tipos E (vide Figura 9 dos autores).

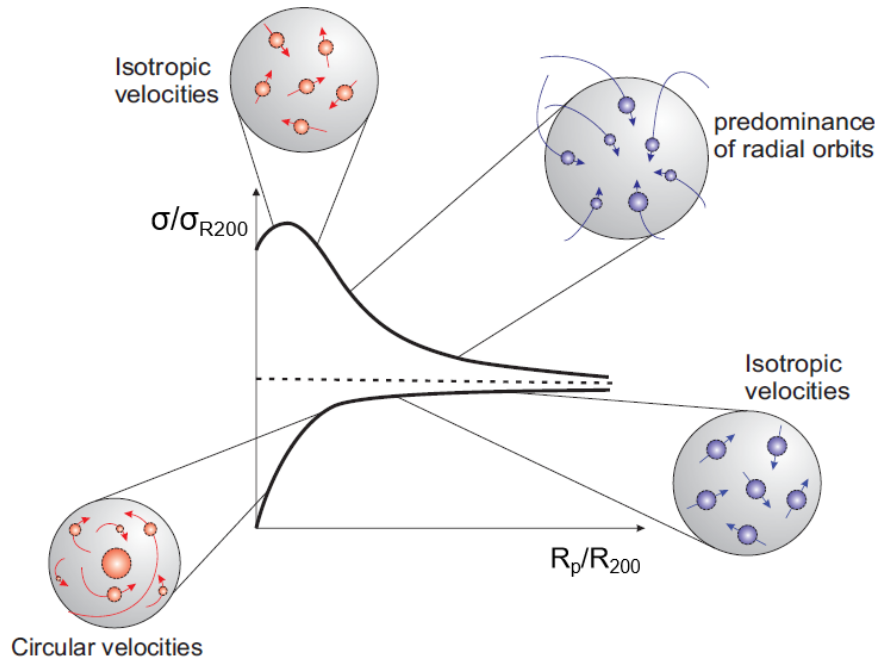


Figura 4.1. Visão esquemática da relação entre as famílias de órbitas de galáxias em aglomerados e a forma dos VDPs. Em raios mais periféricos predominam as órbitas radiais, enquanto que a contribuição de órbitas isotrópicas se reflete em perfis horizontais. Uma tendência crescente, como aparece no perfil inferior, pode ser resultado de circularização das órbitas, mas também pode surgir de perturbações dinâmicas em raios mais periféricos. Os perfis podem estar exagerados para fins ilustrativos. Crédito: Alisson P. Costa, 2018.

Mais recentemente tem sido estudados os VDPs das populações de galáxias considerando o estado dinâmico dos aglomerados. Por exemplo, [Cava et al. \(2017\)](#) encontram que, em aglomerados empilhados regulares, as galáxias S0 apresentam um VDP que difere significativamente das galáxias S, com relação aos aglomerados irregulares. [Costa et al. \(2018\)](#) encontraram que o VDP empilhado de sistemas gaussianos se caracterizam por um pico central, seguido de um comportamento monótono decrescente, em relação a sistemas não gaussianos, indicando o predomínio de órbitas radiais. Os mesmos autores mostraram que o VDP empilhado de objetos mais luminosos mostra menor dispersão de velocidades do que o análogo de sistemas menos luminosos, em todos os raios projetados. [Bilton & Pimblet \(2018\)](#) estudaram os VDPs de aglomerados empilhados em fusão e *isolados*, encontrando que os primeiros apresentam uma característica crescente com o raio indicativa de subestruturas e/ou *infall*, enquanto que os isolados exibem uma característica monótona decrescente. Ambos os casos mostram a população azul apresentando VDPs com velocidades maiores em comparação com a população vermelha, provavelmente como resultado de galáxias do campo caindo no potencial dos aglomerados. Estes estudos mostram claras diferenças cinemáticas entre as diferentes populações divididas por tipos morfológicos, luminosidade e cor, quando separadas em sistemas perturbados e não perturbados dinamicamente. Neste capítulo, complementamos a análise da distinção entre as

classes evolutivas e morfologias desde o ponto de vista cinemático, comparando os perfis de dispersão de velocidades radiais das populações encontradas por MCLUST no Capítulo 2, assim como os tipos morfológicos E, S0, Sab e Scd determinados em cada subamostra GB, NGB, GF e NGF.

4.1 O método de Bergond

Os VDPs são construídos usando a definição de Bergond et al. (2006), onde a dispersão de velocidades projetada é determinada como:

$$\sigma(R) = \sqrt{\frac{\sum_i \omega_i(R)(v_i - v)^2}{\sum_i \omega_i(R)}},$$

com a função de “janela” gaussiana corrigida por Bilton & Pimblet (2018):

$$\omega_i(R) = \frac{1}{\sigma_R} \exp\left[-\frac{(R - R_i)^2}{2\sigma_R^2}\right],$$

onde v_i e R_i são as velocidades radiais e a distância clustercêntrica da i -ésima galáxia, respectivamente, e v é a velocidade média de recessão do sistema. O tamanho da janela, σ_R , foi definido como o BWS (*bi-weight scale estimator*) (Mosteller & Tukey, 1977) para os valores do raio projetado¹. Para cada intervalo em R/R_{200} são determinados a dispersão de velocidades e o correspondente intervalo de confiança de 1σ a partir de 1000 realizações *bootstrap*, usando o BWS e o BWL (*bi-weight location estimator*) (Mosteller & Tukey, 1977). As definições destes estimadores são²:

$$\text{BWL} = M + \frac{\sum_{|u_i| < 1} (v_i - M)(1 - u_i^2)^2}{\sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)^2},$$

$$\text{BWS} = n^{1/2} \frac{\left[\sum_{|u_i| < 1} (v_i - M)^2 (1 - u_i^2)^4 \right]^{1/2}}{\left| \sum_{|u_i| < 1} (1 - u_i^2)(1 - 5u_i^2) \right|},$$

onde v_i representam os valores observados das velocidades, n a quantidade de galáxias, M a mediana da amostra, $u_i = (v_i - M)/(c \text{MAD})$, sendo c uma “constante de ajuste fino”, escolhida de forma a aumentar a eficiência dos estimadores ($c_{\text{BWL}} = 6.0$, $c_{\text{BWS}} = 9.0$) (Hoggin et al., 1983; Lax, 1985), e MAD representa o desvio absoluto mediano de M . Tanto

¹Eliminando assim a dependência com um valor arbitrário. Por exemplo, uma fração constante de R_{200} como desvio padrão da janela gaussiana pode suavizar ou mascarar excessivamente a dispersão de velocidades em cada raio, sendo este um problema reportado por outros autores (e.g. Hou et al., 2009; Pimblet et al., 2014; Bilton & Pimblet, 2018)

²As expressões apresentadas são chamadas de estimadores de *um-passo*. É possível melhorar a estimativa destes através de um procedimento iterativo, mas para a maioria das amostras estas expressões são suficientes (veja Beers et al., 1990).

BWL quanto BWS apresentam alta eficiência e robustez na determinação dos centros e escalas de distribuições gaussianas e não gaussianas (Beers et al., 1990), justificando a nossa escolha. Os VDPs são obtidos da forma descrita acima e posteriormente normalizados por R_{200} e pela dispersão de velocidades do aglomerado correspondente, para fins comparativos.

4.2 Perfis de dispersão de velocidades

Na Figura 4.2 observamos que, para galáxias B em sistemas G, os VDPs para cada classe evolutiva são similares, apresentando um comportamento monótono decrescente, típico de sistemas relaxados no centro mais uma componente radial de objetos de *infall* (e.g. Mohr et al., 1996; Biviano & Katgert, 2004; Costa et al., 2018). Os VDPs mostram uma convergência para raios externos, mas estão separadas nas regiões centrais dos aglomerados ($R \lesssim 1.5R_{200}$), onde as galáxias SF, PAS e GV apresentam valores altos, baixos e intermediários de dispersão de velocidades, respectivamente, o que poderia estar indicando diferentes tempos de *infall* para estas populações. Galáxias F em sistemas G apresentam também VDPs decrescentes mas há maior mistura de órbitas entre as três componentes, possivelmente devido a que estas galáxias possuem tempos de *infall* semelhantes. Os erros maiores, se comparados com os perfis as galáxias B, dificulta chegar a uma conclusão mais clara.

Um cenário diferente aparece para sistemas NG. Para galáxias B, a população SF apresenta um VDP com comportamento monótono decrescente, mas ambas as populações GV e PAS agora apresentam aumento nos VDPs até $\sim 1.5R/R_{200}$, o que pode estar indicando a presença de perturbações cinemáticas (Menci & Fusco-Femiano, 1996; Bilton & Pimblet, 2018)³. Como foi mostrado por Fitchett & Webster (1987), as interações e subestruturas podem modificar o perfil de dispersão de velocidades na região central dos aglomerados. Neste caso, um possível cenário seria assumir que a escala de tempo da perturbação dinâmica é menor do que o tempo de *infall* para galáxias SF, o qual não apresenta a inversão central do VDP. Nesse contexto, note como as galáxias passivas são as mais afetadas, com uma inversão marcada dos VDPs, comparada com a correspondente ao GV. Ainda considerando o VDP para sistemas NGB, devemos mencionar que a depressão em $\sim R_{200}$ observada por Costa et al. (2018), resulta possivelmente da superposição dos VDPs das populações SF, GV e PAS. Finalmente, galáxias de sistemas NGF apresentam a seguinte composição: SF com VDP decrescente, acompanhada de um leve declínio do VDP (quase plano) para galáxias PAS, e um VDP perturbado para GV. Este caso é mais complexo, já que temos componentes aproximadamente planas, associadas com objetos em órbitas completamente isotrópicas (veja Girardi et al., 1998), combinado com um GV

³Outra possibilidade seria a circularização das órbitas devido à relaxação de dois corpos, mas isto é eficiente só em regiões muito centrais dos aglomerados (veja e.g. Girardi et al., 1998).

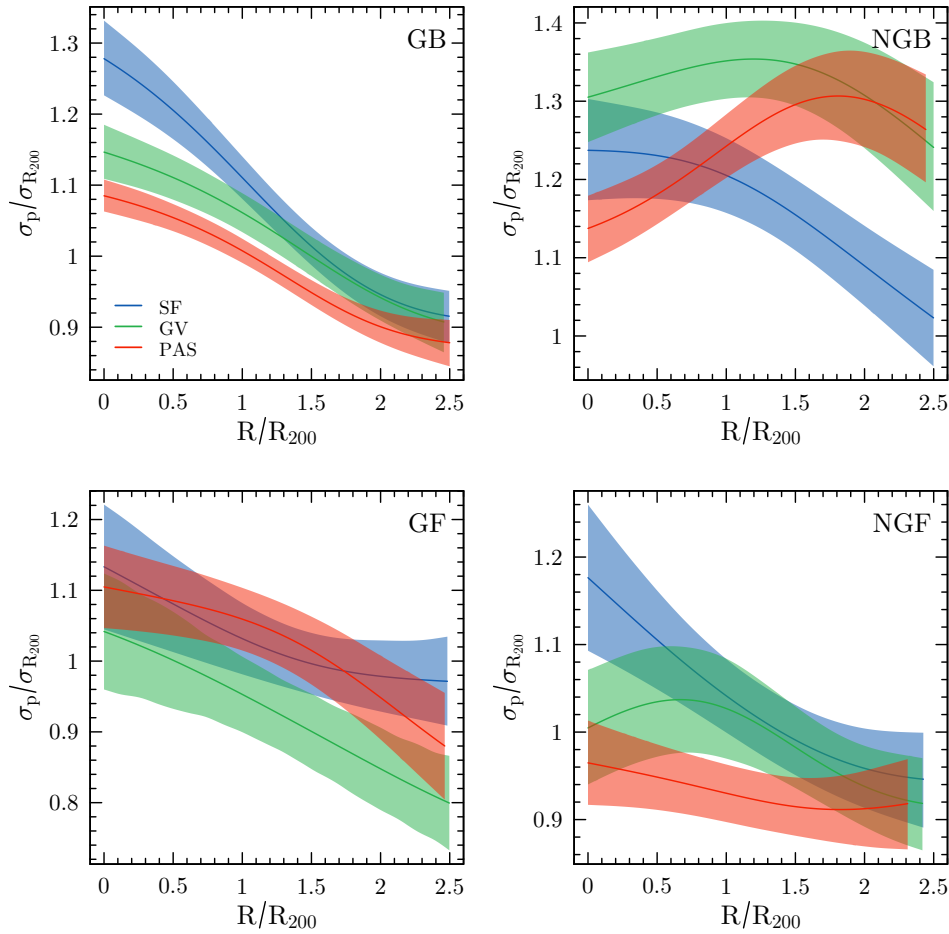


Figura 4.2. Perfis de dispersão de velocidades para as nossas quatro subamostras, usando a prescrição de [Bergond et al. \(2006\)](#). As cores se correspondem com as classificações evolutivas. As áreas sombreadas representam o intervalo de confiança de 1σ .

perturbado.

Podemos entender melhor os VDPs da Figura 4.2 se são reconstruídos para os tipos morfológicos E, S0, Sab e Scd. Isto é apresentado na Figura 4.3, onde podemos ver claramente, para sistemas GB, a gradação dos perfis desde aquele com a maior componente isotrópica (galáxias E) até o perfil de menor contribuição isotrópica (galáxias Scd). Os sistemas GF ainda apresentam perfis superpostos que não são muito esclarecedores para a discussão. Por outra parte, os VDPs para sistemas NGB revelam que, a componente com perfil decrescente, previamente associada a objetos SF, se correspondem com galáxias Sab, e esta deve ser a componente que estaria dominando o *infall*, depois de outras terem experimentado alguma interação dinâmica que afetou seus VDPs. Ao mesmo tempo, para sistemas NGF, vemos que a única componente com perfil decrescente corresponde a galáxias Scd, enquanto que as galáxias S0 e Sab apresentam VDPs planos, e as galáxias E têm um perfil invertido, sendo possivelmente a única componente perturbada do sistema. Já que as galáxias mais evoluídas são as que têm passado mais tempo dentro do aglomerado, esperamos que mostrem sinais de perturbação antes das outras componentes,

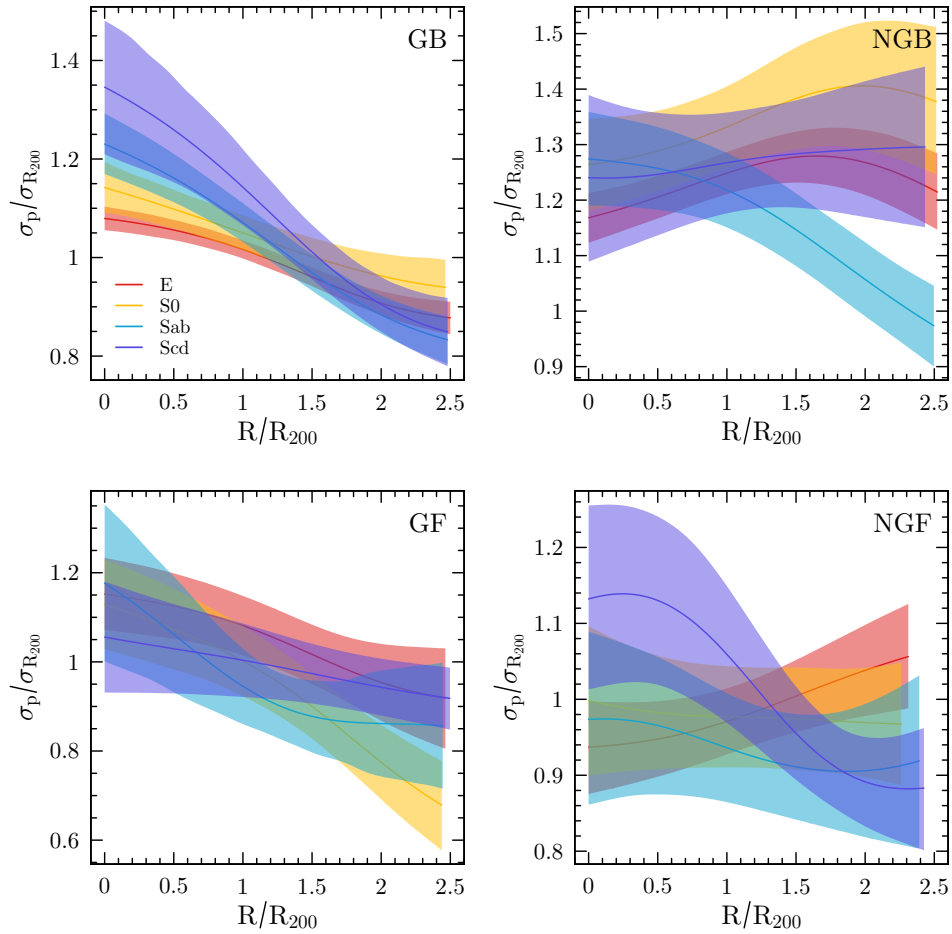


Figura 4.3. Perfis de dispersão de velocidades para as nossas quatro subamostras, usando a prescrição de [Bergond et al. \(2006\)](#). As cores se correspondem com os tipos morfológicos E, S0, Sab e Scd. As áreas sombreadas representam o intervalo de confiança de 1σ .

especialmente aquelas que ainda entram nos sistemas com órbitas radiais. Isto poderia explicar o comportamento não perturbado das galáxias Sab e Scd nos sistemas NGB e NGF, respectivamente.

Capítulo 5

Outros trabalhos em colaboração

Durante o período de doutorado, participei como colaborador em dois trabalhos que foram publicados: [Rosa et al. \(2018\)](#) (referenciado a continuação como R18) e [Nascimento et al. \(2019\)](#) (referenciado a continuação como N19). Neste capítulo se comentam os principais resultados destes trabalhos e se discute a conexão com os resultados da presente Tese.

5.1 Influência do estado dinâmico nos efeitos de segregação e VDPs

[N19](#) também estudaram a relação entre o estado dinâmico e os processos evolutivos nos aglomerados de galáxias, especificamente os efeitos de segregação e nos perfis de dispersão de velocidades. O critério de seleção do estado dinâmico para os aglomerados foi similar ao descrito nesta Tese, usando a métrica Distância de Hellinger (HD) calibrada por [dC17](#) e aplicada sobre 111 aglomerados do SDSS DR7. O limite de frequência de HD escolhido por [N19](#) foi de 95%, mais estrito do que o usado por [dC17](#) (70%), obtendo assim uma amostra G/NG mais pura. A amostra total de galáxias foi dividida adicionalmente em subpopulações passivas (pouca ou nenhuma formação estelar) e ativas (com formação estelar em andamento), usando o separador de [Oman & Hudson \(2016\)](#):

$$\log_{10}(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) = -0.4 \times \log_{10}(M_*/M_{\odot}) - 6.6,$$

obtendo desta forma quatro subamostras comparativas.

Os resultados encontrados por [N19](#) são resumidos a continuação:

1. Foi encontrada uma forte segregação espacial entre as galáxias ativas e as passivas em ambos os sistemas G e NG, embora mais forte nos aglomerados G. A segregação em raio projetado mostra que os aglomerados possuem uma estrutura caracterizada pelo predomínio de galáxias passivas no centro e de galáxias ativas no halo,

independentemente do estado dinâmico (veja Figuras 5.1 e 5.2).

2. A população passiva em sistemas G (população GP) está mais concentrada do que as análogas em sistemas NG (NGP) (veja Fig. 5.1). Esta diferença é também observada do ponto de vista cinemático: analisando os perfis de dispersão de velocidades (VDPs), onde vemos que as galáxias GP possuem órbitas mais isotrópicas, veja Figura 5.3. Vemos ainda que sistemas ricos e muito ricos, definidos em torno da massa mediana da amostra $\langle M_{200} \rangle = 3.43 \times 10^{14} M_{\odot}$, apresentam diferenças significativas entre as amostras G e NG, mostrando que a massa dos aglomerados pode influenciar a distribuição de órbitas.
3. A população GP apresenta também valores consideravelmente menores de velocidades projetadas em relação às outras populações, no regime de alta luminosidade

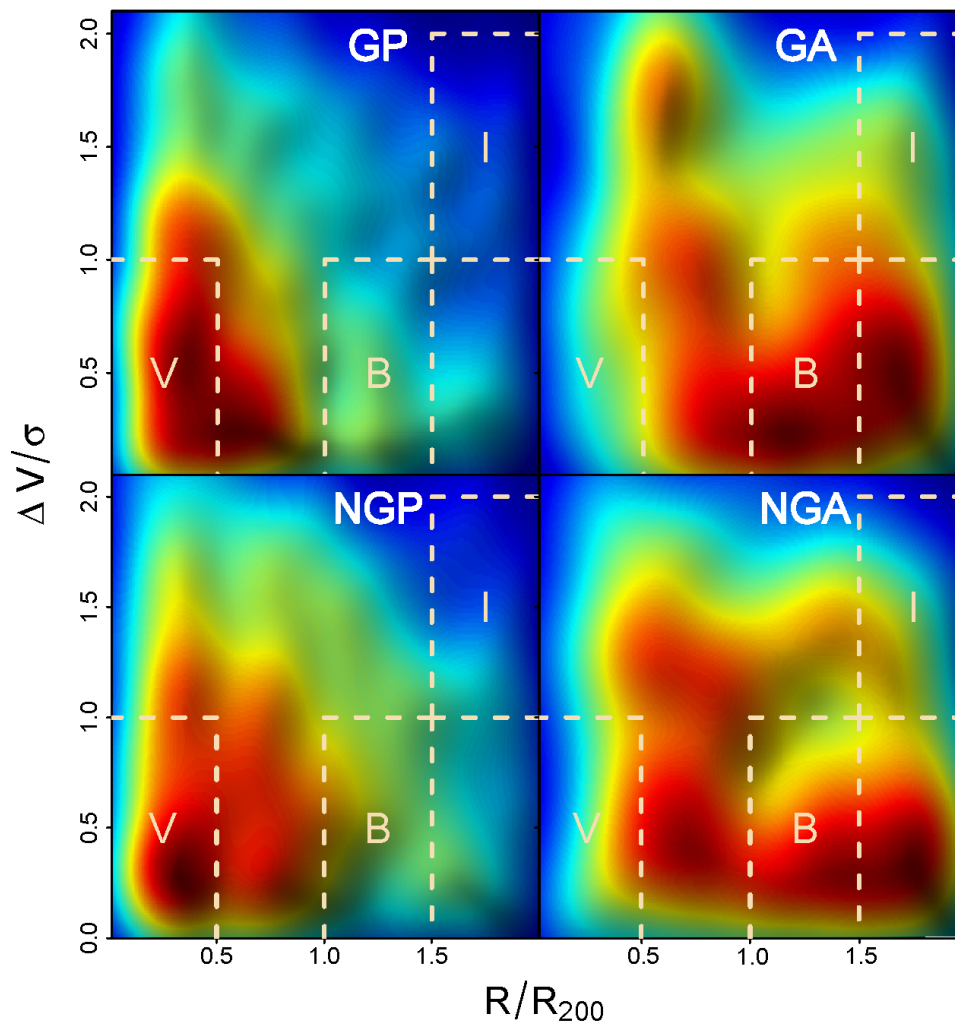


Figura 5.1. Espaço de fases para as quatro populações estudadas por N19. Cores vermelhas/azuis indicam regiões mais/menos densas, respectivamente. As regiões *virial* (V), *backplash* (B) e *infall* (I) são definidas de acordo com Mahajan et al. (2011), indicadas com linhas tracejadas. O painel superior esquerdo mostra uma maior concentração de galáxias passivas na região *virial* em sistemas G em relação a sistemas NG, no painel inferior esquerdo. Figura adaptada de N19.

($M_r \lesssim -22.75$) (veja Figura 5.2). A figura mostra ainda a presença de galáxias muito luminosas que são periféricas e apresentam alta dispersão de velocidades, sugerindo que são objetos de *infall*.

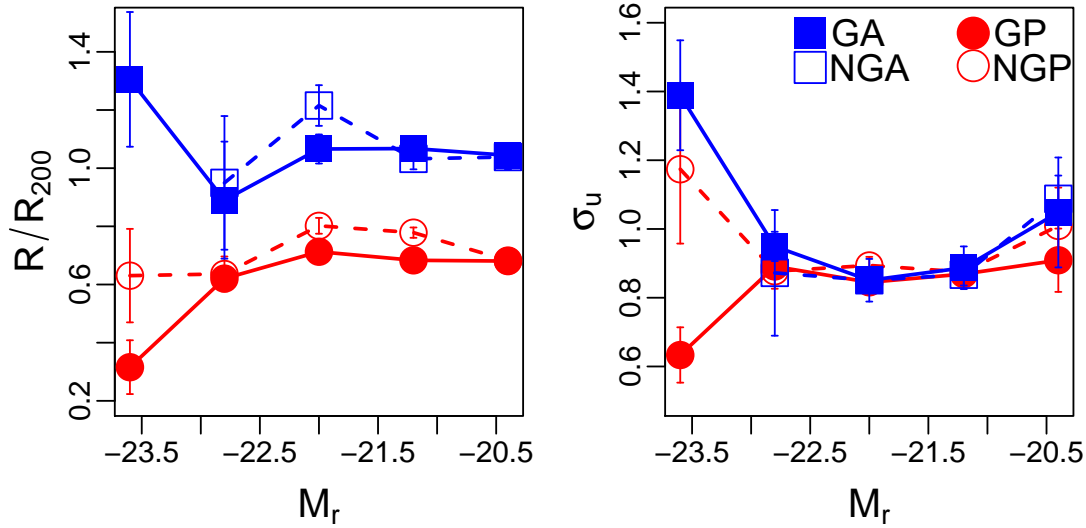


Figura 5.2. Distância clustercêntrica e dispersão de velocidades em função da magnitude absoluta na banda r para as quatro populações estudadas por N19. Figura reproduzida de N19.

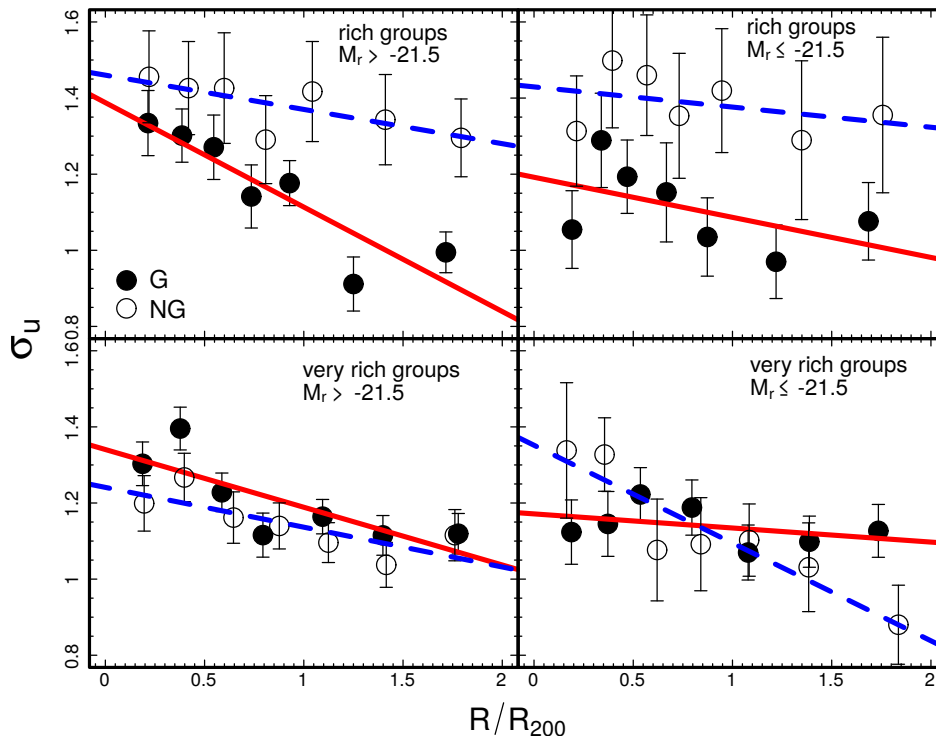


Figura 5.3. Dispersão de velocidades em função da distância clustercêntrica para galáxias em sistemas G e NG ricos e muito ricos. Figura reproduzida de N19.

A minha contribuição em N19 foi relacionada com a aplicação de códigos na linguagem R para a análise.

5.2 Análise de padrões do gradiente aplicado à morfologia das galáxias

O trabalho de [R18](#) é particularmente relevante para a fotometria das galáxias. O formalismo da análise de padrões do gradiente (GPA) introduz uma nova forma de interpretar as imagens, quantificando as flutuações relativas como uma medida da complexidade dos padrões do gradiente característicos.

A imagem de uma galáxia pode ser representada como uma matriz M em 3D, onde a terceira dimensão está dada pelas intensidades dos pixels que compõem a imagem. O gradiente ∇M pode ser considerado como uma composição de quatro tipos de *padrão de gradiente* (GP, *gradient pattern*): a representação da distribuição total de vetores (GP1), das normas (GP2), das fases (GP3) e dos números complexos respectivos (GP4). Os parâmetros correspondentes com os padrões são G_1, G_2, G_3 e G_4 , respectivamente, denominados *momentos do gradiente*. Para estudos de caracterização de padrões estáticos e dinâmicos, G_1 demonstra ser bem útil ([Rosa et al., 1999](#)), enquanto que G_4 é eficiente no domínio dos padrões dinâmicos ([Ramos et al., 2000](#)). A análise das fases dos vetores do gradiente resulta mais afetada pelas flutuações do nível de ruído, portanto as alternativas para quantificar a morfologia das galáxias fica reduzida aos parâmetros G_1 e G_2 .

A metodologia para obter o primeiro momento do gradiente G_1 se baseia no método do gradiente assimétrico (veja [R18](#)). Segundo este método, primeiramente são eliminados os pares de vetores $V(i, j)$ simétricos de ∇M , partindo do vetor $V(1, 1)$ e de forma concêntrica. Se obtém assim uma matriz $\nabla_A M(V_A)$ que contém o total de vetores assimétricos V_A . Depois, se $V_A \neq 0$, se realiza uma triangulação de Delaunay sobre $\nabla_A M(V_A)$, tomando como vértices os pontos médios dos vetores assimétricos. Finalmente calculamos:

$$G_1 = \frac{T_A - V_A}{V_A},$$

onde T_A a quantidade de bordas produto da triangulação.

O segundo momento do gradiente G_2 foi quantificado recentemente por [R18](#), incluindo algumas melhoras no algoritmo, como a desconsideração dos elementos nas bordas da imagem e a realização do cálculo sobre uma matriz retangular. Visando obter uma medida invariante ao tamanho da imagem e com menor sensibilidade ao ruído do que G_1 , este parâmetro foi definido pelos autores como:

$$G_2 = \frac{V_A}{N} \left(2 - \frac{|\sum_i^{V_A} v_i|}{\sum_i^{V_A} |v_i|} \right),$$

onde N é a dimensão da imagem e v_i são os vetores assimétricos de $\nabla_A M(V_A)$.

[R18](#) aplicaram o método GPA sobre uma amostra de ~ 55 mil galáxias selecionada do

catálogo Galaxy Zoo 1 (GZ1, [Lintott et al., 2008, 2011](#)), e realizaram uma comparação de desempenho entre os índices de concentração, assimetria, *clumpiness*, entropia, G_1 e G_2 para separar as galáxias em tipos iniciais e tardios. Os autores encontraram que o desempenho na discriminação dos tipos morfológicos do índice G_2 ($\sim 90\%$) supera amplamente o sistema CAS (Conselice 2003) ($C \sim 79\%$, $A \sim 50\%$, $S \sim 43\%$). Na Figura 5.4 se comparam os histogramas dos índices usados no trabalho de [R18](#) para os tipos morfológicos iniciais e tardios do GZ1, em vermelho e azul, respectivamente.

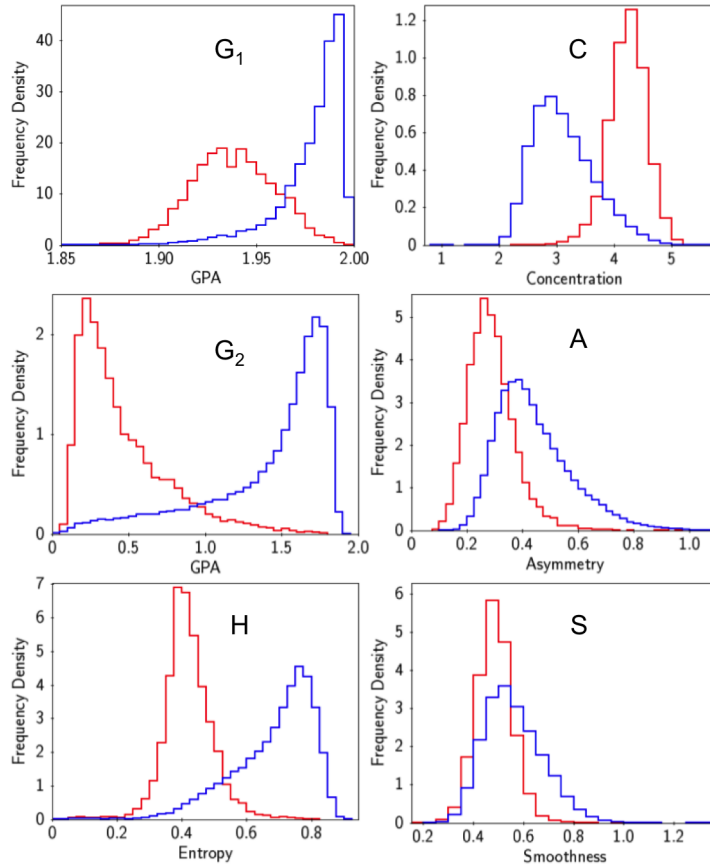


Figura 5.4. Histogramas dos seis parâmetros morfológicos usados para classificar galáxias no estudo de [R18](#). As galáxias de tipos iniciais e tardios estão representadas como linhas em vermelho e azul, respectivamente. Figura reproduzida de [Rosa et al. \(2018\)](#).

A separação que oferece o uso de G_2 sobre os demais índices resulta de grande utilidade para classificar milhões de galáxias de forma automática com os recursos computacionais atuais. Isto adquire particular relevância na era moderna, onde se dispõe de uma grande quantidade de dados para processar (*Big Data*).

O parâmetro G_2 é particularmente relevante para a análise realizada nesta Tese. Como é observado na Fig. 3.3, G_2 mostra uma sensibilidade maior do que o tipo T e *eclass* para distinguir entre as famílias morfológicas presentes em sistemas GB e NGB, ao longo do caminho evolutivo, e oferece a sua vez, um grande potencial para detectar e estudar melhor as diferenças morfológicas entre as famílias de galáxias. A minha contribuição em [R18](#) foi relacionada com a obtenção dos valores C, A e S, através de uma implementação dos algoritmos na linguagem R.

Capítulo 6

Conclusões

Neste trabalho, classificamos galáxias no espaço idade-SSFR usando o código MCLUST, usando uma amostra de galáxias em aglomerados de Y07 (e redefinida por dC17) que foi dividida de acordo com o estado dinâmico dos aglomerados (G ou NG) e pela luminosidade dos objetos (B ou F), compilando desta forma quatro subamostras: GB, NGB, GF e NGF. O procedimento de clusterização indica a existência de três populações de galáxias: jovens com alta taxa de formação estelar específica (SF), velhas com baixa taxa de formação estelar específica (PAS), e uma população intermediária habitando o vale verde (GV). O objetivo principal foi encontrar diferenças entre estas populações, nas quatro subamostras. Os nossos resultados principais são:

- (1) As galáxias B diferem com respeito às populações identificadas no espaço idade-SSFR. Elas ocorrem de forma discreta mais no conjunto SF + GV em sistemas NG ($55\% \pm 4\%$) do que em sistemas G ($43\% \pm 3\%$). Também encontramos mais galáxias passivas em sistemas G ($57\% \pm 2\%$) do que em sistemas NG ($45\% \pm 2\%$). Além disso, as galáxias nas amostras GF e NGF apresentam proporções semelhantes dos tipos SF, GV e PAS.
- (2) A comparação das populações identificadas no espaço idade-SSFR, para um amplo conjunto de propriedades, indica uma forte diferença entre as populações SF, GV e PAS, mas pouca ou nenhuma diferença entre as amostras G e NG, indicando que as galáxias sofrem o *quenching* da mesma forma, e independente do estado dinâmico dos aglomerados.
- (3) Separando a população intermediária (GV) nas componentes com formação estelar (GV1) e passiva (GV2), encontramos mais galáxias B no modo passivo de sistemas NG ($82\% \pm 4\%$) do que em sistemas G ($61\% \pm 4\%$). Também encontramos mais galáxias F na porção ativa de formação estelar em sistemas NG ($78\% \pm 4\%$) do que em sistemas G ($60\% \pm 4\%$). Este resultado indica que o GV de sistemas G está constituído de forma diferente ao GV de sistemas NG.

- (4) Sete (de nove) parâmetros estudados exibem, para todas as subamostras, a sequência evolutiva $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$, com diferenças significativas entre as galáxias nesses estágios evolutivos. Também encontramos uma forte segregação evolutiva entre as galáxias por regime de luminosidade, independentemente do estado dinâmico do aglomerados. Este resultado indica que os mecanismos de *quenching* são mais dependentes da luminosidade (ou massa), o que está em concordância com vários estudos que argumentam a favor da massa estelar como a causa principal da evolução nas galáxias (*mass-quenching*) (e.g. Peng et al., 2010; Contini et al., 2019). Contudo, a influência de mecanismos adicionais é necessária, já que o efeito de *quenching* via massa, somente, não consegue explicar as várias tendências morfológicas e estruturais que encontramos, onde aparecem algumas diferenças com relação ao estado dinâmico dos aglomerados.
- (5) As frações de galáxias E e S0 aumentam ao longo da sequência evolutiva, enquanto que ao mesmo tempo, as frações dos tipos Sab e Scd diminuem. Encontramos também que GV1 é dominado por uma mistura de tipos S0 e Sab, enquanto que GV2 é mais habitado por galáxias S0 e E. Isto sugere que transformações morfológicas das galáxias espirais em tipos S0 estejam ocorrendo, provavelmente como produto dos efeitos ambientais, em ambos os sistemas G e NG.
- (6) Os VDPs das galáxias B em sistemas G e NG são diferentes. Em sistemas G, todas as populações apresentam um perfil monótono decrescente, com diferenças só na região central dos aglomerados; em sistemas NG as populações GV e PAS apresentam perfis que parecem perturbados dinamicamente. Galáxias de ambos os regimes de luminosidade, B e F, possuem perfis decrescentes indicando a presença de *infall*; sendo que as galáxias B correspondem ao tipo Sab, e as galáxias F ao tipo Scd. Isto indica que a diferença principal em relação à distinção entre sistemas G e NG está relacionada com a morfologia das galáxias que caem nesses sistemas.

Entender o papel do ambiente sobre a evolução de galáxias é um dos grandes temas da astrofísica moderna. Uma das dificuldades relacionadas a este tópico é o fato de a fração de galáxias *quenched* (e de tipo precoce) aumentar tanto com a massa das galáxias como com a densidade local a sua volta. Isto significa que um destes vetores pode ser dominante ou que ambos atuem para conduzir as galáxias a sistemas passivos, em termos de formação estelar, e morfológicamente dominados por bojos. Um modo de abordar o assunto é dividir as galáxias de aglomerados em amostras de objetos centrais e satélites. Alguns estudos indicam que a fração de satélites *quenched* é maior do que a de centrais de mesma massa estelar (Peng et al., 2010; Wetzel et al., 2013). Uma vez que em galáxias centrais o *quenching* é fortemente correlacionado com a estrutura interna e fracamente com o ambiente e/ou a massa do halo (Peng et al., 2010; Fang et al., 2013; Woo et al.,

2015), então semelhantes frações de objetos *quenched* estaria sugerindo que as satélites experimentam algum efeito ambiental (e.g. Peng et al., 2012). Contudo, Wang et al. (2018) mostram que centrais e satélites de mesma massa estelar experimentam o *quenching* da mesma forma, se estão em aglomerados de mesma massa. Ao mesmo tempo, Davies et al. (2019) encontram que o *quenching* é mais eficiente em satélites que tem massa pequena em relação à massa do aglomerado. Um resultado semelhante ao de Liu et al. (2019), que relacionam o *quenching* das galáxias menos massivas à massa do aglomerado, enquanto as mais massivas teriam sua evolução ditada pela massa estelar.

O método de separação entre galáxias centrais e satélites também pode apresentar problemas. Primeiro, os algoritmos que identificam aglomerados podem introduzir erros sistemáticos na definição desses sistemas que, por sua vez, poderiam gerar classificações incorretas de galáxias centrais e satélites, assim como suas atribuições a halos de determinadas massas. Essas incorreções podem reduzir as diferenças entre os objetos dessas classes (Campbell et al., 2015). Outro problema foi identificado recentemente por Trusler et al. (2020). Ao investigarem a dependência ambiental das populações estelares no SDSS-DR7, eles encontraram que as diferenças em metalicidade, inicialmente verificadas entre centrais e satélites, eram fortemente reduzidas se as galáxias fossem estudadas em categorias evolutivas (SF, GV, PAS). Ao fazê-lo, esses autores constataram que as SF não parecem afetadas pelo ambiente, enquanto as GV e PAS apresentam aumento de metalicidade com a massa do aglomerado, a densidade local e a diminuição da distância ao centro do aglomerado.

A estratégia adotada nesta Tese foi justamente a de definir as categorias SF, GV e PAS, no espaço idade-SSFR. A combinação dos resultados acima relacionados (assim como os de N19) permitem obter uma imagem mais geral sobre a influência do estado dinâmico na evolução das galáxias membros. Nossa premissa é a de que não apenas o ambiente aglomerado, mas também seu estado dinâmico possa afetar a forma e o conteúdo estelar das galáxias, em virtude de sistemas NG constituírem objetos perturbados, com significativa alteração de suas órbitas internas. Uma vez que nossa amostra de 146 aglomerados é aproximadamente homogênea em massa, consideramos que os efeitos da massa do halo atuam de mesma maneira sobre todas os objetos. Ao mesmo tempo, a separação em regimes de luminosidade permite analisar o efeito da massa estelar sobre as galáxias. Portanto, os efeitos remanescentes, se houver, devem ser de origem ambiental.

Destacamos que a complexidade das órbitas em sistemas NG, evidenciadas pelo estudo das VPDs, resultado (6), assim como em em N19 ou Costa et al. (2018), reforça a premissa do trabalho, já discutida. Os resultados (1), (2) e (3) parecem apontar na mesma direção: sistemas G e NG são distintos em termos de composição, ou seja, as categorias SF, GV e PAS são quantitativamente diferentes nesses sistemas. Ao mesmo tempo, suas propriedades não diferem significativamente se o aglomerado é G ou NG. As diferenças verificadas acontecem quando comparamos objetos B e F, a despeito da classificação

dinâmica dos aglomerados, reforçando a importância do *quenching* por massa. Além disso, o resultado (4) mostra que os tipos definidos estatisticamente correspondem a uma sequência evolutiva $SF \rightarrow GV_1 \rightarrow GV_2 \rightarrow PAS$, considerando uma série de parâmetros morfológicos e estruturais, além da metalicidade e do raio clustercêntrico. Diferenças entre G e NG são observadas apenas para o parâmetro G_2 (para galáxias B, mais evoluídas em G) e para o raio (para galáxias F mais periféricas em NG na transição $SF \rightarrow GV_1$). Outro ponto a ser destacado foi a dispersão de velocidades mais alta das galáxias B em sistemas NG, sugerindo menos ligação aos aglomerados onde se encontram. No que se refere às frações de tipos morfológicos, verificamos uma pequena diferença entre as S_{ab} e S_{cd} em sistemas G e NG na transição $SF \rightarrow GV_1$ no regime B de luminosidade. De modo geral, a variação nas frações ao longo da sequência sugere (mas não prova) a ocorrência de conversão entre tipos, sobretudo de espirais em S0. E a pequena diferença entre G e NG indica que o ambiente pode ter alguma influência sobre a morfologia entre as fases SF e GV1.

Como um resultado geral, nossos resultados indicam maior contribuição do *quenching* por massa na evolução das galáxias em aglomerados, com uma participação menor do ambiente nas transformações desses objetos. Contudo, como conciliar esta visão com os resultados que mostram diferenças na composição de sistemas G e NG, aparentemente reguladas pelo estado dinâmico dos aglomerados? Uma possibilidade é considerar que a principal distinção entre sistemas G e NG é o seu regime de *infall*, que parece mais intenso em sistemas NG, concordando com os resultados de dC17 e de Carvalho et al. (2019). Além disso, as diferenças podem estar relacionadas a um período de evolução prévio à entrada dessas galáxias nos aglomerados, ou seja, ao pré-processamento. Se de fato temos uma taxa de *infall* mais alta em torno de sistemas NG, então esses aglomerados seriam também mais influenciados pelo pré-processamento de galáxias. Isto seria um cenário consistente com os resultados de Brough et al. (2017), que sugerem que a relação morfologia-densidade deve-se a uma mudança na distribuição da massa estelar das galáxias com a densidade local que teria origem no pré-processamento dessas galáxias em grupos menores antes e durante o *infall*. Os detalhes da influência do *infall* e de pré-processamento sobre sistemas G e NG é um tema importante e será investigado em trabalhos futuros.

Devemos mencionar ainda, completando este quadro, a ocorrência fusões de aglomerados de massa semelhante, que podem misturar consideravelmente suas populações de galáxias. E ainda possíveis vieses na análise de sistemas NG, uma vez que estes provavelmente violam a hipótese de homologia (ou a auto-similaridade de objetos colapsados) no momento em que construímos sua amostra empilhada.

Capítulo 7

Perspectivas

7.1 Segregação de galáxias no espaço de fases projetado

São enormes as possibilidades que oferecem os grandes levantamentos fotométricos e/ou espectroscópicos atuais como o SDSS (York et al., 2000), 2dFGRS (Colless et al., 2001; Colless, 2002), DES (The Dark Energy Survey Collaboration, 2005; Flaugher, 2005), GAMA (Driver et al., 2009), e futuros como o EUCLID, LSST e eROSITA, para o estudo das populações de galáxias. Embora a espectroscopia ofereça informação diretamente relacionada com os processos físicos que ocorrem nas populações estelares das galáxias, não sempre é possível obter o espectro para uma galáxia nem com a qualidade suficiente. Por outra parte, a fotometria é abundante, limitada somente pelo limite de fluxo do telescópio. Aproveitando a quantidade de dados e informação fotométrica obtida para objetos observados pelo SDSS, apresentamos o seguinte projeto em andamento onde exploramos e relacionamos uma série de propriedades fotométricas e cinemáticas, sendo estas últimas as referidas ao espaço de fases projetado dos aglomerados (PPS, *projected phase space*).

7.1.1 Descrição dos dados

Existem catálogos de aglomerados de galáxias disponíveis publicamente para o SDSS e com membros determinados, (por exemplo, Yang et al., 2007; Tago et al., 2010; Szabo et al., 2011; Tempel et al., 2012; Hernández-Fernández et al., 2012; Tempel et al., 2017). Neste caso usamos uma amostra de galáxias em aglomerados selecionada de Tempel et al. (2012) no Universo próximo ($z \leq 0.045$) e completa em volume. Após uma limpeza de galáxias intrusas foram escolhidos aglomerados com mais do que 20 membros dentro de uma distância clustercêntrica de 1 Mpc, de forma que a amostra final compreende 77 aglomerados com um total de 4357 galáxias.

Foi adicionada informação do catálogo KIAS VAGC (*Korean Institute for Advanced*

Study Value-Added Galaxy Catalog, Park & Choi, 2005), que fornece variáveis fotométricas relevante, como o gradiente de cor $\Delta(g - i)$, cor $u - r$, e o índice de concentração C . O gradiente de cor é definido como a diferença em cor ($g - i$) na região $r < 0.5R_P$ daquela correspondente ao anel $0.5R_P < r < R_P$, sendo R_P o raio de Petrosian na banda i . A concentração é calculada como $C = R_{90}/R_{50}$, onde R_{50} e R_{90} são os raios a partir do centro da galáxia contendo 50% e 90% do fluxo de Petrosian na banda i , respectivamente. Além disso, obtivemos as razões dos eixos isofotais menor e maior (b/a) para a nossa amostra, corrigidas por *seeing*, na banda i . Incluímos as razões de fluxos de bojo e total (B/T) na banda r do catálogo de Simard et al. (2011). Finalmente, adicionamos também os tipos morfológicos T do catálogo de Domínguez Sánchez et al. (2018), já descrito em §2.1.3, e convertidos em tipos E, S0, Sab e Scd.

O espaço de fase oferece pistas para estágios evolutivos intermediários, permitindo examinar onde se encontram as diferentes populações de galáxias no plano definido pelos raios projetados clustercêntricos e normalizados ao R_{200} e pelas velocidades (na linha de visada) projetadas e normalizadas à dispersão de velocidades; estas variáveis dinâmicas foram determinadas para a amostra. O PPS tem demonstrado ser útil para o estudo dos históricos orbitais e as diferentes propriedades (e.g. Biviano et al., 2002; Gill et al., 2005; Mahajan et al., 2011; Jaffé et al., 2015; Rhee et al., 2017; Pasquali et al., 2019).

7.1.2 Tipos de galáxias e o espaço de fases

Definimos subpopulações de galáxias atendendo a vários critérios de separação fotométricos bem entendidos na literatura, que mencionamos a continuação. Usamos cor, índice de concentração e tipo T para definir oito tipos de populações: quatro no espaço C-T, usando os separadores $T = 0$ e $C = 2.6$ (Strateva et al., 2001), que foram divididas a sua vez por cores azuis e vermelhas (veja Fig. 7.1). As subamostras obtidas desta forma são nomeadas segundo a localização no espaço das três variáveis, sejam do tipo precoce (ET), tipo tardio (LT), muito concentradas (C), pouco concentradas (LC), vermelhas (R) ou azuis (B); por exemplo, ETCR seriam os objetos de tipo precoce, com concentração $C > 2.6$ e vermelhos. A Tabela 7.1 apresenta os subtipos a serem estudados.

A Tabela 7.2 mostra informação detalhada da morfologia e frações nos tipos definidos acima. Podemos observar que as galáxias de tipo tardio e vermelhas (LTCR + LTLCR) compreendem uma fração de 18%, atingindo 25% considerando só objetos vermelhos. Estes são dominados por espirais Sab (75%) ambas as galáxias com baixas e altas concentrações. As galáxias azuis de tipo precoce (ETCB + ETLCB) compreendem só 2.5% da amostra total, atingindo 11% se considerarmos só objetos azuis. Para galáxias de alta concentração, as elípticas dominam levemente a amostra (58%), enquanto que os objetos pouco concentrados estão fortemente dominados pelas galáxias lenticulares (86%). Como é esperado, as populações ETCR e LTLCB são as mais ricas, com 48% e 19% respecti-

vamente, constituindo ETCR a maioria da Sequência Vermelha e LTLCB a maioria da Nuvem Azul.

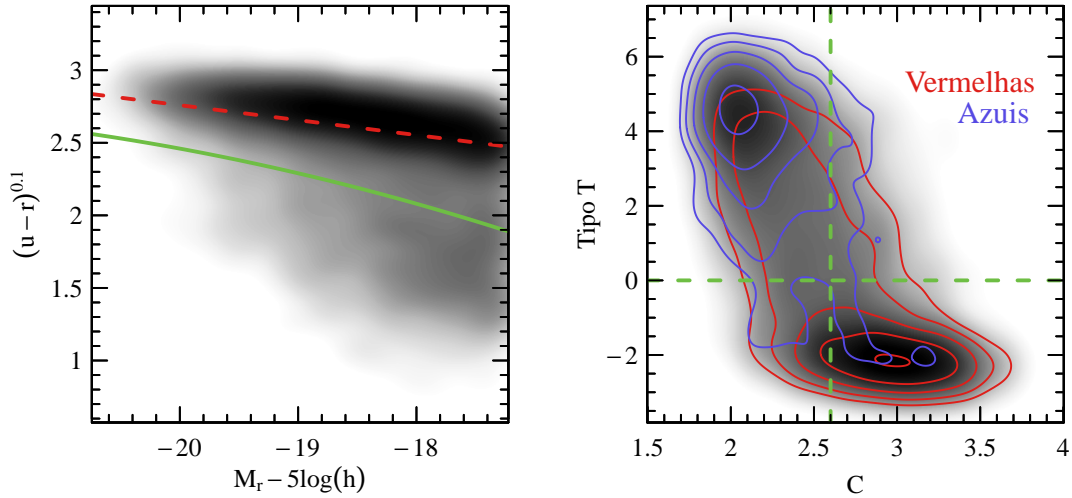


Figura 7.1. *Painel esquerdo:* galáxias em aglomerados com $z \leq 0.045$ no diagrama cor-magnitude suavizado. A linha verde é o separador azul/vermelho determinado por [Zandivarez & Martínez \(2011\)](#). A linha vermelha tracejada é o ajuste linear da sequência vermelha. *Painel direito:* distribuição das galáxias no plano do índice de concentração C e o tipo T morfológico. Os contornos estão representados em cinco níveis logarítmicos de acordo à classificação azul/vermelha de [Zandivarez & Martínez \(2011\)](#). As linhas verdes tracejadas indicam a separação de galáxias concentradas e não concentradas em $C = 2.6$ ([Strateva et al., 2001](#)), e os tipos iniciais/tardios em $T = 0$.

Tabela 7.1. Populações definidas atendendo a critérios de separação fotométricos.

Tipo	Contagens	Critério
ETCR	2056	$T \leq 0 \ \& \ C > 2.6$
LTCR	202	$T > 0 \ \& \ C > 2.6$
ETLCR	490	$T \leq 0 \ \& \ C \leq 2.6$
LTLCR	574	$T > 0 \ \& \ C \leq 2.6$
ETCB	62	$T \leq 0 \ \& \ C > 2.6$
LTCB	58	$T > 0 \ \& \ C > 2.6$
ETLCB	44	$T \leq 0 \ \& \ C \leq 2.6$
LTLCB	804	$T > 0 \ \& \ C \leq 2.6$

A seguir, investigamos a localização no PPS de todos os subtipos de galáxias. Realizamos comparações dois a dois, usando o teste de *kernel* de densidade para duas amostras (teste KDE; [de Carvalho et al., 2017](#); [Lopes et al., 2017](#)). Durante o teste, os dados são suavizados com uma função *kernel* e então comparados. Como resultado, não encontramos regiões equivalentes para os diferentes subtipos ao nível de confiança de 95%, o que sugere diferentes tempos de queda (*infall*) e/ou diferentes caminhos evolutivos através dos aglomerados. Também investigamos a distribuição destas populações no PPS usando

Tabela 7.2. Morfologia e frações dos tipos de galáxias.

Tipo	Morfologia	f_{color}	f_{tot}
ETCR	0.86E + 0.14S0	62%	48%
LTCR	0.12E + 0.75Sab + 0.13Scd	6%	5%
ETLCR	0.47E + 0.53S0	15%	11%
LTLCR	0.02E + 0.75Sab + 0.23Scd	17%	13%
ETCB	0.58E + 0.42S0	6%	1.5%
LTCB	0.66Sab + 0.34Scd	6%	1.5%
ETLCB	0.14E + 0.86S0	5%	1%
LTLCB	0.30Sab + 0.70Scd	83%	19%

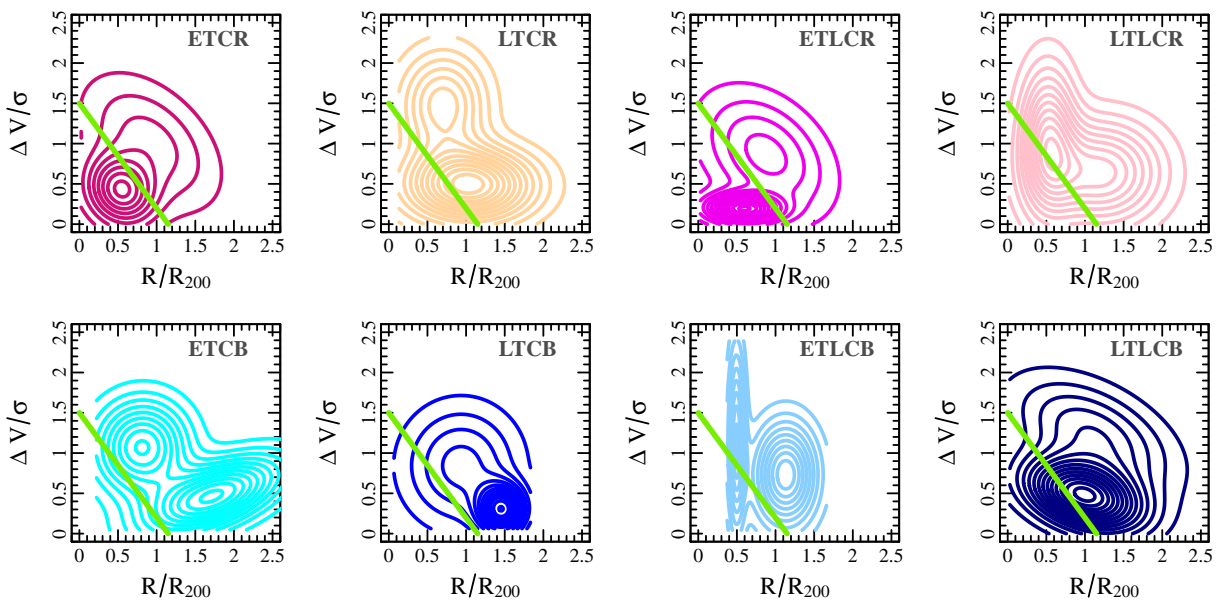


Figura 7.2. Distribuição das galáxias no espaço de fases projetado por subtipos. Linhas de contorno: ETCR em vermelho, LTCR em laranja, ETLCR em roxo, LTLCR em cor de rosa, ETCB em cyan, LTCB em azul, ETLCB em azul claro e LTLCB em azul marinho. A linha verde em cada painel delimita a região virial de acordo com [Jaffé et al. \(2015\)](#).

MCLUST, e os resultados são mostrados na Figura 7.2. Em cada painel a linha verde indica a região virial de acordo com [Jaffé et al. \(2015\)](#). A relação entre os contornos e esta linha mostra que os tipos de galáxias contribuem de forma diferente à região virial. Como esperado, os objetos vermelhos mostram as maiores proporções dentro da região virial, sendo o tipo ETCR o dominante, mas note a importância significativa dos tipos ETLCR e LTLCR. A única população azul com contribuição importante nesta região é LTLCB.

As frações (por tipo, cor, e número total de galáxias) são mostrados na Tabela 7.3, adicionando os diagnósticos de MCLUST para bimodalidade, indicando que os tipos LTCR, ETLCR, ETCB, e ETLCB apresentam bimodalidades cinemáticas significativas no PPS. Os resultados são robustos depois de executar 1000 realizações *bootstrap* no PPS, fixando

Tabela 7.3. Frações dos subtipos na região virial e diagnóstico de MCLUST para bimodalidade.

Tipo	$f_{\text{tipo}}^{\text{vir}}$	$f_{\text{cor}}^{\text{vir}}$	$f_{\text{total}}^{\text{vir}}$	Bimodal
ETCR	38%	63%	53%	Não
LTCR	28%	5%	4%	Sim
ETLCR	44%	17%	14%	Sim
LTLCR	32%	15%	12%	Não
ETCB	1%	4%	<1%	Sim
LTCB	2%	7%	1%	Não
ETLCB	1%	4%	<1%	Sim
LTLCB	6%	85%	16%	Não

uma variável cada vez. Fixando R/R_{200} se encontram duas componentes em mais de 85% das vezes e fixando $\Delta V/\sigma$, em mais de 90%. Portanto, os tipos de galáxias definidos não são só cinematicamente diferentes, também alguns são bimodais, possivelmente em correspondência com o estado dinâmico desses objetos.

7.1.3 Tamanho do bojo e gradiente de cor

Durante a evolução das galáxias da Nuvem Azul para a Sequência Vermelha, os perfis de luz são progressivamente mais íngremes, sugerindo que os mecanismos de *quenching* estão correlacionados com o crescimento do bojo (e.g. [van de Sande et al., 2013](#); [Bluck et al., 2014](#); [Haines et al., 2017](#)). Por exemplo, [Patel et al. \(2013\)](#) determinaram baixos índices de Sérsic a altos *redshifts* e interpretaram isto como uma evidência do crescimento gradual da massa de dentro para fora (*inside-out*) para *redshifts* baixos. Ao mesmo tempo, [Gonzalez-Perez et al. \(2011\)](#) estudaram a relação entre os gradientes de cor em galáxias com $0.01 < z < 0.17$ no SDSS DR7 e as suas propriedades. Eles encontraram que, em média, as galáxias possuem cores mais avermelhadas do que nas bordas e encontraram um gradiente mais íngreme em galáxias de tipo precoce com relação a galáxias de tipo tardio. Eles também demonstraram uma conexão entre os gradientes de cores e a proporção de estrelas jovens dentro da galáxia. Isto sugere que o espaço definido pelo tamanho do bojo e o gradiente de cor pode ser usado para representar e estudar diferentes estágios evolutivos.

Esta ideia foi explorada usando B/T e $\Delta(g-i)$. Em particular, investigamos se as distribuições no PPS se relacionam com os respectivos valores de B/T e $\Delta(g-i)$. Para isto aplicamos o teste KDE e executamos MCLUST neste espaço. Mais uma vez, o teste KDE mostra diferenças significativas entre todos os tipos galácticos para o nível de confiança de 95%; enquanto que os resultados de MCLUST, apresentados na Figura 7.3 (painéis superior direito e inferiores), indicam que as bimodalidades observadas no PPS também acontecem para os tipos LTCR, ETCB, e ETLCB, com exceção do tipo ETLCR; enquanto

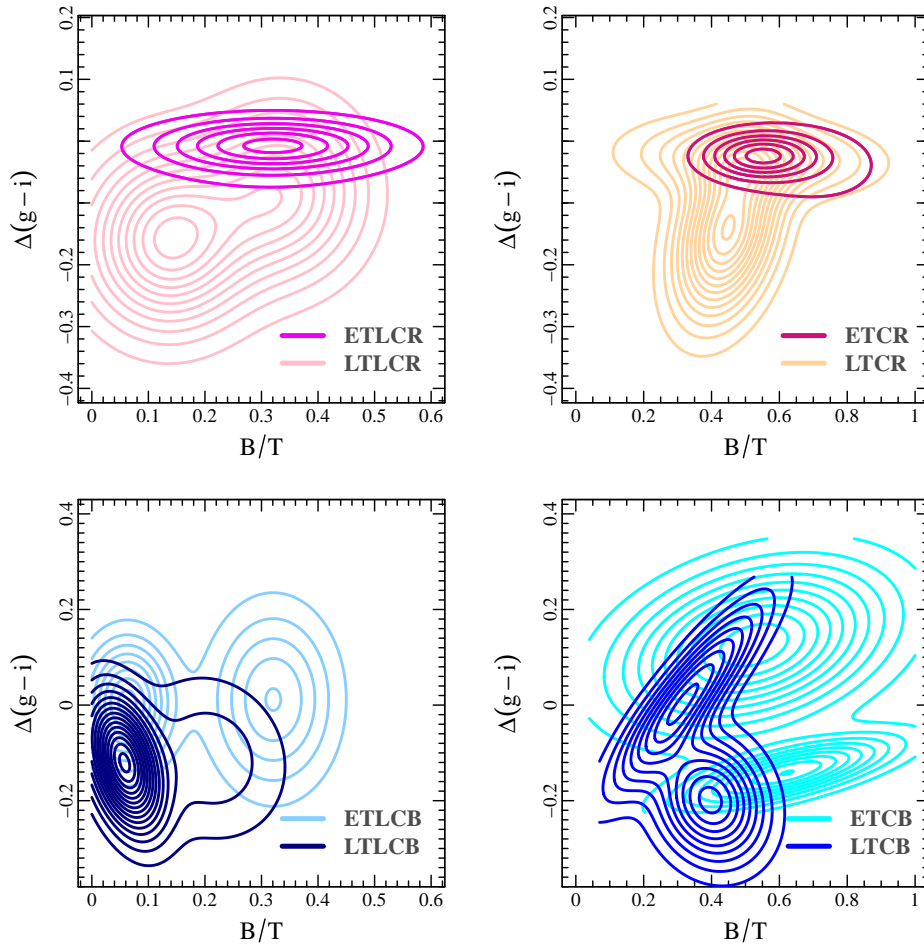


Figura 7.3. Distribuição de galáxias no espaço B/T vs $\Delta(g-i)$. Linhas de contorno: ETCR em vermelho, LTCR em laranja, ETLCR em roxo, LTLCR em cor de rosa, ETCB em cyan, LTCB em azul, ETLCB em azul claro e LTLCB em azul marinho.

o tipo LTCB, unimodal no PPS, é bimodal no espaço B/T vs $\Delta(g-i)$. Note também na Figura 7.3 (painéis superiores) que os objetos LTLCR e uma componente do tipo LTCR mostram tendências no gradiente de cor para valores mais positivos com o aumento de B/T . O mesmo pode ser observado para o tipo ETCB (ambas as componentes) e para uma componente do tipo LTCB. Os objetos LTLCB e uma componente LTCB parecem descrever uma tendência oposta; enquanto que os tipos ETCR e ETLCR apresentam valores aproximadamente constantes de gradientes de cor. Finalmente, o tipo ETLCB é um caso de bimodalidade em B/T com distribuições similares de $\Delta(g-i)$ em cada modo. Como perspectiva, pretende-se relacionar as bimodalidades no PPS e no espaço B/T vs $\Delta(g-i)$.

O estudo aqui esboçado será expandido para uma compilação de dados fotométricos, visando incluir objetos de mais baixo fluxo, para os quais a determinação de membros dos aglomerados será feita com o código RPM - *Reliable Photometric Membership* (Lopes & Ribeiro, 2020). O novo método RPM permite determinar membros de um aglomerado de galáxias, adotando uma abordagem de aprendizado de máquina. RPM oferece resultados extremamente precisos (completeza de $\sim 92\%$ e pureza de $\sim 87\%$) dentro do R_{200} .

7.2 Aglomerados em raios-X

Pretendemos compilar futuramente uma amostra do catálogo de aglomerados de [Yang et al. \(2007\)](#) com imageamento em raios-X obtidos em levantamentos do ROSAT (*ROSAT X-Ray All Sky Survey*, [Truemper, 1982](#)), XMM-Newton (*X-ray Multi-Mirror Mission*, [Jansen et al., 2001](#)) e *Chandra X-Ray Observatory*. Fazendo uso da assimetria fotônica, estudaremos a relação entre este índice e o estado dinâmico dos aglomerados determinado pelo método usando a Distância de Hellinger. Serão estudados também outras compilações encontradas na literatura como o SPIDERS-X ([Blanton et al., 2017](#)). Para isto pretendemos realizar uma adaptação em R do algoritmo para obter a assimetria fotônica publicada por [Nurgaliev et al. \(2013\)](#)¹ e melhorar o desempenho. A assimetria fotônica é um método eficaz para avaliar o estado dinâmico de um aglomerado através da determinação da assimetria (axial) do perfil de raios-X. O objetivo é medir o grau em que os ângulos polares ϕ das contagens dos fótons de raios-X estão distribuídos uniformemente no intervalo $0 \leq \phi \leq 2\pi$. Para isto, a distribuição de probabilidade acumulada (CDF) das posições angulares dos fótons da imagem, em certo anel circular com origem no centro do aglomerado, é comparada com a distribuição de probabilidade acumulada uniforme na mesma região. Uma grande vantagem que tem o método da assimetria fotônica é que ele funciona bem inclusive para uma contagem baixa de fótons. Além disso, A_{phot} é independente do nível de exposição e o nível de fundo ([Nurgaliev et al., 2013](#)).

7.3 Galáxias do Vale Verde: processos internos versus externos

Como plano futuro, pretendo realizar um pós-doutorado na Argentina, sob supervisão da Dra. Valeria Coenda, e em colaboração com o grupo de extragaláctica do Instituto de Astronomia Teórica e Experimental (IATE) da Universidad de Córdoba. A seguir, expõe-se uma introdução e descreve-se o projeto de trabalho.

As galáxias do Universo local podem se classificar em duas grandes categorias. Por um lado, as galáxias vermelhas, de morfologia precoce e baixa ou nula formação estelar, que povoam a conhecida Sequência Vermelha (RS, *Red Sequence*) no diagrama cor-magnitude (CMD, *Color-Magnitude diagram*), e por outro lado, as galáxias de morfologia tardia, azuis e com altas taxas de formação estelar, povoando a chamada Nuvem Azul (BC, *Blue Cloud*) do CMD. Um número importante de processos determinam a diminuição da formação estelar nas galáxias, e portanto, o deslocamento desde a BC para a RS (e.g. [Bell et al., 2004](#)). A bimodalidade em cor das galáxias é observada desde baixos *redshifts* (e.g. [Strateva et al., 2001](#); [Baldry et al., 2004](#)), até *redshift* ~ 1 (e.g. [Balogh et al., 1998](#); [Im](#)

¹<https://github.com/ndaniyar/aphot>

et al., 2002; Weiner et al., 2005; Willmer et al., 2006). Como foi comentado anteriormente, entre as duas populações existe uma região de transição na qual as galáxias já sofreram de uma depressão significativa na taxa de formação estelar: o Vale Verde (GV, *Green Valley*) (Martin et al., 2007; Wyder et al., 2007; Salim, 2014). Pela importância para o estudo evolutivo, esta população de galáxias tem recebido um grande interesse investigativo nos últimos anos. Sob este cenário, o estudo do GV é fundamental para poder dilucidar os diferentes mecanismos de interrupção da formação estelar (*quenching*) nos diferentes ambientes.

Muitos estudos tentam determinar os possíveis mecanismos de *quenching* dominantes através da medição das escalas de tempo em que se produz este efeito (e.g. McCarthy et al., 2008; Lotz et al., 2010; Wetzel et al., 2012, 2013; Haines et al., 2013; Lin et al., 2014; Muzzin et al., 2014; Schawinski et al., 2014; Taranu et al., 2014; Trayford et al., 2016; Crossett et al., 2017; Jian et al., 2017; Rowlands et al., 2018; De Lucia et al., 2019; Lin et al., 2019), os quais mostram uma ampla gama de escalas temporais sugerindo uma mistura de caminhos evolutivos. Por exemplo, Lin et al. (2017) estudaram o conteúdo de gás molecular frio do GV mediante o uso de ALMA (*Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array*) e encontrou que as galáxias verdes têm uma eficiência de formação estelar menor do que as galáxias ativas. Mais recentemente, Lin et al. (2019), usando aproximadamente 3000 galáxias selecionadas de SDSS-IV MANGA (Bundy et al., 2015), concluíram que os modos dominantes da inibição da formação estelar são mecanismos do tipo *inside-out* (de adentro para fora) em diferentes ambientes e massas dos halos.

Podemos dividir os mecanismos de inibição da formação estelar em lentos e rápidos atendendo aos tempos do *quenching*. Os processos lentos podem diminuir a formação estelar em ~ 1 Gyr ou mais, e podem ser devidos ao *quenching* morfológico (Martig et al., 2009) e à estrangulamento (Larson et al., 1980; Balogh et al., 2000). Por outra parte, entre os mecanismos rápidos podemos mencionar as fusões de galáxias (Mihos & Hernquist, 1994a,b) e o *ram pressure stripping* (Gunn & Gott, 1972), atuando em escalas de tempo < 1 Gyr.

Na prática, os resultados observacionais conduzem a conclusões diversas sobre a escala de tempo de transição. Por exemplo, Schawinski et al. (2014) estudaram a evolução das galáxias de tipo precoce e tardio, encontrando que as primeiras acabam a formação estelar num tempo menor do que 250 Myr, acompanhado de uma notável transformação morfológica. Pelo contrário, as galáxias de tipo tardio experimentam *quenching* gradual em ~ 1 Gyr, sem mudanças morfológicas significativas. Do ponto de vista teórico, Trayford et al. (2016), mediante o uso de simulações hidrodinâmicas EAGLE (Schaye et al., 2015), encontram que as galáxias povoam o GV durante ~ 2 Gyr. Coenda et al. (2018) usaram uma amostra do SDSS para analisar as propriedades das galáxias passivas, verdes e formadoras de estrelas no campo, grupos e nos centros e periferia dos aglomerados de galáxias. Os autores encontraram que os tempos típicos de *quenching* seria de 1.2 a 1.8

Gyr em ambientes mais densos, e de 2 Gyr no campo.

Através de dados observacionais e via simulações numéricas, temos particular interesse em entender o momento no qual começa a transição da BC para a RS, e a escala de tempo característica, em função do ambiente e das propriedades das galáxias. Como foi mencionado, [Coenda et al. \(2018\)](#) têm estudado em detalhe a população de galáxias do GV e a sua dependência com o ambiente fazendo uso de dados observacionais. Como parte do plano de trabalho para o pós-doutorado, propomos estender estes estudos a galáxias simuladas, fazendo uso das simulações Multi-Dark ([Klypin et al., 2016](#)) nas quais já foi aplicado o modelo semianalítico SAG de [Cora \(2006\)](#).

Desta forma, poderemos compreender os diferentes processos físicos envolvidos no passado e que resultam nas observações atuais. Existem na literatura diferentes maneiras de definir as galáxias do GV (uma das quais foi usada nesta Tese), portanto analisaremos as propriedades das galáxias tais como a taxa de formação estelar, metalicidade, idade, morfologia, tamanhos, luminosidade, massa estelar, e as relações de escala que vinculam estas propriedades, explorando as diferentes definições de GV, para encontrar a definição mais efetiva e robusta. Através dos modelos, poderemos também determinar os tempos de transição desde a BC até a RS, e além disso analisar os diferentes processos físicos envolvidos. Também poderemos tentar dilucidar se estes processos dependem da massa estelar, do ambiente ou de ambos os fatores.

Do ponto de vista observacional, propõe-se estudar as propriedades das galáxias analisando a formação estelar bi-dimensional. Nos últimos anos, graças à nova geração de amostras de espectroscopia de campo integral (IFS, *Integral Field Spectroscopy*) como CALIFA ([Sánchez et al., 2012](#)), SAMI ([Bryant et al., 2015](#)) e MANGA ([Bundy et al., 2015](#)), tem sido possível obter informação espacialmente resolvida da população estelar em galáxias. Como parte do presente plano propomos estudar as propriedades das galáxias do GV utilizando a amostra de galáxias observadas com MANGA. Para separar as galáxias em diferentes ambientes, faremos uso dos grupos de galáxias identificados por [Rodríguez & Merchán \(2020\)](#) no SDSS DR12 ([Alam et al., 2015](#)). Pretendemos estudar os perfis de luminosidade, taxas de formação estelar específica, idade e metalicidade, como função da massa estelar, da densidade superficial de massa, do ambiente e da morfologia.

Faz parte do projeto estudar em que medida as propriedades das galáxias do GV permitem predizer o ambiente. Desde o ponto de vista observacional, serão usadas as amostras de galáxias do SDSS ([York et al., 2000](#)) e GAMA ([Driver et al., 2009](#)), enquanto que desde o ponto de vista teórico, o modelo semianalítico SAG de [Cora \(2006\)](#). Em trabalhos prévios do grupo de Córdoba, (por exemplo, os trabalhos de [Martínez & Muriel, 2006](#); [Martínez et al., 2008](#)), foi empregada a técnica desenvolvida por [Blanton et al. \(2005\)](#) para estudar quais propriedades das galáxias são as melhores preditivas do ambiente. Esta técnica, aplicada ao GV, permitirá determinar que tipo de galáxias (morfologia, massa estelar, etc.) e que ambiente habitam durante a transição desde a BC para a RS. Nesta

oportunidade, se propõe implementar esta técnica utilizando ferramentas de aprendizado de máquina, na qual o IATE possui experiência (e.g. Ríos et al. 2020, enviado para publicação no MNRAS). Os grandes catálogos observacionais e simulados para o projeto descrito encontram-se disponíveis na literatura e via Internet.

Referências Bibliográficas

- Abadi M. G., Moore B., Bower R. G., 1999, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **308**, 947
- Abazajian K. N., et al., 2009, *Astrophys. J. Suppl.*, **182**, 543
- Abell G. O., 1958, *Astrophys. J. Suppl.*, **3**, 211
- Abell G. O., Corwin Jr. H. G., Olowin R. P., 1989, *Astrophys. J. Suppl.*, **70**, 1
- Abraham R. G., Valdes F., Yee H. K. C., van den Bergh S., 1994, *Astrophys. J.*, **432**, 75
- Abraham R. G., Tanvir N. R., Santiago B. X., Ellis R. S., Glazebrook K., van den Bergh S., 1996, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **279**, L47
- Abraham R. G., van den Bergh S., Nair P., 2003, *Astrophys. J.*, **588**, 218
- Abramson L. E., Kelson D. D., Dressler A., Poggianti B., Gladders M. D., Oemler Augustus J., Vulcani B., 2014, *Astrophys. J.*, **785**, L36
- Aguerri J. A. L., 2012, *Advances in Astronomy*, **2012**, 382674
- Ahumada R., et al., 2020, *Astrophys. J. Suppl.*, **249**, 3
- Alam S., et al., 2015, *Astrophys. J. Suppl.*, **219**, 12
- Amari S., 2012, *Differential-Geometrical Methods in Statistics. Lecture Notes in Statistics*, Springer New York
- Anderson T. W., Darling D. A., 1952, *The annals of mathematical statistics*, pp 193–212
- Anderson T. W., Darling D. A., 1954, *Journal of the American Statistical Association*, **49**, 765
- Andrade-Santos F., et al., 2017, *Astrophys. J.*, **843**, 76
- Andreon S., 1998, *Astrophys. J.*, **501**, 533
- Annis J., et al., 1999, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. p. 1391
- Appleton P. N., Struck-Marcell C., 1996, *Fund. Cosmic Phys.*, **16**, 111

- Babcock H. W., 1939, *Lick Observatory Bulletin*, 498, 41
- Bahcall N. A., 1975, *Astrophys. J.*, 198, 249
- Bahcall N. A., 1999, in Dekel A., Ostriker J. P., eds, *Formation of Structure in the Universe*. p. 135
- Bahé Y. M., McCarthy I. G., Balogh M. L., Font A. S., 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 430, 3017
- Bait O., Barway S., Wadadekar Y., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 471, 2687
- Baldry I. K., Glazebrook K., Brinkmann J., Ivezić Ž., Lupton R. H., Nichol R. C., Szalay A. S., 2004, *Astrophys. J.*, 600, 681
- Balogh M. L., Schade D., Morris S. L., Yee H. K. C., Carlberg R. G., Ellingson E., 1998, *Astrophys. J. Lett.*, 504, L75
- Balogh M. L., Navarro J. F., Morris S. L., 2000, *Astrophys. J.*, 540, 113
- Balogh M. L., Baldry I. K., Nichol R., Miller C., Bower R., Glazebrook K., 2004, *Astrophys. J. Lett.*, 615, L101
- Banfield J. D., Raftery A. E., 1993, *Biometrics*, 49, 803
- Barchi P. H., et al., 2020, *Astronomy and Computing*, 30, 100334
- Barrena R., Boschin W., Girardi M., Spolaor M., 2007, *Astron. Astrophys.*, 469, 861
- Bartalucci I., Arnaud M., Pratt G. W., Démoclès J., Lovisari L., 2019, *Astron. Astrophys.*, 628, A86
- Beers T. C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *Astron. J.*, 100, 32
- Belfiore F., et al., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 477, 3014
- Bell E. F., et al., 2004, *Astrophys. J.*, 608, 752
- Benatov L., Rines K., Natarajan P., Kravtsov A., Nagai D., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 370, 427
- Bergond G., Zepf S. E., Romanowsky A. J., Sharples R. M., Rhode K. L., 2006, *Astron. Astrophys.*, 448, 155
- Bershady M. A., Jangren A., Conselice C. J., 2000, *Astron. J.*, 119, 2645
- Bertin E., Arnouts S., 1996, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 117, 393

- Bilton L. E., Pimblett K. A., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **481**, 1507
- Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*
- Bishop C., 2007, *Pattern Recognition and Machine Learning*. 2006. corr. 2nd printing
2011 ed
- Biviano A., 2000, in *Constructing the Universe with Clusters of Galaxies*. p. 1
([arXiv:astro-ph/0010409](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0010409))
- Biviano A., Katgert P., 2004, *Astron. Astrophys.*, **424**, 779
- Biviano A., Poggianti B. M., 2009, *Astron. Astrophys.*, **501**, 419
- Biviano A., Katgert P., Thomas T., Adami C., 2002, *Astron. Astrophys.*, **387**, 8
- Blanton M. R., et al., 2003, *Astrophys. J.*, **594**, 186
- Blanton M. R., Eisenstein D., Hogg D. W., Schlegel D. J., Brinkmann J., 2005, *Astrophys. J.*, **629**, 143
- Blanton M. R., et al., 2017, *Astron. J.*, **154**, 28
- Bluck A. F. L., Mendel J. T., Ellison S. L., Moreno J., Simard L., Patton D. R., Starkeburg E., 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **441**, 599
- Blumenthal G. R., Faber S. M., Primack J. R., Rees M. J., 1984, *Nature*, **311**, 517
- Boehringer H., Hensler G., 1989, *Astron. Astrophys.*, **215**, 147
- Böhringer H., et al., 2010, *Astron. Astrophys.*, **514**, A32
- Boldt E., McDonald F. B., Riegler G., Serlemitsos P., 1966, *Physical Review Letters*, **17**, 447
- Bose S., et al., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **464**, 4520
- Bremer M. N., et al., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **476**, 12
- Brennan R., et al., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **451**, 2933
- Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Tremonti C., Kauffmann G., Heckman T.,
Brinkmann J., 2004, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **351**, 1151
- Brodwin M., et al., 2012, *Astrophys. J.*, **753**, 162
- Brough S., et al., 2017, *Astrophys. J.*, **844**, 59
- Bryant J. J., et al., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **447**, 2857

- Budzynski J. M., Kuposov S. E., McCarthy I. G., Belokurov V., 2014, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **437**, 1362
- Bundy K., et al., 2015, *Astrophys. J.*, **798**, 7
- Buote D. A., Tsai J. C., 1995, *Astrophys. J.*, **452**, 522
- Campbell D., van den Bosch F. C., Hearin A., Padmanabhan N., Berlind A., Mo H. J., Tinker J., Yang X., 2015, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **452**, 444
- Carlberg R. G., et al., 1997, *Astrophys. J. Lett.*, **485**, L13
- Cassano R., Ettori S., Giacintucci S., Brunetti G., Markevitch M., Venturi T., Gitti M., 2010, *Astrophys. J. Lett.*, **721**, L82
- Cava A., et al., 2017, *Astron. Astrophys.*, **606**, A108
- Cavaliere A., Fusco-Femiano R., 1976, *Astron. Astrophys.*, **500**, 95
- Chandrasekhar S., 1943, *Astrophys. J.*, **97**, 255
- Chen Y.-M., et al., 2012, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **421**, 314
- Cheng M.-Y., Hall P., 1998, *Statistics & Probability Letters*, **39**, 245
- Cheng J. Y., Faber S. M., Simard L., Graves G. J., Lopez E. D., Yan R., Cooper M. C., 2011, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **412**, 727
- Chiu I., et al., 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **478**, 3072
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **358**, 363
- Ciotti L., 1991, *Astron. Astrophys.*, **249**, 99
- Clowe D., Bradač M., Gonzalez A. H., Markevitch M., Randall S. W., Jones C., Zaritsky D., 2006, *Astrophys. J. Lett.*, **648**, L109
- Coe D., Bradley L., Zitrin A., 2015, *Astrophys. J.*, **800**, 84
- Coenda V., Martínez H. J., Muriel H., 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **473**, 5617
- Cohen S. A., Hickox R. C., Wegner G. A., Einasto M., Vennik J., 2014, *Astrophys. J.*, **783**, 136
- Cohen S. A., Hickox R. C., Wegner G. A., 2015, *Astrophys. J.*, **806**, 85
- Cohen S. A., Hickox R. C., Wegner G. A., Einasto M., Vennik J., 2017, *Astrophys. J.*, **835**, 56

- Colless M., 2002, The 2dF Galaxy Redshift Survey. p. E5485, [doi:10.1888/0333750888/5485](https://doi.org/10.1888/0333750888/5485)
- Colless M., et al., 2001, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 328, 1039
- Collins C., Brough S., Burke D., Mann R., Lynam P., 2003, *Astrophys. Space Sci.*, 285, 51
- Conover W., 1999, Practical nonparametric statistics, pp 229–39
- Conselice C. J., 2003, *Astrophys. J. Suppl.*, 147, 1
- Conselice C. J., Bershadsky M. A., Jangren A., 2000, *Astrophys. J.*, 529, 886
- Contini E., Gu Q., Kang X., Rhee J., Yi S. K., 2019, *Astrophys. J.*, 882, 167
- Cora S. A., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 368, 1540
- Corder G., Foreman D., 2009, Nonparametric Statistics for Non-Statisticians. John Wiley & Sons, Inc, pp 38–56
- Cortese L., 2012, *Astron. Astrophys.*, 543, A132
- Costa A. P., Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 473, L31
- Cox T. J., Dutta S. N., Di Matteo T., Hernquist L., Hopkins P. F., Robertson B., Springel V., 2006, *Astrophys. J.*, 650, 791
- Crossett J. P., Pimblett K. A., Jones D. H., Brown M. J. I., Stott J. P., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 464, 480
- D'Agostino R. B., Stephens M. A., 1986, Goodness-of-fit-techniques. Vol. 68, CRC press
- D'Onofrio M., Marziani P., Buson L., 2015, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 2, 4
- Davies L. J. M., et al., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 483, 5444
- De Lucia G., Hirschmann M., Fontanot F., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 482, 5041
- Dempster A. P., Laird N. M., Rubin D. B., 1977, *Journal of the Royal Statistical Society: Series B (Methodological)*, 39, 1
- Domínguez Sánchez H., Huertas-Company M., Bernardi M., Tuccillo D., Fischer J. L., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 476, 3661
- Dressler A., 1980, *Astrophys. J.*, 236, 351

- Dressler A., Abramson L., 2015, in Cappellari M., Courteau S., eds, IAU Symposium Vol. 311, Galaxy Masses as Constraints of Formation Models. pp 140–145, [doi:10.1017/S1743921315003555](https://doi.org/10.1017/S1743921315003555)
- Dressler A., Gunn J. E., 1992, *Astrophys. J. Suppl.*, **78**, 1
- Dressler A., Shectman S. A., 1988, *Astron. J.*, **95**, 985
- Dressler A., et al., 1997, *Astrophys. J.*, **490**, 577
- Dressler A., Oemler Augustus J., Poggianti B. M., Smail I., Trager S., Shectman S. A., Couch W. J., Ellis R. S., 2004, *Astrophys. J.*, **617**, 867
- Driver S. P., et al., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **368**, 414
- Driver S. P., et al., 2009, *Astronomy and Geophysics*, **50**, 5.12
- Eales S., de Vis P., Smith M. W. L., Appah K., Ciesla L., Duffield C., Schofield S., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **465**, 3125
- Ebeling H., Edge A. C., Henry J. P., 2001, *Astrophys. J.*, **553**, 668
- Einasto J., Kaasik A., Saar E., 1974, *Nature*, **250**, 309
- Einasto M., et al., 2012, *Astron. Astrophys.*, **540**, A123
- Eisenstein D. J., et al., 2011, *Astron. J.*, **142**, 72
- Eliche-Moral M. C., Rodríguez-Pérez C., Borlaff A., Querejeta M., Tapia T., 2018, *Astron. Astrophys.*, **617**, A113
- Elmegreen D. M., Elmegreen B. G., 1982, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **201**, 1021
- Elston R., Rieke G. H., Rieke M. J., 1988, *Astrophys. J. Lett.*, **331**, L77
- Erfanianfar G., et al., 2019, *Astron. Astrophys.*, **631**, A175
- Fabian A. C., 1994, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **32**, 277
- Fabian A. C., 2012, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **50**, 455
- Fadda D., Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1996, *Astrophys. J.*, **473**, 670
- Fang J. J., Faber S. M., Koo D. C., Dekel A., 2013, *Astrophys. J.*, **776**, 63
- Farouki R., Shapiro S. L., 1981, *Astrophys. J.*, **243**, 32
- Felten J. E., Gould R. J., Stein W. A., Woolf N. J., 1966, *Astrophys. J.*, **146**, 955

- Ferrari F., de Carvalho R. R., Trevisan M., 2015, *Astrophys. J.*, 814, 55
- Fisher R., 1935, *The Design of Experiments*. Oliver and Boyd
- Fisher D. B., Drory N., 2008, *Astron. J.*, 136, 773
- Fitchett M., Webster R., 1987, *Astrophys. J.*, 317, 653
- Flaugher B., 2005, *International Journal of Modern Physics A*, 20, 3121
- Fluetsch A., et al., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 483, 4586
- Fontanot F., De Lucia G., Monaco P., Somerville R. S., Santini P., 2009, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 397, 1776
- Fossati M., et al., 2013, *Astron. Astrophys.*, 553, A91
- Gal R. R., 2006, arXiv e-prints, pp astro-ph/0601195
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 362, 41
- Ge C., Wang Q. D., Burchett J. N., Tripp T. M., Sun M., Li Z., Gu Q., Ji L., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 481, 4111
- Geller M. J., Huchra J. P., 1983, *Astrophys. J. Suppl.*, 52, 61
- Giacconi R., Murray S., Gursky H., Kellogg E., Schreier E., Tananbaum H., 1972, *Astrophys. J.*, 178, 281
- Gill S. P. D., Knebe A., Gibson B. K., 2005, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 356, 1327
- Girardi M., Fadda D., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., Biviano A., 1996, *Astrophys. J.*, 457, 61
- Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., Boschin W., 1998, *Astrophys. J.*, 505, 74
- Giraudeau P., 2018, pgirmess: Spatial Analysis and Data Mining for Field Ecologists. <https://CRAN.R-project.org/package=pgirmess>
- Gladders M. D., Yee H. K. C., 2000, *Astron. J.*, 120, 2148
- Glasser G. J., 1962, *Journal of the American Statistical Association*, 57, 648
- Gonçalves T. S., Martin D. C., Menéndez-Delmestre K., Wyder T. K., Koekemoer A., 2012, *Astrophys. J.*, 759, 67

- Gonzalez-Perez V., Castander F. J., Kauffmann G., 2011, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **411**, 1151
- Gonzalez A. H., Sivanandam S., Zabludoff A. I., Zaritsky D., 2013, *Astrophys. J.*, **778**, 14
- Goto T., 2005, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **359**, 1415
- Goto T., et al., 2002, *Astron. J.*, **123**, 1807
- Graham A. W., Trujillo I., Caon N., 2001, *Astron. J.*, **122**, 1707
- Gu Y., Fang G., Yuan Q., Cai Z., Wang T., 2018, *Astrophys. J.*, **855**, 10
- Gunn J. E., Gott J. Richard I., 1972, *Astrophys. J.*, **176**, 1
- Gunn J. E., et al., 2006, *Astron. J.*, **131**, 2332
- Haines C. P., et al., 2013, *Astrophys. J.*, **775**, 126
- Haines C. P., et al., 2017, *Astron. Astrophys.*, **605**, A4
- Hansen S. H., Egli D., Hollenstein L., Salzmann C., 2005, *New Astron.*, **10**, 379
- Hartigan J. A., Hartigan P. M., et al., 1985, *The annals of Statistics*, **13**, 70
- Hasselfield M., et al., 2013, *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2013**, 008
- Helsdon S. F., Ponman T. J., 2003, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **339**, L29
- Hernández-Fernández J. D., Iglesias-Páramo J., Vílchez J. M., 2012, *Astrophys. J. Suppl.*, **199**, 22
- Herschel W., 1811, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, **101**, 269
- Ho I. T., et al., 2014, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **444**, 3894
- Hoaglin e., et al., 1983, *Understanding Robust and Exploratory Data Analysis*. Wiley
- Hou A., Parker L. C., Harris W. E., Wilman D. J., 2009, *Astrophys. J.*, **702**, 1199
- Hou A., et al., 2012, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, **421**, 3594
- Hubble E. P., 1926, *Astrophys. J.*, **64**, 321
- Hubble E. P., 1936, *Realm of the Nebulae*
- Huchra J. P., Geller M. J., 1982, *The Astrophysical Journal*, **257**, 423

- Huertas-Company M., Aguerri J. A. L., Bernardi M., Mei S., Sánchez Almeida J., 2011, *Astron. Astrophys.*, 525, A157
- Hwang H. S., Serjeant S., Lee M. G., Lee K. H., White G. J., 2007, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 375, 115
- Ihaka R., Gentleman R., 1996, *Journal of Computational and Graphical Statistics*, 5, 299
- Im M., et al., 2002, *Astrophys. J.*, 571, 136
- Ivezić Ž., et al., 2019, *Astrophys. J.*, 873, 111
- Jaffé Y. L., Smith R., Candlish G. N., Poggianti B. M., Sheen Y.-K., Verheijen M. A. W., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 448, 1715
- Jansen F., et al., 2001, *Astron. Astrophys.*, 365, L1
- Jarque C. M., Bera A. K., 1987, *International Statistical Review/Revue Internationale de Statistique*, pp 163–172
- Jeltema T. E., Canizares C. R., Bautz M. W., Buote D. A., 2005, *Astrophys. J.*, 624, 606
- Jian H.-Y., et al., 2017, *Astrophys. J.*, 845, 74
- Kaiser N., 1986, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 222, 323
- Kauffmann G., et al., 2003, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 341, 33
- Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 353, 713
- Kennicutt R. C., 1998, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36, 189
- Kent S. M., 1985, *Astrophys. J. Suppl.*, 59, 115
- Kim R. S. J., et al., 2002, *Astron. J.*, 123, 20
- Klypin A., Yepes G., Gottlöber S., Prada F., Heß S., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 457, 4340
- Kneib J.-P., Natarajan P., 2011, *Astron. Astrophys. Rev.*, 19, 47
- Koester B. P., et al., 2007, *Astrophys. J.*, 660, 239
- Kolb E. W., Turner M. S., 1981, *Nature*, 294, 521

- Kormendy J., 2013, *Secular Evolution in Disk Galaxies*. p. 1
- Kruskal W. H., Wallis W. A., 1952, *Journal of the American Statistical Association*, 47, 583
- Kuiper N. H., 1960, in *Nederl. Akad. Wetensch. Proc. Ser. A*. pp 38–47
- Lackner C. N., Gunn J. E., 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 421, 2277
- Larson R. B., 1974, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 169, 229
- Larson R. B., Tinsley B. M., Caldwell C. N., 1980, *Astrophys. J.*, 237, 692
- Lax D. A., 1985, *Journal of the American Statistical Association*, 80, 736
- Le Cam L., 1986, *Asymptotic Methods in Statistical Decision Theory*
- Lea S. M., Silk J., Kellogg E., Murray S., 1973, *Astrophys. J. Lett.*, 184, L105
- Li I. H., et al., 2011, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 411, 1869
- Li R., et al., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 458, 2573
- Lin L., et al., 2014, *Astrophys. J.*, 782, 33
- Lin L., Li C., He Y., Xiao T., Wang E., 2017, *Astrophys. J.*, 838, 105
- Lin X., Fang G., Cai Z.-Y., Wang T., Fan L., Kong X., 2019, *Astrophys. J.*, 875, 83
- Lintott C. J., et al., 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 389, 1179
- Lintott C., et al., 2011, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 410, 166
- Liu C., Hao L., Wang H., Yang X., 2019, *Astrophys. J.*, 878, 69
- Lopes P. A. A., Ribeiro A. L. B., 2020, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 493, 3429
- Lopes P. A. A., de Carvalho R. R., Kohl-Moreira J. L., Jones C., 2009a, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 392, 135
- Lopes P. A. A., de Carvalho R. R., Kohl-Moreira J. L., Jones C., 2009b, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 399, 2201
- Lopes P. A. A., Ribeiro A. L. B., Rembold S. B., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 472, 409
- Lopes P. A. A., Trevisan M., Laganá T. F., Durret F., Ribeiro A. L. B., Rembold S. B., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 478, 5473

- Lorenz M. O., 1905, *Publications of the American statistical association*, 9, 209
- Lotz J. M., Primack J., Madau P., 2004, *Astron. J.*, 128, 163
- Lotz J. M., Jonsson P., Cox T. J., Primack J. R., 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 391, 1137
- Lotz J. M., Jonsson P., Cox T. J., Primack J. R., 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 404, 590
- Lovisari L., et al., 2017, *Astrophys. J.*, 846, 51
- Lupton R., Gunn J. E., Ivezić Z., Knapp G. R., Kent S., 2001, in Harnden F. R. J., Primini F. A., Payne H. E., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 238, Astronomical Data Analysis Software and Systems X*. p. 269 ([arXiv:astro-ph/0101420](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0101420))
- Lupton R. H., Ivezić Z., Gunn J. E., Knapp G., Strauss M. A., Yasuda N., 2002, in Tyson J. A., Wolff S., eds, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 4836, Survey and Other Telescope Technologies and Discoveries*. pp 350–356, [doi:10.1117/12.457307](https://doi.org/10.1117/12.457307)
- Lynden-Bell D., 1967, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 136, 101
- Mahajan S., Mamon G. A., Raychaudhury S., 2011, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 416, 2882
- Mantz A. B., et al., 2014, *Astrophys. J.*, 794, 157
- Mantz A. B., et al., 2018, *Astron. Astrophys.*, 620, A2
- Martig M., Bournaud F., Teyssier R., Dekel A., 2009, *Astrophys. J.*, 707, 250
- Martin D. C., et al., 2005, *Astrophys. J. Lett.*, 619, L1
- Martin D. C., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, 173, 342
- Martínez H. J., Muriel H., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 370, 1003
- Martínez H. J., Zandivarez A., 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 419, L24
- Martínez H. J., Coenda V., Muriel H., 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 391, 585
- Mathews W. G., 1978, *Astrophys. J.*, 219, 413
- McCarthy I. G., Frenk C. S., Font A. S., Lacey C. G., Bower R. G., Mitchell N. L., Balogh M. L., Theuns T., 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 383, 593

- McGee S. L., Balogh M. L., Bower R. G., Font A. S., McCarthy I. G., 2009, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **400**, 937
- Meert A., Vikram V., Bernardi M., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **446**, 3943
- Menanteau F., Ford H. C., Motta V., Benítez N., Martel A. R., Blakeslee J. P., Infante L., 2006, *Astron. J.*, **131**, 208
- Menci N., Fusco-Femiano R., 1996, *Astrophys. J.*, **472**, 46
- Mendel J. T., Simard L., Palmer M., Ellison S. L., Patton D. R., 2014, *Astrophys. J. Suppl.*, **210**, 3
- Méndez-Abreu J., Aguerri J. A. L., Corsini E. M., Simonneau E., 2008, *Astron. Astrophys.*, **478**, 353
- Mendez A. J., Coil A. L., Lotz J., Salim S., Moustakas J., Simard L., 2011, *Astrophys. J.*, **736**, 110
- Merrall T. E. C., Henriksen R. N., 2003, *Astrophys. J.*, **595**, 43
- Merritt D., 1985, *Astrophys. J.*, **289**, 18
- Messier C., 1784, *Connaissance des temps*
- Mihos J. C., Hernquist L., 1994a, *Astrophys. J. Lett.*, **425**, L13
- Mihos J. C., Hernquist L., 1994b, *Astrophys. J. Lett.*, **431**, L9
- Mihos J. C., Hernquist L., 1996, *Astrophys. J.*, **464**, 641
- Millard S. P., 2013, *EnvStats: An R Package for Environmental Statistics*. Springer, New York, <http://www.springer.com>
- Mistani P. A., et al., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **455**, 2323
- Mo H., van den Bosch F. C., White S., 2010, *Galaxy Formation and Evolution*. Cambridge University Press
- Mohr J. J., Evrard A. E., Fabricant D. G., Geller M. J., 1995, *Astrophys. J.*, **447**, 8
- Mohr J. J., Geller M. J., Fabricant D. G., Wegner G., Thorstensen J., Richstone D. O., 1996, *Astrophys. J.*, **470**, 724
- Moore B., Katz N., Lake G., Dressler A., Oemler A., 1996, *Nature*, **379**, 613
- Morell D. F., Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., Rembold S. B., Lopes P. A. A., Costa A. P., 2020, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **494**, 3317

- Morgan W. W., 1958, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **70**, 364
- Morgan W. W., 1959, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **71**, 394
- Morgan W. W., Mayall N. U., 1957, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **69**, 291
- Morrissey P., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, **173**, 682
- Mosteller F., Tukey J., 1977, *Data Analysis and Regression: A Second Course in Statistics*. Addison-Wesley series in behavioral science, Addison-Wesley Publishing Company
- Muzzin A., et al., 2014, *Astrophys. J.*, **796**, 65
- Nair P. B., Abraham R. G., 2010, *Astrophys. J. Suppl.*, **186**, 427
- Nascimento R. S., Lopes P. A. A., Ribeiro A. L. B., Costa A. P., Morell D. F., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **483**, L121
- Natarajan P., Kneib J.-P., Smail I., Treu T., Ellis R., Moran S., Limousin M., Czoske O., 2009, *Astrophys. J.*, **693**, 970
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, *Astrophys. J.*, **490**, 493
- Neistein E., van den Bosch F. C., Dekel A., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **372**, 933
- Neumann D. M., Böhringer H., 1999, *Astrophys. J.*, **512**, 630
- Neumann D. M., Lumb D. H., Pratt G. W., Briel U. G., 2003, *Astron. Astrophys.*, **400**, 811
- Nurgaliev D., McDonald M., Benson B. A., Miller E. D., Stubbs C. W., Vikhlinin A., 2013, *Astrophys. J.*, **779**, 112
- O'Hara T. B., Mohr J. J., Bialek J. J., Evrard A. E., 2006, *Astrophys. J.*, **639**, 64
- Odewahn S. C., Cohen S. H., Windhorst R. A., Philip N. S., 2002, *Astrophys. J.*, **568**, 539
- Ogorodnikov K. F., 1957, *Soviet Astron.*, **1**, 748
- Oguri M., 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **444**, 147
- Okabe N., Futamase T., Kajisawa M., Kuroshima R., 2014, *Astrophys. J.*, **784**, 90
- Old L., et al., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **449**, 1897
- Oman K. A., Hudson M. J., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **463**, 3083

- Ostriker J. P., Peebles P. J. E., Yahil A., 1974, *Astrophys. J. Lett.*, 193, L1
- Park C., Choi Y.-Y., 2005, *Astrophys. J. Lett.*, 635, L29
- Pasquali A., Smith R., Gallazzi A., De Lucia G., Zibetti S., Hirschmann M., Yi S. K., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 484, 1702
- Patel S. G., et al., 2013, *Astrophys. J.*, 766, 15
- Pearson K., 1900, *The London, Edinburgh, and Dublin Philosophical Magazine and Journal of Science*, 50, 157
- Peebles P. J. E., 1982, *Astrophys. J. Lett.*, 263, L1
- Peng Y.-j., et al., 2010, *Astrophys. J.*, 721, 193
- Peng Y.-j., Lilly S. J., Renzini A., Carollo M., 2012, *Astrophys. J.*, 757, 4
- Peth M. A., et al., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 458, 963
- Petrosian V., 1976, *Astrophys. J. Lett.*, 210, L53
- Phillipps S., et al., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 485, 5559
- Pier J. R., Munn J. A., Hindsley R. B., Hennessy G. S., Kent S. M., Lupton R. H., Ivezić Ž., 2003, *Astron. J.*, 125, 1559
- Pimblet K. A., Smail I., Edge A. C., O'Hely E., Couch W. J., Zabludoff A. I., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 366, 645
- Pimblet K. A., Penny S. J., Davies R. L., 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 438, 3049
- Pinkney J., Roettiger K., Burns J. O., Bird C. M., 1996, *Astrophys. J. Suppl.*, 104, 1
- Planck Collaboration et al., 2014, *Astron. Astrophys.*, 571, A29
- Planck Collaboration et al., 2020, *Astron. Astrophys.*, 641, A6
- Poggianti B. M., et al., 2009, *Astrophys. J. Lett.*, 697, L137
- Poole G. B., Fardal M. A., Babul A., McCarthy I. G., Quinn T., Wadsley J., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 373, 881
- Postman M., Geller M. J., 1984, *Astrophys. J.*, 281, 95
- Postman M., Lubin L. M., Gunn J. E., Oke J. B., Hoessel J. G., Schneider D. P., Christensen J. A., 1996, *Astron. J.*, 111, 615

- Profumo S., Queiroz F. S., Silk J., Siqueira C., 2018, *J. Cosmology Astropart. Phys.*, **2018**, 010
- Quilis V., Moore B., Bower R., 2000, *Science*, **288**, 1617
- Ramella M., Nonino M., Boschin W., Fadda D., 1999, in Giuricin G., Mezzetti M., Salucci P., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 176, Observational Cosmology: The Development of Galaxy Systems*. p. 108 ([arXiv:astro-ph/9810124](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9810124))
- Ramella M., Boschin W., Fadda D., Nonino M., 2001, *Astron. Astrophys.*, **368**, 776
- Ramos F. M., Rosa R. R., Neto C. R., Zanandrea A., 2000, *Physica A: Statistical Mechanics and its Applications*, **283**, 171
- Reichardt C. L., et al., 2013, *Astrophys. J.*, **763**, 127
- Rhee J., Smith R., Choi H., Yi S. K., Jaffé Y., Candlish G., Sánchez-Jánsen R., 2017, *Astrophys. J.*, **843**, 128
- Rhee J., Smith R., Choi H., Contini E., Jung S. L., Han S., Yi S. K., 2020, *Astrophys. J. Suppl.*, **247**, 45
- Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., Trevisan M., Capelato H. V., La Barbera F., Lopes P. A. A., Schilling A. C., 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **434**, 784
- Rizzo F., Fraternali F., Iorio G., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **476**, 2137
- Roberts I. D., Parker L. C., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **467**, 3268
- Roberts I. D., Parker L. C., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **490**, 773
- Roberts M. S., Whitehurst R. N., 1975, *Astrophys. J.*, **201**, 327
- Roberts I. D., Parker L. C., Brown T., Joshi G. D., Hlavacek-Larrondo J., Wadsley J., 2019, *Astrophys. J.*, **873**, 42
- Rodriguez F., Merchán M., 2020, *Astron. Astrophys.*, **636**, A61
- Rogerson J. B., York D. G., 1973, *Astrophys. J. Lett.*, **186**, L95
- Rood H. J., Page T. L., Kintner E. C., King I. R., 1972, *Astrophys. J.*, **175**, 627
- Rosa R., Sharma A., Valdivia J., 1998, *Physica A: Statistical Mechanics and its Applications*, **257**, 509
- Rosa R. R., Sharma A., Valdivia J., 1999, *International Journal of Modern Physics C*, **10**, 147

- Rosa R. R., Campos M. R., Ramos F. M., Vijaykumar N. L., Fujiwara S., Sato T., 2003, *Brazilian journal of physics*, 33, 605
- Rosa R. R., et al., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 477, L101
- Rosati P., Borgani S., Norman C., 2002, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 40, 539
- Rossetti M., Gastaldello F., Eckert D., Della Torre M., Pantiri G., Cazzoletti P., Molendi S., 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 468, 1917
- Rowlands K., et al., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 473, 1168
- Rozo E., Rykoff E. S., 2014, *Astrophys. J.*, 783, 80
- Rubin V. C., Ford W. Kent J., 1970, *Astrophys. J.*, 159, 379
- Rykoff E. S., et al., 2014, *Astrophys. J.*, 785, 104
- Salim S., 2014, *Serbian Astronomical Journal*, 189, 1
- Salim S., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, 173, 267
- Salim S., Fang J. J., Rich R. M., Faber S. M., Thilker D. A., 2012, *Astrophys. J.*, 755, 105
- Sánchez S. F., et al., 2012, *Astron. Astrophys.*, 538, A8
- Sandage A., 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies*. Washington: Carnegie Institute of Washington
- Sandage A., Binggeli B., 1984, *Astron. J.*, 89, 919
- Sanders D. B., Mirabel I. F., 1996, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 34, 749
- Santos J. S., Rosati P., Tozzi P., Böhringer H., Ettori S., Bignamini A., 2008, *Astron. Astrophys.*, 483, 35
- Santos J. S., Tozzi P., Rosati P., Böhringer H., 2010, *Astron. Astrophys.*, 521, A64
- Sarazin C. L., 1988, *X-ray emission from clusters of galaxies*. Cambridge University Press
- Scarlata C., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, 172, 406
- Schawinski K., et al., 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 440, 889
- Schaye J., et al., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 446, 521
- Scheepmaker A., Ricker G. R., Brecher K., Ryckman S. G., Ballintine J. E., Doty J. P., Downey P. M., Lewin W. H. G., 1976, *Astrophys. J. Lett.*, 205, L65

- Schiminovich D., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, 173, 315
- Schneider P., 2015, *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*, doi:10.1007/978-3-642-54083-7.
- Schuecker P., 2005, *Reviews in Modern Astronomy*, 18, 76
- Scrucca L., Fop M., Murphy T. B., Raftery A. E., 2016, *The R Journal*, 8, 289
- Semler D. R., et al., 2012, *Astrophys. J.*, 761, 183
- Sérsic J. L., 1963, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 6, 41
- Sersic J. L., 1968, Córdoba, Argentina: Observatorio Astronómico
- Shapiro S. S., Francia R., 1972, *Journal of the American Statistical Association*, 67, 215
- Shapiro S. S., Wilk M. B., 1965, *Biometrika*, 52, 591
- Shirasaki M., 2015, *Astrophys. J.*, 799, 188
- Signorell A., et al. 2020, DescTools: Tools for Descriptive Statistics. <https://cran.r-project.org/package=DescTools>
- Silverman B. W., 1981, *Journal of the Royal Statistical Society: Series B (Methodological)*, 43, 97
- Simard L., et al., 2002, *Astrophys. J. Suppl.*, 142, 1
- Simard L., Mendel J. T., Patton D. R., Ellison S. L., McConnachie A. W., 2011, *Astrophys. J. Suppl.*, 196, 11
- Smith G. P., Treu T., Ellis R. S., Moran S. M., Dressler A., 2005, *Astrophys. J.*, 620, 78
- Smith R., Davies J. I., Nelson A. H., 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 405, 1723
- Smith R., et al., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 454, 2502
- Solanes J. M., Sanchis T., Salvador-Solé E., Giovanelli R., Haynes M. P., 2002, *Astron. J.*, 124, 2440
- Springel V., et al., 2008, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 391, 1685
- Spurrier J. D., 2003, *Nonparametric Statistics*, 15, 685
- Staniszewski Z., et al., 2009, *Astrophys. J.*, 701, 32
- Stoughton C., et al., 2002, *Astron. J.*, 123, 485

- Strateva I., et al., 2001, *Astron. J.*, **122**, 1861
- Sunyaev R. A., Zeldovich Y. B., 1972, *Comments on Astrophysics and Space Physics*, **4**, 173
- Sunyaev R. A., Zeldovich I. B., 1980, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **18**, 537
- Szabo T., Pierpaoli E., Dong F., Pipino A., Gunn J., 2011, *Astrophys. J.*, **736**, 21
- Tago E., Saar E., Tempel E., Einasto J., Einasto M., Nurmi P., Heinämäki P., 2010, *Astron. Astrophys.*, **514**, A102
- Takamiya M., 1999, *Astrophys. J. Suppl.*, **122**, 109
- Taranu D. S., Hudson M. J., Balogh M. L., Smith R. J., Power C., Oman K. A., Krane B., 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **440**, 1934
- Tempel E., Tago E., Liivamägi L. J., 2012, *Astron. Astrophys.*, **540**, A106
- Tempel E., Tuvikene T., Kipper R., Libeskind N. I., 2017, *Astron. Astrophys.*, **602**, A100
- Thadewald T., Büning H., 2007, *Journal of applied statistics*, **34**, 87
- The Dark Energy Survey Collaboration 2005, arXiv e-prints, pp astro-ph/0510346
- Thode H. C., 2002, *Testing for normality*. Vol. 164, CRC press
- Thuan T. X., Izotov Y. I., Lipovetsky V. A., 1997, *Astrophys. J.*, **477**, 661
- Toomre A., Toomre J., 1972, *Astrophys. J.*, **178**, 623
- Tran K.-V. H., Simard L., Zabludoff A. I., Mulchaey J. S., 2001, *Astrophys. J.*, **549**, 172
- Trayford J. W., Theuns T., Bower R. G., Crain R. A., Lagos C. d. P., Schaller M., Schaye J., 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **460**, 3925
- Tremaine S. D., Ostriker J. P., Spitzer L. J., 1975, *Astrophys. J.*, **196**, 407
- Treu T., Ellis R. S., Kneib J.-P., Dressler A., Smail I., Czoske O., Oemler A., Natarajan P., 2003, *Astrophys. J.*, **591**, 53
- Truemper J., 1982, *Advances in Space Research*, **2**, 241
- Trussler J., Maiolino R., Maraston C., Peng Y., Thomas D., Goddard D., Lian J., 2020, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **491**, 5406
- Urena-Lopez L. A., 2019, *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, **6**, 47

- Vikhlinin A., Burenin R., Forman W. R., Jones C., Hornstrup A., Murray S. S., Quintana H., 2007, in Böhringer H., Pratt G. W., Finoguenov A., Schuecker P., eds, Heating versus Cooling in Galaxies and Clusters of Galaxies. Springer, p. 48 ([arXiv:astro-ph/0611438](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611438)), [doi:10.1007/978-3-540-73484-0_9](https://doi.org/10.1007/978-3-540-73484-0_9)
- Vollmer B., Cayatte V., Balkowski C., Duschl W. J., 2001, *Astrophys. J.*, **561**, 708
- Vollmer B., Wong O. I., Braine J., Chung A., Kenney J. D. P., 2012, *Astron. Astrophys.*, **543**, A33
- Wagoner R. V., 1973, *Astrophys. J.*, **179**, 343
- Wang E., et al., 2018, *Astrophys. J.*, **860**, 102
- Weiner B. J., et al., 2005, *Astrophys. J.*, **620**, 595
- Weinmann S. M., van den Bosch F. C., Yang X., Mo H. J., 2006, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **366**, 2
- Wetzel A. R., Tinker J. L., Conroy C., 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **424**, 232
- Wetzel A. R., Tinker J. L., Conroy C., van den Bosch F. C., 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **432**, 336
- White S. D. M., 1978, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **184**, 185
- White S. D. M., Rees M. J., 1978, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **183**, 341
- Whitmore B. C., Gilmore D. M., 1991, *Astrophys. J.*, **367**, 64
- Whitmore B. C., Gilmore D. M., Jones C., 1993, *Astrophys. J.*, **407**, 489
- Willett K. W., et al., 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **435**, 2835
- Willmer C. N. A., et al., 2006, *Astrophys. J.*, **647**, 853
- Wilman D. J., Oemler A. J., Mulchaey J. S., McGee S. L., Balogh M. L., Bower R. G., 2009, *Astrophys. J.*, **692**, 298
- Wolf M., 1901, *Astronomische Nachrichten*, **155**, 127
- Woo J., Dekel A., Faber S. M., Koo D. C., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **448**, 237
- Wu P.-F., Gal R. R., Lemaux B. C., Kocevski D. D., Lubin L. M., Rumbaugh N., Squires G. K., 2014, *Astrophys. J.*, **792**, 16
- Wyder T. K., et al., 2007, *Astrophys. J. Suppl.*, **173**, 293

- Yahil A., Vidal N. V., 1977, *Astrophys. J.*, 214, 347
- Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Jing Y. P., 2005, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 356, 1293
- Yang Y., Tremonti C. A., Zabludoff A. I., Zaritsky D., 2006, *Astrophys. J. Lett.*, 646, L33
- Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Pasquali A., Li C., Barden M., 2007, *Astrophys. J.*, 671, 153
- Yang Y., Zabludoff A. I., Zaritsky D., Mihos J. C., 2008, *Astrophys. J.*, 688, 945
- Yee H. K. C., Gladders M. D., 2002, in Chen L.-W., Ma C.-P., Ng K.-W., Pen U.-L., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 257, AMiBA 2001: High-Z Clusters, Missing Baryons, and CMB Polarization*. p. 109 ([arXiv:astro-ph/0111431](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0111431))
- Yip C. W., et al., 2004, *Astron. J.*, 128, 585
- York D. G., et al., 2000, *Astron. J.*, 120, 1579
- Zabludoff A. I., Mulchaey J. S., 1998, *Astrophys. J. Lett.*, 498, L5
- Zandivarez A., Martínez H. J., 2011, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 415, 2553
- Zeldovich Y. B., Sunyaev R. A., 1969, *Astrophys. Space Sci.*, 4, 301
- Zhao D., Aragón-Salamanca A., Conselice C. J., 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 448, 2530
- Zinger E., Dekel A., Kravtsov A. V., Nagai D., 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 475, 3654
- Zwicky F., 1933, *Helvetica Physica Acta*, 6, 110
- Zwicky F., Herzog E., Wild P., Karpowicz M., Kowal C. T., 1961, *Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, Vol. I*
- da Silva A. F., Rosa R., Machado P., Ramos F., Neto C. R., Roman E., Veje E., 2000, *Physica A: Statistical Mechanics and its Applications*, 283, 223
- de Carvalho R. R., Ribeiro A. L. B., Stalder D. H., Rosa R. R., Costa A. P., Moura T. C., 2017, *Astron. J.*, 154, 96
- de Carvalho R. R., Costa A. P., Moura T. C., Ribeiro A. L. B., 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 487, L86

de Vaucouleurs G., 1948, *Annales d'Astrophysique*, **11**, 247

de Vaucouleurs G., 1959, *Handbuch der Physik*, **53**, 275

den Hartog R., Katgert P., 1996, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **279**, 349

van de Sande J., et al., 2013, *Astrophys. J.*, **771**, 85

van den Bergh S., 1961, *Z. Astrophys.*, **53**, 219

von der Linden A., Wild V., Kauffmann G., White S. D. M., Weinmann S., 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **404**, 1231

Apêndice A

Sobre R e funções usadas

O processamento e subsequente análise dos dados da presente Tese foram feitos aplicando tarefas escritas em R, uma linguagem popular orientada a objetos, para a computação estatística e gráficos. É um conjunto integrado de tarefas para manipulação de dados, cálculo, visualização e desenvolvimento de funcionalidades. Constitui um “ambiente” poderoso e elegante no qual é possível realizar análises estatísticas e produzir gráficos de alta qualidade.

O projeto R foi desenvolvido por Robert Gentleman e Ross Ihaka ([Ihaka & Gentleman, 1996](#)) do Departamento Estatístico da Universidade de Auckland, Nova Zelândia, desde 1995, e de cujos nomes deriva a denominação “R”. Criado originalmente por estatísticos e para estatísticos, R é considerado atualmente como o software dominante para a computação estatística. Ainda que sendo desenvolvida com propósitos específicos, R é uma linguagem bem equipada para a programação científica de forma geral.

O atual desenvolvimento e distribuição do R é realizado por um grupo importante de estatísticos internacionais voluntários (*R Core Team*), que o disponibilizam para múltiplas plataformas, incluindo *Windows, MacOS, Linux, Alpha Unix, FreeBSD*, e outros sistemas UNIX. A distribuição se realiza desde o site CRAN¹ (*Comprehensive R Archive Network*), sob os termos da licença GNU².

De forma complementar ao *R Core Team*, o R é grandemente suportado por uma comunidade bem ativa, que continuamente cria bibliotecas (ou “pacotes”), chegando a contabilizar atualmente ~ 15800 contribuições no site CRAN, o que ilustra assim a alta popularidade desta ferramenta. A ampla variedade de técnicas estatísticas (por exemplo, funções de distribuição, testes estatísticos) implementadas na distribuição base, em conjunto com a facilidade da visualização gráfica, constituem algumas das virtudes mais importantes que destacam R sobre outras linguagens. Informação adicional para o leitor pode ser encontrada no site <http://www.r-project.org> onde se inclui também documentação, o enlace para baixar a distribuição, FAQs, etc.

¹<http://cran.r-project.org/>

²veja <http://www.gnu.org/>

Dentre as várias funções implementadas para o R nas bibliotecas existentes, foram feitos alguns testes e algoritmos importantes para a análise dos dados, como: (1) a clusterização através da modelagem de misturas gaussianas (função `MCLUST` do pacote `MCLUST`), (2) o teste de Kruskal-Wallis de múltiplas comparações (função `kruskalmc` do pacote `PGIRMESS`), (3) o teste de Conover de múltiplas comparações (função `ConoverTest` do pacote `DESCTOOLS`) a partir da rejeição de Kruskal-Wallis e (4) o teste exato de Fisher de comparação de duas proporções (função `twoSamplePermutationTestProportion` do pacote `ENVSTATS`). A seguir apresentamos uma descrição de cada método.

A.1 MCLUST: modelos de misturas gaussianas

`MCLUST` implementa um algoritmo geral para a clusterização usando modelos, classificação e estimação de densidade baseado na simulação de misturas gaussianas finitas, onde é possível variar o número de componentes e as estruturas de covariância, para uma ampla variedade de análises. É um pacote integrado com funções que combinam a clusterização hierárquica baseada em modelos, os algoritmos de expectativa-maximização (EM) para a estimação das componentes e várias ferramentas para a seleção dos modelos.

A modelagem de mistura finita é uma técnica popular para modelar a heterogeneidade não observada ou aproximar funções de distribuições gerais numa forma semi-paramétrica. EM é um método iterativo (Dempster et al., 1977) para encontrar uma estimativa de máxima verossimilhança para um parâmetro θ de uma distribuição, quando a maximização direta da verossimilhança (ou o logaritmo) se torna complexa, como acontece no caso da dependência com variáveis *latentes*, que não são observadas.

Seja $x = \{x_1, x_2, \dots, x_i, \dots, x_n\}$ uma amostra de n observações independentes distribuídas de forma idêntica. A distribuição de cada observação está caracterizada por uma função de densidade de probabilidade através de um modelo de mistura finita de G componentes da forma:

$$f(x_i; \Psi) = \sum_{k=1}^G \pi_k f_k(x_i; \theta_k), \quad (\text{A.1})$$

onde $\Psi = \{\pi_1, \dots, \pi_{G-1}, \theta_1, \dots, \theta_G\}$ são os parâmetros do modelo de misturas, $f_k(x_i; \theta_k)$ é a $k^{\text{ésima}}$ componente de densidade para a observação x_i com o vetor paramétrico θ_k , $(\pi_i, \dots, \pi_{G-1})$ são os pesos das misturas ou probabilidades:

$$\pi_k > 0, \quad \sum_{k=1}^G \pi_k = 1,$$

e G o número de componentes. A função log-verossimilhança correspondente à equação A.1 está dada por:

$$\log L(\Psi; x_1, \dots, x_n) = \sum_{i=1}^n \log f(x_i, \Psi).$$

A estimativa paramétrica de Ψ através do método EM pode ser descrito em duas etapas:

1. Estimar (E) as probabilidades posteriores de classe para cada observação:

$$\hat{p}_{ik} = \mathcal{P}(k|x_i; \hat{\Psi}), \quad (\text{A.2})$$

sendo que para cada observação x_i a probabilidade posterior \mathcal{P} de que pertença à classe j está dada por:

$$\mathcal{P}(j|x_i; \Psi) = \frac{\pi_k f_k(x_i; \theta_j)}{\sum_k \pi_k f_k(x_i; \theta_k)},$$

e derivando as probabilidades prévias de classe como:

$$\hat{\pi}_k = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n \hat{p}_{ik}.$$

2. Maximizar (M) a log-verossimilhança para cada componente separadamente usando as probabilidades posteriores de A.2 como peso:

$$\max_{\theta_k} \sum_{i=1}^n \hat{p}_{ik} \log f_k(x_i; \theta_k).$$

Os passos E e M se repetem até que a melhora na verossimilhança alcança um limite pré-estabelecido ou um número máximo de iterações.

A inicialização do algoritmo EM é crucial nos modelos de mistura ja que a superfície de verossimilhança tende a ter múltiplos modos, e os resultados podem ser sensíveis incluso partindo de valores iniciais razoáveis. Em MCLUST o algoritmo EM é inicializado usando partições obtidas do método CAHBM (clusterização aglomerativa hierárquica baseada em modelos). Assim, os grupos hierárquicos são obtidos através de fusões recursivas de dois grupos com o menor decréscimo na verossimilhança da classificação para modelos de mistura gaussiana (Banfield & Raftery, 1993). Dentre as várias virtudes, o método CAHBM é computacionalmente vantajoso porque uma só rodada provê a base para inicializar o algoritmo EM para qualquer número de componentes da mistura, com valores iniciais razoáveis.

Na aproximação de clusterização baseada em modelos, cada componente da mistura finita é associada com um grupo. É comum assumir que todas as componentes de densidade se originam da mesma família de distribuição paramétrica, não sendo necessariamente assim. Um modelo popular é o modelo de misturas gaussianas que assume distribuições gaussianas multivariadas para cada componente, ou seja, $f_k(x; \theta_k) \sim \mathcal{N}(\mu_k; \sigma_k)$. Portanto, em relação às covariâncias os grupos são elipsoidais, caracterizados por um vetor que define

o centroide, o volume, a forma e a orientação. As características anteriores podem variar ou ser iguais entre as diferentes componentes, conformando um total de 14 combinações de modelos multivariados, apresentados na Tabela A.1. Estas características geométricas são mostradas na Figura A.1. No caso unidimensional de misturas univariadas os modelos são E (igual variância) e V (diferente variância).

Tabela A.1. Modelos usados no pacote MCLUST para misturas multivariadas. Tabela adaptada de [Scrucca et al. \(2016\)](#).

Modelo	Distribuição	Volume	Forma	Orientação
EII	Esférico	Igual	Igual	—
VII	Esférico	Variável	Igual	—
EEI	Diagonal	Igual	Igual	Eixos de coordenadas
VEI	Diagonal	Variável	Igual	Eixos de coordenadas
EVI	Diagonal	Igual	Variável	Eixos de coordenadas
VVI	Diagonal	Variável	Variável	Eixos de coordenadas
EEE	Elipsoidal	Igual	Igual	Igual
EVE	Elipsoidal	Igual	Variável	Igual
VEE	Elipsoidal	Variável	Igual	Igual
VVE	Elipsoidal	Variável	Variável	Igual
EEV	Elipsoidal	Igual	Igual	Variável
VEV	Elipsoidal	Variável	Igual	Variável
EVV	Elipsoidal	Igual	Variável	Variável
VVV	Elipsoidal	Variável	Variável	Variável

MCLUST é um dos pacotes de R mais populares para modelagem de misturas gaussianas, que tem expandido as capacidades e características nos últimos anos, causando um incremento na popularidade e a ampliação nas áreas de utilização. Dentre o amplo intervalo de contextos, MCLUST é usado com maior frequência nos estudos genéticos e na biologia de forma geral, assim como em ciências políticas (veja as diferentes áreas de uso em [Scrucca et al. \(2016\)](#)). O presente estudo é um exemplo do seu uso na astronomia como método de classificação, diferente à abordagem por outros autores anteriormente, focados em estudos dinâmicos (e.g. [Einasto et al., 2012](#); [Cohen et al., 2014, 2017](#); [de Carvalho et al., 2017](#)).

A.2 Os testes de Kruskal-Wallis e Conover

Um problema comum na estatística prática é decidir se várias amostras podem ser consideradas como procedentes de uma mesma população. Quase sempre as amostras diferem em algum nível, e a pergunta que se deseja responder é se as diferenças são quantitativamente significativas, ou são meramente variações esperadas ao acaso entre

amostras aleatórias da mesma população.

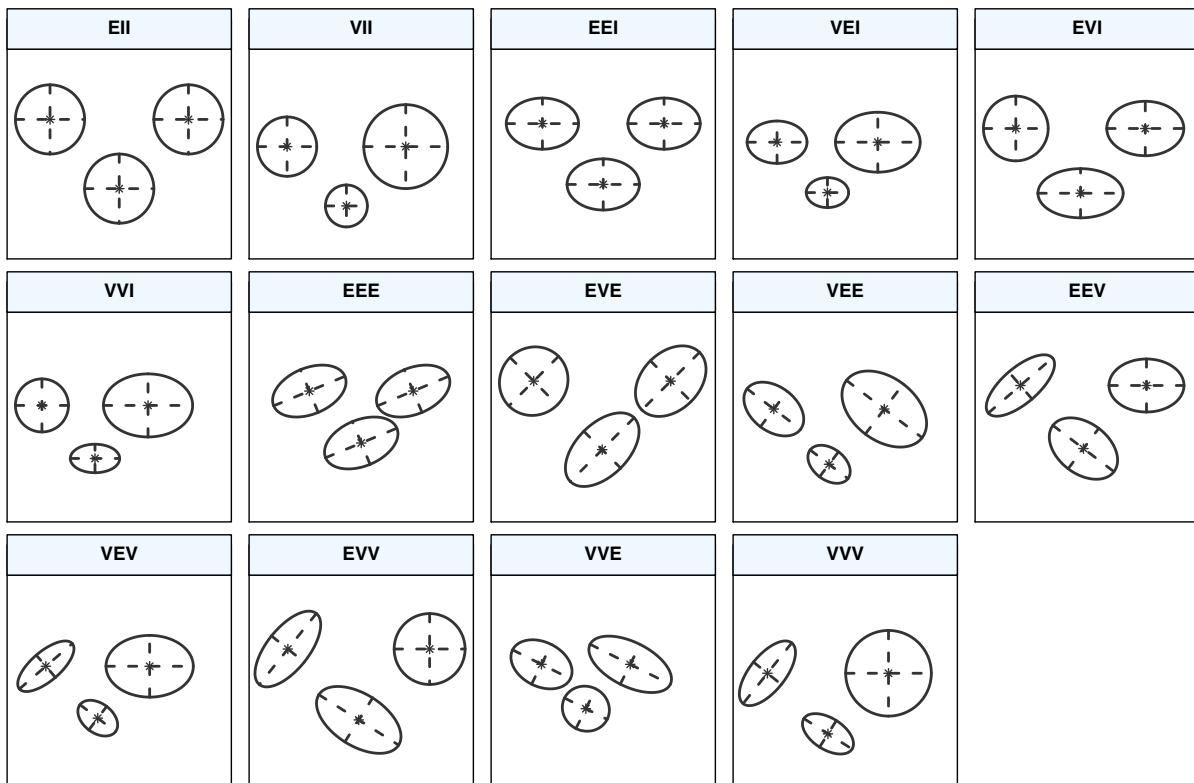


Figura A.1. Elipses de *isodensidade* para os 14 modelos gaussianos da Tabela A.1, obtidos através da decomposição bidimensional em autovalores e autovetores das matrizes de covariância correspondentes. Figura reproduzida de [Scrucca et al. \(2016\)](#).

Consideremos duas populações das quais não temos informações a respeito de suas distribuições, mas as variáveis envolvidas tenham uma escala de medida ordinal. Consideremos também duas amostras independentes das duas populações. Em geral, deseja-se testar se as distribuições são iguais em localização, isto é, se uma população tende a ter valores maiores do que a outra, ou se elas têm a mesma mediana. Este teste é chamado de Teste de Wilcoxon-Mann-Whitney, baseado no ranqueamento dos valores obtidos combinando-se as duas amostras. Isso é feito ordenando-se esses valores, do menor para o maior, independentemente do fato de qual população cada valor provém ([Spurrier, 2003](#)).

O teste de Kruskal-Wallis (KW) é uma extensão do teste de Wilcoxon-Mann-Whitney ([Kruskal & Wallis, 1952](#)). É um teste não-paramétrico utilizado para comparar três ou mais populações. Ele é usado para testar a hipótese nula H_0 de que todas as populações possuem funções de distribuição iguais contra a hipótese alternativa H_1 de que pelo menos duas das populações possuem funções de distribuição diferentes ([Corder & Foreman, 2009](#)). Enquanto a análise de variância simples depende da hipótese de que todas as populações em confronto sejam independentes e normalmente distribuídas, o teste de Kruskal-Wallis não impõe nenhuma restrição sobre a comparação.

Suponha que os dados provenham de k amostras aleatórias independentes com tamanhos amostrais n_1, n_2, \dots, n_k sendo $N = n_1 + n_2 + \dots + n_k$ o número total de elementos

considerados em todas as amostras. Para aplicar o método de Kruskal-Wallis, primeiramente classificamos todas as N observações das k amostras da menor para a maior observação (*ranking*). Então, podemos calcular o estatístico H de Kruskal-Wallis:

$$H = \frac{1}{s^2} \left(\sum_{i=1}^k \frac{R_i^2}{n_i} - \frac{N(N+1)^2}{4} \right),$$

onde R_i e n_i são a soma das classificações (*rank*) e o número de observações na amostra i ésima, respectivamente, sendo que:

$$R_i = \sum_{j=1}^{n_i} R_{ij} \quad (i = 1, 2, \dots, k)$$

e a variância s^2 definida como:

$$s^2 = \frac{1}{N-1} \left(\sum R_{ij}^2 - \frac{N(N+1)^2}{4} \right).$$

Na ausência de vínculos (*ties*), s^2 é simplificada para $N(N+1)/12$ e o estatístico se reduz para:

$$H = \frac{12}{N(N+1)} \sum_{i=1}^k \frac{R_i^2}{n_i} - 3(N+1).$$

Em seguida, fixamos o nível de significância α e encontramos os valores críticos referentes. Neste caso, calculamos os valores Q_α de modo que $P[H > Q_\alpha] = \alpha$. Se $H_{obs} > Q_\alpha$ rejeitamos a hipótese nula de que as amostras provenham de populações igualmente distribuídas; ou seja, grandes valores de H levam a rejeitar H_0 (Kruskal & Wallis, 1952).

Se e somente se a hipótese nula é rejeitada, é possível realizar múltiplas comparações entre os *pares* de amostras para determinar se existe ou não diferença entre elas. Podemos afirmar que as amostras i e j possuem funções de distribuição diferentes se se satisfaz a seguinte inequação, baseada no estatístico do teste t de Conover-Iman para as diferenças entre as somas das classificações:

$$\left| \frac{R_i}{n_i} - \frac{R_j}{n_j} \right| > t_{1-\alpha/2, n-k} \cdot \sqrt{s^2 \left[\frac{n-1-H}{n-k} \right] \left[\frac{1}{n_i} + \frac{1}{n_j} \right]}.$$

O teste de Conover do pacote DESCTOOLS realiza as $k(k-1)/2$ comparações múltiplas entre os pares de amostras usando a expressão anterior. A interpretação de *dominância estocástica*³ requer assumir que a função de distribuição acumulativa (CDF) de um grupo ou amostra não se cruza com a CDF de outro grupo.

O método para comparações múltiplas após o teste de Kruskal-Wallis está imple-

³Uma forma de quantificar se uma variável aleatória é “maior” do que outra, uma representação de *ordem parcial*.

mentado na função *kruskalmc* do pacote PGIRMESS no R, podendo ser especificados o nível de significância e um argumento com as possíveis opções “*one-tailed*” (unilateral) ou “*two-tailed*” (bilateral) para os tratamentos correspondentes das comparações contra uma amostra de controle. Por outro lado, o teste de Conover está implementado na função *ConoverTest* do pacote DESCTOOLS, podendo-se especificar, dentre vários argumentos, o tipo de hipótese alternativa e um método para ajustar os valores p .

A.3 Teste de permutação para comparar proporções entre duas amostras

Durante a análise de dados, com frequência estamos interessados em determinar se duas probabilidades ou taxas de proporções são significativamente diferentes. Assumindo duas amostras aleatórias que seguem uma distribuição binomial de proporções p_1 e p_2 , para determinar as diferenças entre elas deve-se testar a hipótese nula $H_0 : p_1 = p_2$ contra as possíveis hipóteses alternativas de serem diferentes $H_1 : p_1 \neq p_2$, $H_1 : p_1 > p_2$ ou $H_1 : p_1 < p_2$.

Uma questão fundamental aqui é demonstrar se as proporções ocorrem por acaso ou se realmente indicam uma rejeição da hipótese nula. Para tentar responder isto, foi introduzida a ideia de um *teste de randomização* ou de permutação, por Fisher (1935). Os testes de permutação determinam os valores p como a proporção dos dados permutados que produzem uma estatística tão grande quanto (ou tão pequena quanto) o valor resultante da observação. Isto é possível enumerando todos os possíveis resultados sob a hipótese nula, e então determinando onde se ajusta o resultado observado. Desta forma, os testes de permutação tornam possível a obtenção de inferências estatísticas válidas em relação aos efeitos de tratamento experimental sobre um grupo de unidades que não são selecionadas de forma aleatória. Por estas características são considerados testes não paramétricos por excelência.

No passado, os testes de permutação não foram usados extensivamente quanto na atualidade, devido aos limites computacionais que impossibilitaram a enumeração de todos os possíveis resultados ou combinações, especialmente para amostras de grandes tamanhos. O desenvolvimento do software e de ferramentas computacionais mais poderosas têm permitido muitas facilidades para o uso dos testes de permutação. Mas, dependendo do tamanho das amostras, ainda resulta muito custo em termos de tempo computacional a enumeração de todos os possíveis resultados. Neste caso, o teste pode ser realizado através da amostragem das distribuições randômicas, e comparar o valor observado com a distribuição de valores randômicos amostrados.

Testes de hipótese que podem ser usados para comparar proporções ou probabilidades de “sucesso” entre dois grupos incluem o teste exato de Fisher ou testes baseados na

aproximação normal⁴. O teste exato⁵ de Fisher é um exemplo de um teste de permutação entre duas amostras, que compara a diferença entre as médias de cada amostra, que são distribuídas de forma binomial de tamanho 1, mas com probabilidades diferentes. É usado comumente para testar a hipótese nula para uma tabela de contingência de dimensões 2×2 com margens fixas, e os valores p são obtidos diretamente usando a distribuição *hipergeométrica* (central ou não central). Neste caso, a hipótese nula de dependência condicional resulta equivalente à hipótese de que a razão de probabilidades (*odds ratio*) é igual à unidade.

Sejam X e Y duas variáveis categóricas, com estados observados m e n , respectivamente. A matriz M de dimensões $m \times n$ possui elementos a_{ij} que representam o número de observações nas quais $x = i$ e $y = j$. A soma total da matriz será: $N = \sum_i R_i = \sum_j C_j$, onde R_i e C_j são as somas sobre as linhas e colunas de M , respectivamente. Como foi descoberto por Ronald A. Fisher, a probabilidade condicional de obter a matriz M dada as somas particulares das linhas e colunas estará dada pela generalização multivariada da função de probabilidade hipergeométrica:

$$P = \frac{(R_1!R_2!\dots R_m!)(C_1!C_2!\dots C_n!)}{N! \prod_{i,j} a_{ij}!}.$$

Esta expressão se aplica sobre todas as possíveis matrizes de inteiros não negativos consistentes com R_i e C_j , onde a soma das probabilidades encontradas deve ser 1. Para calcular o valor p do teste exato de Fisher, as tabelas (matrizes) devem ser ordenadas por algum critério que possa medir dependência, e para aquelas tabelas que representam iguais ou maiores desvios da independência do que a tabela observada. São somadas as probabilidades correspondentes, de forma que esta soma simplesmente será o valor p do teste.

A função `twoSamplePermutationTestProportion` do pacote `ENVSTATS` no R, realiza o teste de permutação entre proporções de duas amostras aplicando o teste exato de Fisher. É possível especificar o tipo de hipótese alternativa e o tipo de entrada dos dados (binomial, ou número de sucessos e provações).

⁴Para um tamanho amostral suficientemente grande é possível aproximar a distribuição binomial para uma distribuição normal, simplificando o método.

⁵O termo “exato” significa que o desvio da hipótese nula pode ser calculado com precisão, e não baseado em uma aproximação.

Apêndice B

Descrição dos catálogos de valores adicionados usados

Neste apêndice se apresenta uma breve descrição dos cinco catálogos disponíveis usados para a obtenção dos parâmetros relevantes em nosso estudo. Estes compreendem: as massas estelares e taxas de formação estelar específicas estimadas pelo grupo MPA-JHU, índices de Sérsic e razões de fluxos bojo-total de [Simard et al. \(2011\)](#), massas estelares para os bojos de [Mendel et al. \(2014\)](#) e parâmetros morfológicos/morfométricos obtidos por [Domínguez Sánchez et al. \(2018\)](#) e [Barchi et al. \(2020\)](#). Em todos os casos, o *cross-match* com os nossos dados foi realizado através do identificador único (*objID*) para cada objeto no SDSS.

B.1 MPA-JHU: valores de massas estelares e taxas de formação estelar específica

[Kauffmann et al. \(2003\)](#) desenvolveram um método para delimitar os históricos de formação estelar, atenuação de poeira e massas estelares para 122,808 galáxias do SDSS. Usando os índices de linhas de absorção estelar da intensidade da quebra de 4000Å (D_n4000) e a absorção de Balmer ($H\delta_A$), os autores conseguem restringir a idade média da população estelar para as galáxias e a fração da massa estelar formada em surtos recentes. Foi usada a técnica de inferência Bayesiana, assumindo que os dados são amostrados uniformemente de uma distribuição, consistente numa família de modelos caracterizados por todos os parâmetros de interesse abarcando todos os valores possíveis. Para especificar o *prior*, foi gerada uma biblioteca de tentativas de Monte Carlo de diferentes históricos de formação estelar, incluindo modelos contínuos e com surtos, abrangendo um amplo intervalo de metalicidades. Usando esta biblioteca, são obtidas as distribuições de verosimilhança, e são geradas estimativas e intervalos de confiança para uma variedade de parâmetros, incluindo:

- (i) a fração da massa estelar formada em surtos nos últimos 2 Gyr;
- (ii) a atenuação da luz na banda z no sistema de repouso como resultado da poeira;
- (iii) as razões massa estelar-luz nas bandas g , r , i e z ;
- (iv) massas estelares.

Sendo que os espectros das galáxias do SDSS são medidos dentro de uma abertura fixa de $3''$, o modelo usado para obter as massas estelares apresentados na tabela *galSpecExtra* se baseia somente na fotometria *ugriz*, e não nos índices espectrais D_n4000 e $H\delta_A$. A fotometria é corrigida para pequenas contribuições devido à emissão nebular. A massa estelar total é estimada usando magnitudes modelo (*model magnitudes*). Se assume uma função de massa inicial de Kroupa (2001). Os valores para as massas determinadas desta forma são apresentadas como as medianas e 2.5%, 16%, 84%, 97.5% da função de distribuição de probabilidade. O valor adotado para a nossa análise se corresponde à mediana das massas estelares (parâmetro `lgm_tot_p50`).

As taxas de formação estelar (SFRs) são obtidas dentro da abertura da fibra espectroscópica usando as linhas de emissão nebular descritas por Brinchmann et al. (2004). Os autores aplicam uma técnica Bayesiana, similar à usada por Kauffmann et al. (2003), sobre dados baseados na amostra principal do SDSS, consistindo em 149,600 galáxias com observações espectroscópicas, $14.5 < r < 17.77$ e $0.005 < z < 0.22$. Esta amostra é completa em massa estelar, para um limite de $10^8 M_\odot$.

O procedimento consiste em construir uma grade de modelos de evolução de Bruzual & Charlot (1993) que incluem linhas de emissão, variando um conjunto de parâmetros globais: a metalicidade, o parâmetro de ionização, a atenuação total por poeira e a razão poeira-metal. A grade total contém $\sim 2 \times 10^5$ modelos, a partir dos quais são geradas as distribuições de verosimilhança dos parâmetros, quando comparados com os dados observados. A partir das linhas de emissão são obtidos os valores de SFR para cada galáxia, e o intervalo de confiança. Para AGNs e compostas (*composite*) o procedimento é diferente, devido à possível contribuição da emissão nuclear ao fluxo observado. Neste caso, a SFR é estimada a partir do índice D_n4000 .

As SFRs fora da abertura da fibra são estimadas usando a fotometria da galáxia segundo Salim et al. (2007). Para AGNs e galáxias com emissão fraca, as SFRs são estimadas a partir da fotometria. São reportadas ambas as SFR da fibra e total, como as medianas e 2.5%, 16%, 84%, 97.5% da função de distribuição de probabilidade. Por outra parte, a taxa de formação estelar específica (SSFR) foi calculada combinando a SFR e as distribuições de verosimilhança para as massas estelares obtidas por Brinchmann et al. (2004). São reportadas ambas as SSFR da fibra e total, como as medianas e 2.5%, 16%, 84%, 97.5% da função de distribuição de probabilidade. O valor adotado para a nossa análise se corresponde à mediana das SSFRs (parâmetro `specsfr_tot_p50`).

Os valores das massas estelares, SFR e SSFR foram disponibilizadas pelo grupo MPA-JHU¹ (*Max Planck Institute of Astrophysics-Johns Hopkins University*) desde o DR4, e incluídas dentro dos dados liberados (DR, *Data Release*) do SDSS desde DR8, junto com outros parâmetros como a classificação BPT, a abundância nebular de oxigênio, etc. O SDSS provê as tabelas *galSpecInfo*, *galSpecLine*, *galSpecIndx* e *galSpecExtra* contendo estas e outras informações espectrais².

B.2 Catálogo de decomposições bojo-disco de Simard et al. (2011)

Simard et al. (2011) (referenciado a continuação como S11) realizaram decomposições bidimensionais bojo-disco para 1,123,718 galáxias do SDSS DR7 nas bandas *g* e *r*. A amostra selecionada provém da tabela *PhotoPrimary*, com magnitudes Petrosianas $14 \leq r \leq 18$ corrigidas por extinção e classificação de objetos estendidos (Type = 3). O código SQL usado na plataforma CasJobs foi o seguinte:

```
select objid from dr7.PhotoPrimary where flags & (dbo.fPhotoFlags('SATURATED')
+ dbo.fPhotoFlags('DEBLENDED_AS_PSF'))= 0 and (petroMag_r-extinction_r)
between 14.0 and 18.0 and Type=3
```

O procedimento de decomposição utilizado produziu parâmetros estruturais, cores e magnitudes mais robustas do que as obtidas através do procedimento padrão definido no *pipeline* do SDSS (Lupton et al., 2002), sobretudo em ambientes densos onde os objetos se encontram bem próximos entre si. Este procedimento consistiu (1) na determinação do nível de fundo usando o código GIM2D (Simard et al., 2002), (2) a detecção e separação das fontes (*deblending*) através do SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) e (3) a decomposição simultânea bojo+disco nas bandas *g* e *r*, levando em conta a PSF (*point spread function*) do objeto e a banda utilizada, usando o *software* GIM2D (Simard et al., 2002).

Foram usados três modelos diferentes para o ajuste 2D de Sérsic: o modelo bojo+disco com $n_b = 4$, o modelo bojo+disco com n_b como parâmetro livre, e um modelo puro de Sérsic³. O melhor modelo pode ser escolhido através do estatístico *F*. Os três catálogos compreendem uma ampla variedade de propriedades estruturais, compreendendo, entre outros, a escala física, elipticidade, inclinação, fração de fluxos bojo-total (*B/T*), raio efetivo, magnitudes absolutas e aparentes no referencial de repouso, índice de suavização e os índices de Sérsic para os bojos e totais (n_b e n_g , respectivamente) para os três modelos usados. No presente trabalho foram incluídos os parâmetros *B/T* na banda *r* e n_g .

¹wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/

²Veja www.sdss.org/dr12/spectro/galaxy_mpajhu/

³Os catálogos estão disponíveis em <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/ApJS/196/11>

B.3 Catálogo de massas estelares de Mendel et al. (2014)

O trabalho por Mendel et al. (2014) compreende a determinação de massas estelares para uma amostra espectroscópica do SDSS DR7, e a publicação do catálogo correspondente. A amostra base de galáxias se baseia na usada por S11, restrita para objetos classificados espectralmente como galáxias (`SpecClass=2`), com magnitude Petrosiana $r \leq 17.77$ e *redshift* $0.005 \leq z \leq 0.4$. Sobre esta subamostra foi executado o software GIM2D, e foram eliminadas galáxias para as quais o ajuste 2D paramétrico falhou, em uma ou várias bandas, e também aquelas cuja fotometria (determinada por GIM2D) foi contaminada por estrelas brilhantes ou com valores discordantes dos reportados dentro da abertura da fibra do SDSS. A amostra final compreende 659,372 galáxias com fotometria estendida para as bandas u , i e z .

Diferentemente de S11, Mendel et al. (2014) usaram só dois modelos de ajuste paramétrico: um perfil de Sérsic de uma componente ou um bojo de tipo de Vaucouleurs mais um disco exponencial. As incertezas reportadas pelos autores para os fluxos totais, usando dados simulados, foi de $\lesssim 0.15$ mag na maioria dos casos, e ~ 0.3 mag para os fluxos dos componentes bojo e disco, na maioria dos casos.

O procedimento adotado por Mendel et al. (2014) consiste em comparar a distribuição de energia espectral (SED, *spectral energy distribution*) observada para cada galáxia através da fotometria, com uma biblioteca de populações estelares sintética (SPS, *stellar population synthesis*). A biblioteca foi construída considerando modelos que abrangem certos intervalos de idades, metalicidades, históricos de formação estelar (veja Tabela 2 dos autores) e propriedades da poeira observadas em galáxias próximas.

As comparações são realizadas através do ajuste espectral, seguindo um método similar ao descrito por Kauffmann et al. (2003), e utilizado por outros autores: a inferência Bayesiana. Os *priors* são assumidos de duas formas. A primeira forma é implícita, e contribuem através das escolhas utilizadas para a construção do modelo de SPS. Ou seja, estão relacionadas com a função inicial de massa estelar, lei de extinção, os intervalos de idade, metalicidades e atenuação por poeira, e considerações sobre o histórico de formação estelar. O segundo conjunto de *priors* é explícito, assume distribuições uniformes para os parâmetros considerados.

A partir das funções de distribuição de probabilidade posteriores são obtidas as massas estelares para os componentes bojo e disco sobre a base das decomposições bojo+disco, e as massas totais para os dois tipos de modelos de ajustes usados, considerando ou não a presença de poeira. As estimativas das incertezas individuais para cada componente são ~ 0.15 dex ($\sim 40\%$). Em relação às estimativas de massas estelares determinadas pelo grupo MPA-JHU, as massas totais encontradas por Mendel et al. (2014) são superiores em ~ 0.02 dex e ~ 0.08 dex para os ajustes bojo+disco e Sérsic, respectivamente.

Do catálogo disponibilizado pelos autores, foram utilizadas as estimativas das medianas das massas estelares dos bojos para as galáxias da amostra usada na nossa análise, a partir dos modelos sem poeira (coluna 6 da Tabela 6 dos autores).

B.4 Catálogo de morfologias de Domínguez-Sánchez et al. (2018)

O maior e mais preciso catálogo morfológico de galáxias na atualidade é o apresentado por Domínguez Sánchez et al. (2018) (referenciado a continuação como DS18). Os autores combinaram os catálogos mais precisos existentes através de classificações visuais com a aprendizagem profunda (DL, *Deep Learning*), uma técnica de aprendizagem de máquina (ML, *Machine Learning*). Os algoritmos de redes neurais convolucionais (CNN, *Convolutional Neural Network*) implícitos no DL, são treinados com os melhores catálogos disponíveis de classificações visuais: o Galaxy Zoo 2 (GZ2, Willett et al., 2013) e o obtido por Nair & Abraham (2010) (referenciado a continuação como NA10). Do primeiro foram selecionadas $\sim 240,000$ galáxias do SDSS DR7 com $r < 17$ e $z < 0.25$, treinando seis tipos de probabilidades ($P_{\text{features/disk}}$, $P_{\text{edge-on}}$, $P_{\text{bar signature}}$, P_{merger} , $P_{\text{bulge prominence}}$, $P_{\text{cigar shaped}}$). Em particular, DS18 usam as questões e respostas do GZ2 para replicar as respostas dos usuários. Por outra parte, do catálogo de NA10 foram utilizadas as 14,034 galáxias do SDSS DR4 com $g < 16$ e $0.01 < z < 0.1$, treinando as probabilidades de serem S0 (versus elíptica), $P_{\text{bar signature}}$ complementar e os tipos T.

Para testar os modelos foi usado o catálogo de Huertas-Company et al. (2011) baseado em classificações morfológicas automáticas em forma de probabilidades de serem dos tipos E, S0, Sab e Scd em $\sim 670,000$ galáxias do SDSS DR7. Esta amostra foi definida originalmente por Meert et al. (2015), em cujo artigo os autores fornecem uma equação para traduzir as probabilidades para tipos T. O segundo conjunto de dados usado para testar os modelos se corresponde com o publicado por Cheng et al. (2011), compreendendo 984 galáxias do SDSS sem formação estelar com tamanhos aparentes > 14 segundos de arco. Este catálogo foi usado para testar a habilidade do modelo para separar S0/Sa de galáxias elípticas puras.

Os modelos treinados por DS18 mostram uma alta precisão ($> 97\%$) quando testados com uma amostra das mesmas características da que foi usada para treinar (GZ2). O catálogo disponibilizado possui uma classificação homogênea para 670,722 galáxias, incrementando em ~ 3 a estatística com relação ao GZ2. São fornecidos os tipos T para todos os objetos (~ 50 vezes mais dos apresentados no catálogo de NA10) abrangendo valores entre -3 para elípticas e 10 para irregulares. A dispersão dos valores é da ordem ou menor, do que as típicas classificações visuais inteligentes. Para a presente Tese foram usados os tipos T deste catálogo para todas as galáxias da nossa amostra.

B.5 Catálogo de morfologias de Barchi et al. (2020)

Barchi et al. (2020) apresentam outro trabalho baseado em classificações morfológicas automáticas aplicando técnicas de ML. Estas são abordadas em duas formas: ML tradicional (TML) e DL. As classificações resultantes são obtidas a partir das próprias imagens, em vez do esquema de árvore de decisão de perguntas e respostas usado por DS18. Os dados provêm do SDSS DR7, definidos com $r < 17.78$, $0.03 < z < 0.1$ e $|b| \geq 30^\circ$, compreendendo 670,560 galáxias. Barchi et al. (2020) fazem uma revisão da metodologia não paramétrica, e desenvolvem o sistema de classificação *CyMorph* que determina os valores de concentração (C), assimetria (A), *clumpiness* (S), entropia de Shannon (H) e as métricas a partir da análise de padrões do gradiente (GPA, *Gradient Pattern Analysis*).

Os parâmetros C , A , S são obtidos de forma diferente aos apresentados por Conselice (2003) e trabalhos anteriores. A concentração é definida como $C = \log_{10}(R_1/R_2)$, sendo R_1 e R_2 os raios interno e externo, respectivamente, encerrando uma certa fração do fluxo. Um processo de otimização estabelece como melhor critério o definido por $C = \log_{10}(R_{75\%}/R_{35\%})$. A assimetria é medida através da correlação entre a imagem original I^0 e a rotacionada I^π : $A = 1 - s(I^0, I^\pi)$, sendo $s()$ a função de correlação de Spearman. De forma similar o parâmetro *smoothness* é definido como $S = 1 - s(I^0, I^s)$, sendo I^0 e I^s a imagem original e suavizada, respectivamente.

Além disso, os autores estudam a dependência do sistema de classificação por TML (baseado nos índices S , A , H e G_2) com o uso da segmentação da imagem, ou seja, o tamanho (aparente) das galáxias. Isto é abordado definindo várias subamostras com K diferentes, onde K expressa a razão entre as áreas do objeto e da PSF. Longe de ser um detalhe menor, levar em conta esta dependência mostra ser um importante ingrediente no desempenho de TML, já que a separação entre elípticas e espirais é maximizada de acordo com isto. Comparando com o tradicional sistema CAS (Conselice, 2003), o sistema *CyMorph* mostra um desempenho muito maior na obtenção desta separação.

Os autores usam DL para obter classificações morfológicas para todas as galáxias da amostra. Os resultados obtidos considerando duas classes (elípticas e espirais) são bem consistentes, com uma *precisão geral* $OA \geq 98.7\%$ (OA , *Overall Accuracy*) e para o problema de três classes (elípticas, espirais, e espirais barradas) o resultado é ainda bom ($OA \sim 82\%$). A técnica de DL supera em desempenho à TML por $\Delta OA \sim 4\%$.

Do catálogo disponibilizado por Barchi et al. (2020), foram adicionados aos nossos dados os valores do segundo momento do gradiente G_2 , uma métrica do GPA que mostra ser extremamente útil para a separação entre os tipos morfológicos básicos elípticos e espirais (veja Rosa et al., 2018).

Apêndice C

Parâmetros Morfométricos

Existem duas abordagens amplamente exploradas para o estudo da medição da morfologia nas galáxias: os índices paramétricos e não paramétricos. Enquanto que estes últimos não assumem modelos de distribuição de fluxo nas galáxias, os primeiros modelam a distribuição da luz como a composição bojo mais disco mais outros componentes representativos da luz total da galáxia (e.g. [de Vaucouleurs, 1948](#); [Sérsic, 1963](#); [Simard et al., 2002](#); [Odewahn et al., 2002](#); [Méndez-Abreu et al., 2008](#); [Peng et al., 2010](#); [Lackner & Gunn, 2012](#)). Um exemplo clássico para caracterizar parametricamente a luz de uma galáxia é através do índice de Sérsic.

C.1 Índice de Sérsic

A distribuição da luz de uma galáxias pode ser caracterizada através do seu perfil de brilho superficial, isto é, o fluxo detectado dentro de uma dada região da galáxia, ou seja, dentro de um ângulo sólido, na direção radial. Geralmente, o brilho superficial é associado a contornos de brilho constante, chamados de *isofotas*, e portanto o perfil radial pode ser obtido calculando a mediana do fluxo azimutal de aberturas elípticas. O brilho superficial das galáxias é bem ajustado por um perfil exponencial de Sérsic ([Sérsic, 1968](#)) da forma:

$$I(R) = I_0 \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} \right] \right\} = I_e \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\},$$

onde I_0 é o brilho superficial central, R_e é o raio efetivo, que encerra a metade do fluxo total, e I_e e a intensidade do perfil em R_e . O termo b_n garante que R_e encerra a metade do fluxo, sendo uma função do índice de Sérsic n na forma $\Gamma(2n) = 2\gamma(2n, b_n)$, onde Γ e γ são as funções Gamma incompleta¹ e completa, respectivamente ([Ciotti, 1991](#)). De forma aproximada, o termo b_n pode ser calculado como $b_n = 1.9992n - 0.3271$, para

¹A função Gamma incompleta está definida como: $\gamma(2n, x) = \int_0^x e^{-t} t^{2n-1} dt$. Note que uma propriedade útil da função Gamma nestes casos é $\Gamma(2n) = (2n - 1)!$

$0.5 < n < 10$. A luminosidade total, derivada da expressão anterior, será então:

$$L = 2\pi \int_0^\infty I(R)R dR = \frac{2\pi n \Gamma(2n)}{b_n^{2n}} I_0 R_e^2.$$

Para as galáxias elípticas e os bojos das galáxias espirais, a melhor descrição é um caso particular da lei de Sérsic: a lei empírica proposta por de Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1948), conhecida como lei de $r^{1/4}$. Esta se expressa como:

$$I(R) = I_e \exp \left\{ -7.673 \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \right\},$$

que se corresponde com uma luminosidade total:

$$L = 7.215\pi I_e R_e^2 \left(\frac{b}{a} \right),$$

sendo a e b os semieixos maior e menor, respectivamente.

Para galáxias espirais e lenticulares, o perfil de brilho superficial do disco decai exponencialmente ($n = 1$) com o raio:

$$I(R) = I_e \exp \left[-1.673 \left(\frac{R}{R_e} - 1 \right) \right].$$

Uma análise do modelo de Sérsic nos permite obter o perfil de brilho acumulado. No caso de $n = 1$, o 99.1% do fluxo total reside dentro de $4R_e$, e 99.8% do fluxo dentro de $5R_e$. Para o caso de $n = 4$ temos o 84.7% do fluxo se encontra dentro de $4R_e$ e o 88.4% dentro de $5R_e$.

Na maioria dos casos, a região central das galáxias espirais e lenticulares apresentam um excesso de brilho, que não pode ser descrito como uma extrapolação do perfil exponencial, sendo bem mais íngreme, do tipo de Vaucouleurs. Isto é usado para identificar e separar as componentes e obter uma razão de luminosidade bojo-disco.

A distribuição do índice de Sérsic determinados para as galáxias abrange valores entre $0 \lesssim n \lesssim 10$, e estabelece um separador aproximado entre galáxias elípticas e espirais em $n \approx 2$. Curiosamente, embora as galáxias elípticas têm tipicamente $n \sim 4$, para os bojos de galáxias espirais se encontra que $n \lesssim 1$, fato que resulta útil para separar os bojos clássicos dos pseudo-bojos a partir do índice de Sérsic² (e.g. Fisher & Drory, 2008).

Os índices não paramétricos, por outra parte, medem as propriedades da distribuição da luz da galáxia sem modelar as componentes ou o fluxo, tendo ampla apresentação na literatura (Morgan & Mayall, 1957; Kent, 1985; Abraham et al., 1994, 1996; Takamiya, 1999; Conselice, 2003; Lotz et al., 2004; Menanteau et al., 2006; Scarlata et al., 2007;

²Note que este método possui certa contaminação importante já que a determinação de n é um procedimento complicado que depende sensivelmente com resolução da imagem.

Ferrari et al., 2015; Peth et al., 2016; Rosa et al., 2018). Dentro da ampla família que compreendem, os mais usados são a concentração, assimetria, *clumpiness* ou *smoothness* (suavização), que conformam o sistema CAS (Conselice, 2003). Além deles se destacam o parâmetro Gini e o segundo momento do 20% da luz (M_{20}), como discriminadores importantes de galáxias interagentes. Existem outros indicadores desenvolvidos mais recentemente, tais como: entropia e *espiralidade* (Ferrari et al., 2015), e a análise de padrão de gradientes (GPA) (Rosa et al., 2018) que introduz o segundo momentos do gradiente G_2 como um novo índice. A seguir são apresentados os índices morfométricos não paramétricos mais importantes usados para discriminar entre as diferentes populações de galáxias.

C.2 Concentração

O índice de concentração foi um dos primeiros parâmetros que mostrou correlação com os tipos morfológicos de Hubble, conformando inclusive um sistema de classificação para as galáxias (Morgan, 1958, 1959), onde os tipos precoce de galáxias apresentam valores mais altos de concentração quando comparados com os tipos tardios (e.g. Bershadsky et al., 2000). A concentração está definida como a razão entre os fluxos contidos em duas aberturas circulares (e.g. Kent, 1985), inicialmente dado por:

$$C \equiv 5 \log(r_{\text{ext}}/r_{\text{int}}),$$

onde r_{ext} e r_{int} são os raios externo e interno da abertura, respectivamente, obtidos a partir da curva de crescimento do fluxo³, e com centro definido pelos pixels mais brilhantes ou através da minimização da assimetria (veja próxima subseção).

A forma mais comum de definir concentração é usando os raios que encerram o 80% e o 20% do fluxo total dentro de 1.5 vezes o raio de Petrosian⁴:

$$C = 5 \log(r_{80\%}/r_{20\%}),$$

valores que mostram ser suficientemente robustos e estáveis, baseados em simulações (Bershadsky et al., 2000; Conselice, 2003). C varia aproximadamente de 2 a 5 na maioria dos sistemas. De forma geral as elípticas apresentam $C > 4$ e as galáxias de disco $4 < C < 3$ (Conselice, 2003). Alguns autores preferem normalizar a concentração aproximadamente no intervalo $[0, 1]$ eliminando o fator 5 da equação acima (Ferrari et al., 2015). A concentração apresenta uma forte correlação com as cores, o brilho superficial,

³A curva de crescimento se obtém a partir da soma acumulada dos fluxos contidos em elipses concêntricas, com aberturas crescentes na direção radial da galáxia.

⁴O raio de Petrosian R_P está definido como o raio no qual a razão entre o brilho superficial e a média do brilho superficial é igual a uma constante η (veja mais detalhes em Petrosian, 1976; Eisenstein et al., 2011). Tipicamente $\eta = 0.2$.

a dispersão de velocidades e a massa (Graham et al., 2001).

C.3 Assimetria

A assimetria se baseia na comparação entre a imagem observada e a imagem rotada certo ângulo ϕ , onde geralmente $\phi = 180^\circ$. Em princípio pode se usar a razão, produto ou a diferença entre as imagens, mas só a diferença demonstra ser útil (Conselice et al., 2000). Dentre as várias definições possíveis, a expressão comumente usada para a assimetria é:

$$A = \frac{\sum |I_0 - I_{180}|}{\sum |I_0|} - B_{180},$$

onde I_0 e I_{180} representam os pixels das imagens normal e rotada 180° , respectivamente. O termo B_{180} corresponde à assimetria média do fundo próximo à galáxia, introduzido para corrigir pelo efeito do ruído. A imagem residual $|I_0 - I_{180}|$ apresentará as estruturas assimétricas que são quantificadas por A , dentro do intervalo aproximado de $[0, 1]$.

A escolha do centro de rotação é crítica, porém, se resolve defini-lo como aquele que minimiza o valor de A . A abertura é comumente definida como uma região circular com centro no eixo de rotação e de raio $1.5R_p$. Para obter valores de assimetria sensíveis a estruturas estelares em larga escala o procedimento padrão consiste em suavizar a imagem, reduzindo a resolução antes de efetuar a rotação e aplicar a expressão de acima (Conselice et al., 2000; Conselice, 2003). A assimetria obtida desta forma é sensível às características que produzem distribuições assimétricas de luz nas galáxias, como os braços espirais, estruturas de poeira, fusões ou interações (Abraham et al., 1994). Assim, os valores de A dependem dos tipos morfológicos, onde as elípticas têm $A \sim 0.02 \pm 0.02$, as espirais têm $A \sim 0.07 - 0.2$, galáxias infravermelhas luminosas (ULIRGs) têm $A \sim 0.32 \pm 0.19$ e as fusões ou *starbursts* têm $A \sim 0.53 \pm 0.22$ (Conselice, 2003).

Outras medidas de assimetria têm uma abordagem diferente, por exemplo, usando a correlação entre as imagens original e rotada:

$$A = 1 - \text{cor}(I_0, I_{180}),$$

onde $\text{cor}()$ é o coeficiente de correlação de Spearman ou Pearson (e.g. Abraham et al., 1996; Ferrari et al., 2015). A ideia detrás desta formulação mais recente se baseia em que os pixels que conformam maioritariamente o ruído não contribuem para a assimetria já que a correlação entre eles tende a zero. Além disso, os coeficientes de correlação são menos afetados pelos efeitos de *seeing*, já que são menos sensíveis à convolução. O uso do coeficiente de Pearson na expressão anterior tende a acumular os valores próximos à unidade, e portanto é considerada a variante menos prática ou menos útil quando comparado com os valores a partir do coeficiente de Spearman (Ferrari et al., 2015).

C.4 *Clumpiness*

O coeficiente *clumpiness*⁵ S foi introduzido formalmente por [Conselice \(2003\)](#), como uma medida das características que conformam pequenas regiões de luz amontoadas na distribuição espacial de uma galáxia, as denominadas regiões de altas frequências espaciais. Quantifica-se comumente como o valor absoluto da diferença entre a intensidade dos pixels da imagem original da galáxia I_0 e os valores de intensidade dos pixels da imagem suavizada I_σ aplicando um filtro gaussiano de comprimento σ , ou um filtro de caixa quadrada, isto é:

$$S = \frac{\sum |I_0 - I_\sigma|}{\sum |I_0|} - B_S,$$

onde B_S representa o valor de *clumpiness* médio do fundo. A computação de S se realiza geralmente dentro de uma abertura de $1.5R_P$ com centro definido pelos pixels mais brilhantes ou através da minimização da assimetria. Alternativamente, podem ser usadas simplesmente as diferenças entre as intensidades dos pixels, com a introdução do fator 10 na expressão para S :

$$S = 10 \times \left[\frac{\sum (I_0 - I_\sigma)}{\sum I_0} - B_S \right],$$

garantindo valores de S no intervalo $[0, 1]$.

Para uma determinação robusta de S é necessária a remoção do fluxo da região central da galáxia, comumente $0.05R_P$, eliminando a contribuição do centro extremamente brilhante em galáxias de alta concentração. É importante mencionar também que S possui uma dependência com o tamanho aparente da galáxia, o que pode resultar em valores de S menores do que B_S em galáxias de pequenas dimensões, e possui dependência também com o comprimento de onda usado.

As estruturas com maiores valores de S se correlacionam com galáxias que possuem regiões de alta formação estelar, por exemplo, os tipos tardios e fusões (e.g. [Takamiya, 1999](#)). Por outra parte, os tipos iniciais como as galáxias elípticas, apresentam distribuições suavizadas de brilho superficial nas quais não se detectam estruturas de altas frequências espaciais.

Por outra parte, seguindo o mesmo raciocínio para A , o coeficiente S pode ser definido como:

$$S = 1 - \text{cor}(I_0, I_\sigma),$$

onde $\text{cor}()$ é o coeficiente de correlação de Spearman ou Pearson entre as imagens comparadas I_0 e I_σ . De forma similar com A , o uso do coeficiente de correlação de Spearman mostra ser mais prático usando esta definição.

⁵Sem tradução direta ao português, pode ser interpretado como as aglomerações ou “nuvens” de luz na galáxia. Pode ser encontrado na literatura o valor $1 - S$, chamado de *smoothness* (suavização).

C.5 Coeficiente de Gini

O coeficiente de Gini (G) se baseia na curva de Lorentz (Lorenz, 1905), usada popularmente em economia para quantificar a desigualdade da riqueza da população. A curva de Lorentz está dada por:

$$L(p) = \frac{1}{X} \int_0^p F^{-1}(u) du,$$

onde X é uma variável aleatória positiva, com função de distribuição acumulada $F(x)$. Seguindo esta ideia, o coeficiente de Gini é então definido como a média das diferenças absolutas entre todas as combinações de X_i , que constituem uma amostra de n elementos:

$$G = \frac{1}{2\bar{X}n(n-1)} \sum_{i=1}^n \sum_{j=1}^n |X_i - X_j|,$$

sendo \bar{X} o valor médio de X_i . O valor de G pode então ser usado para medir as distribuições relativas de luz nas imagens das galáxias e caracterizar a morfologia (Glasser, 1962; Abraham et al., 2003; Lotz et al., 2004, 2008). Neste caso X_i se correlacionaria com a intensidade dos pixels, n a quantidade total deles, e \bar{X} a intensidade média dos pixels da galáxia. Uma forma mais eficiente de expressar G é possível ordenando os valores de X_i em ordem decrescente e realizando a seguinte soma (Glasser, 1962):

$$G = \frac{1}{\bar{X}n(n-1)} \sum_{i=1}^n X_i(2i - n - 1) \quad (n > 2).$$

Um valor nulo de G significa que a intensidade está igualmente distribuída entre os pixels que conformam a imagem. Por outra parte, se a intensidade está concentrada em poucos pixels o valor de G será próximo à unidade. Portanto, se espera que galáxias com distribuição suave do brilho superficial, como os tipos iniciais, possuam valores baixos do coeficiente de Gini.

G mostra uma forte correlação com a cor, o brilho superficial e a concentração para a galáxias locais, podendo inclusive substituir este último em algumas análises. O cálculo de G é independente da forma da galáxias, da abertura considerada e da escolha do centro. Por outra parte, G é sensível à escolha dos pixels que são atribuídos à galáxia, portanto é necessária uma ótima escolha do mapa de segmentação (Lotz et al., 2004).

C.6 Momento de Segunda Ordem da Luz M_{20}

O momento (total) de segunda ordem total da luz, distribuída em pixels de intensidade f_i da imagem da galáxia, é definido como:

$$M_{\text{tot}} = \sum_i^n M_i = \sum_i^n f_i [(x_i - x_c)^2 + (y_i - y_c)^2],$$

onde x_i, y_i são as coordenadas dos pixels individuais da imagem, x_c, y_c representa a coordenada do pixel central da galáxia e n o número de pixels atribuídos. Ou seja, M_{tot} quantifica a soma dos quadrados das distâncias de cada pixel com relação ao centro. Para resolver a dependência de M_{tot} com a escolha do centro, o procedimento padrão é selecionar o centro que minimiza o valor de M_{tot} .

Para traçar a extensão espacial dos pixels mais brilhantes, é comum selecionar aqueles que conformam o 20% do fluxo total f_{tot} dentro do mapa de segmentação, normalizando pelo momento total:

$$M_{20} = \log_{10} \left(\frac{\sum_i M_i}{M_{\text{tot}}} \right), \quad \text{com} \quad \sum_i f_i < 0.2 f_{\text{tot}}.$$

A definição de momentos com um limite maior (por exemplo 5% de f_{tot}) produz valores não confiáveis com baixa resolução espacial, e por outro lado, valores menores são menos discriminadores (Lotz et al., 2004).

M_{20} está anti-correlacionado com a concentração, com a diferença de que, segundo a sua definição, M_{20} é mais sensível à distribuição espacial dos pixels mais brilhantes. Por exemplo, a presença de vários núcleos nas galáxias causa um incremento de M_{20} para -1 . Uma distribuição centrada dos pixels mais brilhantes, como no caso das galáxias elípticas, produz valores menores em torno de -2.5 ou -3 . Contudo, M_{20} não consegue separar bem os tipos morfológicos iniciais dos tardios, devido a que algumas galáxias discoidais possuem bojos muito brilhantes, como pode ser o caso das S0 e das espirais Sa.

C.7 Entropia

Uma outra medida de distribuição dos pixels é a entropia da informação, ou entropia de Shannon (e.g. Bishop, 2007). Para uma variável aleatória X que constitui uma amostra de n elementos com certa probabilidade de ocorrência $p(X_i)$, a quantidade de informação média, ou entropia, está dada por:

$$H(X) = - \sum_i^n p(X_i) \log p(X_i).$$

O parâmetro H tem a particularidade de ser máximo quando X_i tem distribuição

uniforme. As distribuições com alta curtose ou picos ao redor de alguns poucos valores terão baixa entropia. Considerando X_i como as intensidades dos pixels da imagem, isto se traduz em valores de H relativamente baixos para as galáxias elípticas enquanto que para as galáxias com estruturas ou “nuvens” luminosas se esperam valores altos de H (e.g. Ferrari et al., 2015; Barchi et al., 2020).

C.8 Segundo Momento do Gradiente

A técnica da análise de padrão de gradientes (GPA, *Gradient Pattern Analysis*) tem sido amplamente usada no estudo das assimetrias do gradiente da dinâmica espaço-temporal em duas dimensões (Rosa et al., 1998, 1999). Dentre as várias aplicações, GPA demonstra ser útil para caracterizar turbulências na evolução espaço-temporal em imagens de plasma (Rosa et al., 1998), para estudar a formação de padrões em imagens de silício poroso (da Silva et al., 2000) e para analisar a dinâmica estrutural de sistemas moleculares (Rosa et al., 2003). Mais recentemente, a técnica GPA foi desenvolvida para caracterizar a morfometria das galáxias, sendo introduzida por primeira vez na astronomia.

A partir do gradiente vetorial da imagem de uma galáxia é possível quantificar a assimetria característica. Os vetores assimétricos fornecem quatro formas (momentos) possíveis de fazer isto: usando as normas, as fases, a distribuição total dos vetores e dos números complexos respectivos. Em particular, a quantificação das normas dos vetores assimétricos, o índice G_2 ou segundo momento do gradiente, oferece uma via muito eficiente ($\sim 90\%$) para classificar os tipos iniciais e tardios (Rosa et al., 2018).

Esta nova forma de classificação difere dos índices morfométricos clássicos, baseados diretamente nas contagens, e resulta invariante às dimensões das imagens. Possui uma importância relevante para a análise da presente Tese e em especial para os futuros relevamentos (*surveys*). Uma descrição mais detalhada sobre o formalismo GPA é apresentada em §5.2.

Os diferentes índices mencionados podem ser combinados em sistemas morfométricos para classificar automaticamente as diferentes populações de galáxias. Por exemplo, a concentração, assimetria e *clumpiness* conformam o popular sistema CAS, onde todas as galáxias ocupam regiões diferentes no espaço tri-paramétrico, desde $z \sim 3$ até hoje (Conselice, 2003); considerando Gini e M_{20} temos o sistema CASGM como uma extensão. Outro sistema de classificação denominado MORFOMETRYKA (Ferrari et al., 2015) inclui a concentração, assimetria e *clumpiness* (em versões usando o coeficiente de correlação de Pearson), além da entropia e a *espiralidade*, resultando numa precisão na classificação de mais de 90%. Recentemente tem sido desenvolvido um sistema chamado de *CyMorph*, onde são determinados a concentração, assimetria, *clumpiness*, entropia, G_1 e G_2 (Barchi et al., 2020). Usando a abordagem de aprendizado de máquina profundo (*Deep Learning*) para classificação, a precisão do método reportada pelos autores atinge 99%.





As mudanças nas morfologia das galáxias dependem em grande medida do ambiente, que pode favorecer as interações entre elas e com o potencial do sistema, nos casos de grupos e aglomerados. A intensidade das interações entre as galáxias depende da dinâmica dos sistemas hóspedes, de forma que, por exemplo, valores baixos de dispersão de velocidades favorecem a ocorrência destes efeitos. O estado dinâmico pode ser então considerado como uma medida do ambiente. Portanto, resulta crucial a correta e confiável avaliação do estado dinâmico dos aglomerados no estudo dos efeitos ambientais.

Apêndice D

Artigo Publicado na Revista
MNRAS



Classification and evolution of galaxies according to the dynamical state of host clusters and galaxy luminosities

D. F. Morell ^{1,2★} A. L. B. Ribeiro,² R. R. de Carvalho,³ S. B. Rembold ⁴,
P. A. A. Lopes ⁵ and A. P. Costa ²

¹Observatório Nacional – MCTIC, Rio de Janeiro, RJ, 20921-400, Brazil

²Universidade Estadual de Santa Cruz, Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Ilhéus, BA, 45650-000, Brazil

³NAT – Universidade Cruzeiro do Sul / Universidade Cidade de São Paulo, 01506-000, Brazil

⁴Universidade Federal de Santa Maria, Santa Maria, RS, 97105-900, Brazil

⁵Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, Rio de Janeiro, RJ, 20080-090, Brazil

Accepted 2020 March 23. Received 2020 March 22; in original form 2020 February 27

ABSTRACT

We analyse the dependence of galaxy evolution on cluster dynamical state and galaxy luminosity for a sample of 146 galaxy clusters from the Yang SDSS catalogue. Clusters were split according to their velocity distribution in Gaussians (G) and Non-Gaussians (NG), and further divided by luminosity regime. We performed a classification in the plane of mean stellar age versus specific star formation rate, providing three classes: star-forming (SF), passive (PAS) and intermediate (GV – green valley). We show that galaxies evolve in the same way in G and NG systems, but also suggest that their formation histories lead to different mixtures of galactic types and infall patterns. Separating the GV into star-forming and passive components, we find more bright galaxies in the passive mode of NG systems than in that of G systems. We also find more intermediate faint galaxies in the star-forming component of NG systems than in that of G systems. Our results suggest that GV is the stage where the transition from types Sab and Scd to S0 must be taking place, but the conversion between morphological types is independent of the dynamical stage of the clusters. Analysing the velocity dispersion profiles, we find that objects recently infalling onto clusters have a different composition between G and NG systems. While all galaxy types infall on to G systems, Sab and Scd dominate the infall on to NG systems. Finally, we find that faint Scd galaxies in the outskirts of NG systems present higher asymmetries relative to the mean asymmetry of field galaxies, suggesting that there are environmental effects acting on these objects.

Key words: galaxies: clusters: general – galaxies: evolution – galaxies: formation – galaxies: general.

1 INTRODUCTION

Galaxy clusters are valuable laboratories for understanding galaxy evolution in relation to the environment. In the hierarchical scenario, massive structures should be forming in the present epoch, as a result of the mergers and accretion of less massive objects. Thus, clusters constitute complex systems in a wide range of dynamical and evolutionary states, usually reduced to two categories: virialized (or relaxed) and non-virialized (or non-relaxed) systems. Virialized clusters are expected to have a nearly spherical shape and Gaussian velocity distribution (e.g. Yahil & Vidal 1977; Faltenbacher & Diemand 2006), while non-virialized systems can show elongated

shapes (Plionis 2004), non-Gaussian velocities (e.g. Hou et al. 2009; Ribeiro et al. 2013a), and the presence of substructures (e.g. Roberts, Parker & Hlavacek-Larrondo 2018a; Lopes et al. 2018). Some works suggest that the way a galaxy evolves is dependent on the dynamic state of its host cluster (e.g. Hou et al. 2009, 2012; Ribeiro et al. 2013a; de Carvalho et al. 2017, hereafter dC17), which underlines the importance of correctly determining the dynamic state of clusters.

Various methods for assessing the relaxation degree of galaxy systems are found in the literature. For instance, the detection of optical substructures (e.g. Hou et al. 2012; Wen & Han 2013; Cohen, Hickox & Wegner 2015; Lopes et al. 2018; Soares & Rembold 2019), deviation of scale relations (e.g. Yang, Bhattacharya & Ricker 2010), merger signatures on images (e.g. Plionis et al. 2003; Allen et al. 2008; Million & Allen 2009), X-ray peak and bright

* E-mail: dailerfm@gmail.com

cluster galaxy offset (e.g. Rossetti et al. 2016; Roberts et al. 2018a; Lopes et al. 2018; Foëx 2019), and X-ray photon asymmetry and/or centroid shift (e.g. Ge et al. 2018; Roberts et al. 2018a; Bartalucci et al. 2019). In addition to these methods, the shape of the radial velocity distribution of cluster galaxies has been proved to be robust for separating relaxed from unrelaxed clusters, where ‘relaxed’ refers to a system having a member-galaxy velocity distribution roughly following the Maxwell–Boltzmann function (e.g. Ribeiro et al. 2013a, dC17). Recently, Roberts, Parker & Hlavacek-Larrondo (2018b) demonstrated that clusters with velocity distributions well fitted by a Gaussian have X-ray morphologies that are usually symmetric, whereas clusters with non-Gaussian velocity profiles show X-ray morphologies with significant asymmetries, suggesting the use of velocity distributions as a reliable way to determine cluster dynamical state.

When assessing Gaussianity in the radial velocity distribution, Gaussian and non-Gaussian systems exhibit significant differences with respect to some of their galaxy properties (Ribeiro, Lopes & Trevisan 2010; Ribeiro et al. 2013a; Ribeiro, Lopes & Rembold 2013b). For example, member galaxy luminosities are related to the dynamical state (e.g. Martínez & Zandivarez 2012; Wen & Han 2013), with non-Gaussian systems presenting a fainter characteristic absolute magnitude (Martínez & Zandivarez 2012). Furthermore, non-Gaussian groups have larger velocity dispersions and, as a consequence, higher dynamical masses (Ribeiro, Lopes & Trevisan 2011; Old et al. 2018). In addition, less relaxed clusters show an increased star formation rate (Cohen et al. 2015; Roberts & Parker 2017), and faint galaxies are found mainly in the cluster outskirts and are more metal-rich, which can be interpreted as evidence of preprocessing (dC17). Regarding the specific star formation rate, Nascimento et al. (2019) found that the Gaussian passive population presents velocity segregation with luminosity. In addition, Soares & Rembold (2019) found lower mean stellar ages in unrelaxed clusters relative to relaxed clusters, and explained the differences between them as driven mainly by low-mass systems in the cluster outskirts, where substructures preferentially lie (e.g. Hou et al. 2012). These results suggest a connection between the dynamical state of clusters and the processes driving galaxy evolution, a link that is not yet fully understood.

The cluster dynamical state is related to the orbits of member galaxies. As galaxies move through the cluster, their orbits are eventually modified, from highly radial trajectories in the cluster outskirts to circular orbits in central regions inside the virial radius. Alongside the dynamical evolution of galaxies, the physical properties of galaxies also change under the influence of the cluster environment, and thus the physical properties can be related to the orbital type. For example, different Hubble types are associated with different orbits, with early-type galaxies having more isotropic orbits than late-type galaxies (e.g. Tammann 1972; Sodre et al. 1989; Adami, Biviano & Mazure 1998; Biviano et al. 2002; Aguerri, Sánchez-Janssen & Muñoz-Tuñón 2007; Cava et al. 2017; Mamon et al. 2019). The velocity dispersion profile (VDP) shape is also related to various properties, such as the efficiency of merger activity and/or substructure (e.g. Menci & Fusco-Femiano 1996; Hou et al. 2012; Pimblet, Penny & Davies 2014; Bilton & Pimblet 2018), the presence of different spectral classes of galaxies (Rood et al. 1972) and the cluster dynamical state (e.g. Hou et al. 2009; Costa, Ribeiro & de Carvalho 2018; Nascimento et al. 2019).

This paper is the fourth of a series in which we investigate the discrimination between Gaussian (G) and non-Gaussian (NG) clusters, based on the velocity distribution of the member galaxies. First, de Carvalho et al. (2017) reported evidence that faint galaxies

in the outer regions of NG groups are infalling for the first time into the systems. Then, Costa et al. (2018) found significant differences between the VDPs of G and NG systems, and also regarding bright and faint samples of galaxies. Finally, the study of de Carvalho et al. (2019) on the star-formation history (SFH) of cluster galaxies revealed that the SFH in faint spirals of NG groups is significantly different from that of their counterpart in G groups, leading the authors to conclude that there is a higher infall rate of gas-rich systems in NG groups.

In this work, we investigate the evolution of cluster galaxies using the plane defined by the mean stellar age (hereafter, ‘Age’) and the specific star-formation rate (hereafter, ‘SSFR’) of galaxies to define their evolutionary stages. In Section 2, we define the cluster sample and describe the cluster properties. Classifications in the Age–SSFR space and a comparison of galaxy properties are performed in Section 3. In Section 4, we revisit the VDP problem, now splitting profiles according to our evolutionary classifications. Also in Section 4 we study the asymmetries of galaxies infalling on to G and NG systems. Finally, in Section 5 we summarize our results. Throughout the paper, we assume the Λ CDM cosmology: $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.27$ and $\Omega_\Lambda = 0.73$.

2 DATA

Our sample of galaxy clusters is defined from the Yang et al. (2007) (hereafter Y07) updated galaxy group catalogue, constructed using a halo-based group-finder optimized for grouping galaxies residing in the same dark matter halo (Yang et al. 2005).

2.1 General description

We briefly describe the data selection, which is the same as that described by dC17 and Costa et al. (2018). Galaxies were retrieved from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000) Data Release 7 within $\pm 4000 \text{ km s}^{-1}$ and up to 3 Mpc in projected distance around the 344 Y07 group centre coordinates, limited to $0.03 < z < 0.1$ and Petrosian magnitude $r < 17.77$. Galaxy membership was determined by the *shiftgapper* iterative technique (Fadda et al. 1996; Lopes et al. 2009), and relevant dynamical properties such as velocity dispersion, R_{200} and M_{200} were determined from the virial analysis (for details see Lopes et al. 2009). After the interloper elimination process, we consider two subsamples pertaining to different luminosity regimes. First we selected galaxies within $0.03 \leq z \leq 0.04$ and $-20.5 < M_r \leq -18.4$, which will be denoted as the *faint* sample (F). The second subsample comprises galaxies with $0.04 < z \leq 0.1$ and $M_r \leq -20.5$, thus defining the *bright* sample (B). Some additional information was added from other available catalogues, which we briefly describe in the following paragraphs.

2.2 Additional information

We added some spectroscopic properties from SDSS tables, performing a cross-match by coordinates and inside a 0.5-arcsec radius, using the CASJOBS¹ platform. Thus, we retrieved the stellar masses and SSFRs for our sample from the *galSpecExtra* table (Kauffmann et al. 2004), corresponding to the *lgm_tot_p50* and *specsf_r_tot_p50* parameters, respectively. A total of 84 objects without SSFRs and/or reliable age measurements were discarded, but they represent only a small percentage (1.2 per cent) of the whole sample. We

¹<http://skyserver.sdss.org/CasJobs/>

also included the eclass spectral classification from the *SpecObj* table in the Catalog Archive Server (CAS), which is based on the first two expansion coefficients of the principal component analysis (PCA) decomposition for 170 000 SDSS spectra (Yip et al. 2004). The eclass parameter ranges from -0.35 to 0.5 for early- to late-type galaxies or active galactic nuclei (AGNs). Luminosity-weighted mean stellar ages and metallicities used in this work come from **dc17**, derived using the STARLIGHT code (Cid Fernandes et al. 2005). The errors of both stellar population parameters were assessed by **dc17** in two ways. First, the estimates were compared with those of Chen et al. (2012), based on PCA, giving the following residuals relative to SDSS-DR12 values: $\Delta\text{Age} = 3.5 \pm 2.7$ Gyr; $\Delta[\text{Z}/\text{H}] = -0.01 \pm 0.08$. The second way is via repeated observations of the same galaxy from SDSS-DR7 (6148 repeated observations of 2543 galaxies), yielding a residual distribution with the following uncertainties: $\Delta\text{Age} = 0.0 \pm 1.2$ Gyr; $\Delta[\text{Z}/\text{H}] = 0.00 \pm 0.04$ (for more details see **dc17**).

We included morphological information for galaxies in our sample in two ways. First, we used the Domínguez Sánchez et al. (2018) catalogue, which provides T morphological types for $\sim 670\,000$ galaxies from SDSS by training convolutional neural networks (CNNs) with information from available sources such as Galaxy Zoo 2 (GZ2, Lintott et al. 2008; Willett et al. 2013) and the catalogue of visual classifications provided by Nair & Abraham (2010). Secondly, we included the morphometric parameter G2, from the catalogue of Barchi et al. (2020). This parameter is obtained by applying the *CyMorph* algorithm to GZ2 galaxies, where the algorithm uses the second gradient moments of the galaxy image to compute G2 (Rosa et al. 2018). We also added the bulge, disc and total stellar masses from the catalogue of Mendel et al. (2013) for $\sim 660\,000$ galaxies from the Legacy area of the SDSS DR7. These masses are based on a homogeneous catalogue of *g*- and *r*-band photometry described by Simard et al. (2011) and extended with bulge+disc and Sérsic profile photometric decompositions in the SDSS *u*, *i* and *z* bands. We also defined a field sample, comprising 5997 galaxies, which is the result of stacking three catalogues available in the literature (Khim et al. 2015; Bradford, Geha & Blanton 2015; Fernández et al. 2015) in the SDSS DR7, DR8 and DR10 fields, respectively, and removing repeated objects and those belonging to the galaxy cluster catalogues of Yang et al. (2007) and Tempel et al. (2017).

With all the added information, we have a general characterization of the galaxies in our sample, in both photometry and spectroscopy.

2.3 Dynamical state of clusters

Because we wanted to relate the galaxy properties to the dynamical state of the clusters, we added the classifications found by **dc17** into Gaussian or non-Gaussian. **dc17** assessed the Gaussianity based on the Hellinger distance (HD) (e.g. Huber 1981; Amari 1985) estimator over the cluster velocity distribution, establishing a reliability threshold depending on the cluster richness (for details see **dc17**). HD is a measure of the distance between two distributions, first introduced in astronomy by Ribeiro et al. (2013a), who demonstrated that HD outperforms other normality tests when comparing the amount of type I and II statistical error rates. Furthermore, **dc17** compared HD with *mclust*, an independent method (see description in Section 3.1), obtaining similar results, although HD was found to perform slightly better. HD reliability is achieved for a richness of, at least, 20 galaxies, which translates to an additional total mass selection for our sample of $M > 10^{14} M_{\odot}$.

Table 1. Properties of the four subsamples to be studied. Median errors were determined as $0.7415(Q_{0.75} - Q_{0.25})$, where $Q_{0.25}$ and $Q_{0.75}$ are the 25% and 75% probability quantiles, respectively.

Sample	N_{cl}	N_{gal}	$\log(M_{200}/M_{\odot})$	R_{200} [Mpc]
GB	98	3662	14.45 ± 0.30	1.10 ± 0.25
NGB	26	1239	14.67 ± 0.53	1.23 ± 0.56
GF	12	699	14.38 ± 0.24	0.95 ± 0.19
NGF	10	1042	14.74 ± 0.31	1.32 ± 0.32

(see **dc17**). This richness cut reduces the initial sample from 344 to 146 clusters, containing 6642 galaxies. In this work, we compare the properties of galaxies between Gaussian (G) and non-Gaussian (NG) systems, separating by luminosity regime Bright (B) and Faint (F), thus defining the four subsamples to be analysed as GB, NGB, GF and NGF. Table 1 shows the main properties of the defined subsamples.

3 CLASSIFICATION AND EVOLUTION OF CLUSTER GALAXIES

Although colours are widely used to identify populations of different degrees of star formation, it is well known that they suffer from degeneracy in age, metallicity and dust extinction (e.g. Gallazzi et al. 2005), and cannot represent low values of the SFR (see e.g. Dressler & Abramson 2015). Cortese (2012), using UV and mid-IR SFRs, concluded that optical colours alone are not able to distinguish between actively star-forming and passive galaxies. The use of near-UV-*r* data (e.g. Wyder et al. 2007) has the advantage of being model-independent at $z \approx 0$, but even at very low redshifts it remains difficult to correct the near-UV flux for the effects of dust extinction in the absence of detailed multiband photometry (Belfiore et al. 2018). Besides, the use of UV-optical colours always reduces the sample size. In the case of our sample, this reduction reaches ~ 22 per cent, because not all sources of SDSS have been observed by the *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX).

Some authors overcome the colour issue by using the SSFR instead (e.g. Wetzel, Tinker & Conroy 2012), which can show more sharply the degree of quiescence and galaxy bimodality. Furthermore, SSFR is a good proxy for the star-formation history and the evolutionary stage of galaxies (e.g. Salim 2014; Brennan et al. 2015; Eales et al. 2017). In this work, in addition to SSFR, we use the light-weighted age to characterize galaxy evolution.

3.1 The Age-SSFR plane

The SSFR and mean stellar age are both bimodal properties of galaxies at low and medium redshifts (e.g. Kauffmann et al. 2003; Gallazzi et al. 2005; Wetzel et al. 2012). The former indicates the current star formation normalized by galaxy mass, and the latter is a tracer of the time elapsed since the last burst of star formation. Galaxies following the star-forming main sequence (SFMS) are typically found at lower masses, while very low SSFRs dominate the high-mass end. This behaviour is often interpreted as galaxies growing along the SFMS at a rather constant SFR until they reach a critical stellar mass (or halo mass) threshold, above which they probably quench (e.g. Peng et al. 2010; Abramson et al. 2014). Considering that stellar mass represents the past star formation, then SSFR compares the current star formation with the averaged past one. If a constant SFR with time at low redshifts is assumed (e.g. Kennicutt Jr 1998), then SSFR scales as the inverse of the age

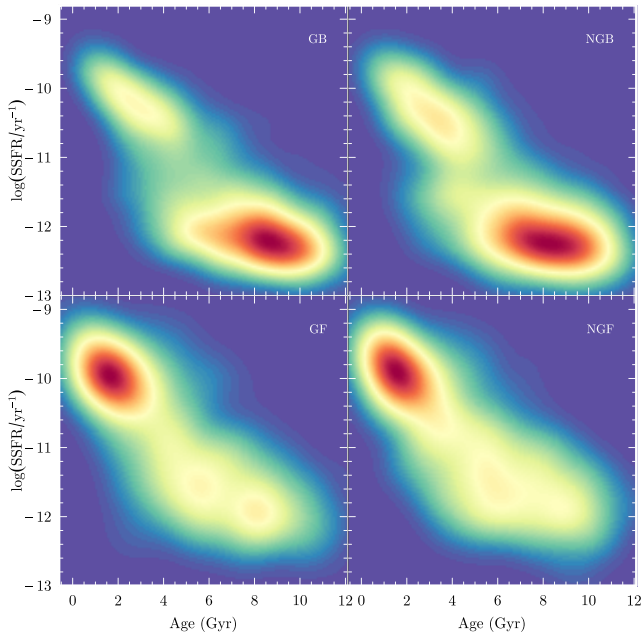


Figure 1. Density maps for GB, NGB, GF and NGF samples on the Age–SSFR plane. The density increases with colour, from blue to red.

of the galaxies. In the nearby Universe, the SSFR decreases when stellar mass increases; that is, massive galaxies formed their stars in the past whereas less massive ones are more active in star formation, or, equivalently, the mean age of the stellar populations of massive galaxies is higher than that of low-mass galaxies (e.g. Li et al. 2011; Belfiore et al. 2018). This suggests a bimodal distribution with well-separated peaks on the Age–SSFR plane, providing us with a useful tool for classifying galaxies into evolutionary groups.

In Fig. 1 we show the distributions of the four subsamples defined in the previous section (GB, NGB, GF, NGF) on this plane. All panels verify the expected bimodality, with well-separated peaks with higher concentrations of old and low-SSFR objects in samples GB and NGB, and an inversion of this behaviour in samples GF and NGF, as expected in the downsizing scenario (e.g. Neistein, Van Den Bosch & Dekel 2006; Fontanot et al. 2009; Gu et al. 2018). Our first aim is to classify objects in this space. This is done using the *mclust* R code (Scrucca et al. 2016), which has been used successfully in astronomy (e.g. Einasto et al. 2012; Ribeiro et al. 2013a, dC17).

In model-based clustering, data are considered a mixture of densities. Each component in the mixture is modelled by a normal distribution, which is characterized by its mean and covariance matrix. Briefly, *mclust* performs clustering by fitting Gaussian finite-mixture models to the data, using an expectation–maximization algorithm, and further giving the number of optimal components via the lower Bayesian information criterion (BIC). We applied *mclust* to the whole sample, choosing the more general covariance model ‘VVV’ (varying volume, shape and orientation), which returns the best Gaussian mix as the one with three components. Considering that this is exactly the number of components that we would intuitively expect (‘blue’, ‘red’ and ‘green’ families of galaxies), we tested the robustness of such a finding. For each subsample, we ran bootstrap realizations of the plane SSFR \times Age 100 times, fixing one quantity at a time. Fixing Age, we found an outcome of three components 83 per cent of the time; and fixing SSFR, 91 per cent of the time. The subject of ‘clustering’ in 2D is certainly a critical and important one and goes beyond the scope

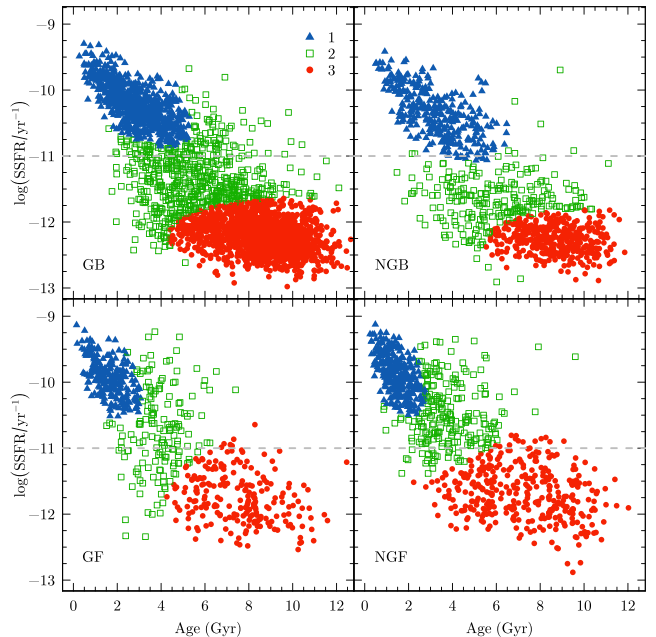


Figure 2. Classification given by *mclust* for three components in the Age–SSFR space, for each subsample. The horizontal dashed lines indicate the usual separator of active and passive galaxies given by Wetzel et al. (2012).

of the present investigation. However, the test we applied shows a consistency that matches the current vision of how galaxies evolve in the SSFR \times Age plane.

The final classification populations are numbered as 1, 2 and 3 for the blue, green and red points of Fig. 2, respectively, where we also present lines separating star-forming and passive subsamples according to $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) = -11$ (Wetzel et al. 2012). Looking at population 3 (red points), we see that the Age range for both bright and faint galaxies in G systems is the same, extending to ~ 4 Gyr, but for NG systems this does not happen. While the bright sample extends to ~ 6 Gyr, the faint sample extends to younger ages, ~ 2 Gyr, indicating recent episodes of star formation in this type of object. Also in this figure, note that galaxies in population 1 (blue points) are distributed in the same way with respect to luminosity, irrespective of the dynamic state of the host clusters. The bright samples (G and NG) have population 1 with Age $\lesssim 6$ Gyr, while the faint samples (G and NG) have a younger population 1, with Age $\lesssim 3$ Gyr.

Counts and median values of SSFR and Age for populations 1, 2 and 3 in the four stacked samples are presented in Table 2, where we see a clear progression of young and high-SSFR objects to older and low-SSFR objects, passing through an intermediate population of galaxies. This sequence has statistical support from the Kruskal–Wallis (KW) test from the *pgirmess* R package (Giraudeau 2018). The KW test is used to compare two or more populations and tests the null hypothesis that all populations have equal distribution functions against the alternative hypothesis that at least two of the populations have different distribution functions (Corder & Foreman 2009). Importantly, the KW test corrects non-complementarities, making it very powerful when comparing more than two samples simultaneously. The test finds a significant difference at the 95 per cent confidence level between the populations (1 \times 2 \times 3), irrespective of their being G or NG, B or F. This result indicates that the sequence 1 \rightarrow 2 \rightarrow 3 can be understood as a physical transition of star-forming (SF) to passive (PAS) galaxies,

Table 2. Counts and median values of SSFR and Age for populations 1, 2 and 3 in the four stacked samples.

Population	GB	NGB	GF	NGF
	Counts			
1	707	330	247	301
2	819	347	179	259
3	2071	544	265	437
	$\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1})$			
1	-10.2 ± 0.4	-10.4 ± 0.4	-9.9 ± 0.3	-9.9 ± 0.3
2	-11.4 ± 0.4	-11.7 ± 0.3	-10.8 ± 0.6	-10.6 ± 0.5
3	-12.2 ± 0.3	-12.3 ± 0.2	-11.8 ± 0.4	-11.7 ± 0.4
	Age [Gyr]			
1	2.9 ± 1.4	3.2 ± 1.5	1.7 ± 0.8	1.5 ± 0.7
2	5.4 ± 1.9	5.6 ± 1.9	4.0 ± 1.0	3.7 ± 1.3
3	8.5 ± 1.8	8.5 ± 1.6	7.5 ± 1.8	7.1 ± 2.3

passing through the green valley (GV) (Martin et al. 2005). On the other hand, there seems to be no significant difference between samples G and NG, only between B and F galaxies. Indeed, from Table 2, we see that the differences in age and SSFR between objects of the same class in G and NG systems are less than the sum of the errors in quadrature around their medians. In the same table, we see large differences in counts between all samples.

Computing the fractions of galaxies in populations 1, 2 and 3, we find (20 ± 2 per cent, 23 ± 3 per cent, 57 ± 2 per cent) and (27 ± 2 per cent, 28 ± 3 per cent, 45 ± 2 per cent) for the GB and NGB samples, respectively. Hence, for bright galaxies, the proportion of SF+GV objects is higher in NG systems (55 ± 4 per cent) than in G systems (43 ± 3 per cent), and PAS galaxies are dominant in G systems. On the other hand, the proportions found for faint objects are all similar: (36 ± 2 per cent, 26 ± 3 per cent, 38 ± 2 per cent) and (30 ± 2 per cent, 26 ± 4 per cent, 44 ± 3 per cent), for the GF and NGF samples, respectively. This leads us to a first finding: galaxies seem to evolve in the same way in all samples, following the sequence $1 \rightarrow 2 \rightarrow 3$, but the mixtures of types differ between GB and NGB systems. To better understand this result, we need to further investigate the intermediate population, and also use a wider set of properties to evaluate in detail the differences and similarities among the stacked samples.

3.2 The intermediate population

From Fig. 2, we note that population 2 consists of a mixture of star-forming and passive objects, allowing a further characterization of the intermediate galaxies. We also notice that the line $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) = -11$ divides galaxies differently, especially in samples B or F. In Fig. 3, we present the SSFR distribution of bright and faint galaxies only in population 2. The B sample presents a clear bimodality, while the F sample is a single broad mode. Typical GV delimiters of Salim (2014) and Phillipps et al. (2019) are shaded in grey and yellow, respectively. Note that the B sample is better delimited by the boundaries of Salim (2014), while the F sample is better framed by the delimiters of Phillipps et al. (2019). These features indicate that transitional objects are not homogeneous in luminosity. Using *mclust*, we separate star-forming and passive modes of B galaxies at $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \approx -11.2$, see Fig. 3. As a consequence, population 2 is separated differently between the samples: 61 ± 4 per cent (39 ± 5 per cent) of passive (SF) for GB; and 82 ± 4 per cent (18 ± 6 per cent) for NGB. Recall, from Section 3.1, the higher fraction of population 2 galaxies in the NGB sample (33 per cent) than in the GB sample (23 per cent).

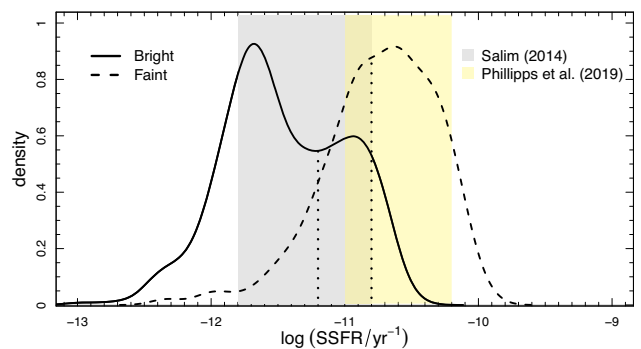


Figure 3. Distributions of SSFR for group 2 objects. Delimiters of GV galaxies from Salim (2014) and Phillipps et al. (2019) are indicated in grey and yellow, respectively. Vertical dotted lines indicate the separation between passive and star-forming galaxies in each sample.

These differences in fractions are significant at the 95 per cent confidence level, according to the *twoSamplePermutationTestProportion* function implemented in the *ENVSTATS* R package (Millard 2013), which performs a two-sample permutation test to compare two proportions.

Regarding F objects, we split them at the median, $\log(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \approx -10.8$, see Fig. 3. The resultant mixtures have the following proportions: 40 ± 5 per cent of passive and 60 ± 4 per cent of star-forming galaxies for GF; and 22 ± 7 per cent of passive and 78 ± 4 per cent of star-forming galaxies for NGF. Hence, faint galaxies in the GV are dominated by star-forming galaxies, but there are more passive objects in the GF sample, and more star-forming objects in the NGF sample. This is the opposite of what happens with bright galaxies. This result may be related to the results of de Carvalho et al. (2019), who found that faint spirals of NG groups are significantly different from their counterpart in the G groups, regarding their star-formation history.

3.3 A physically intermediate population?

The results presented in the previous section show that intermediate galaxies correspond to different mixtures of passive- and star-forming-type objects, depending on the sample. It is important to assess whether population 2 is in fact physically intermediate or corresponds to a mixture of types indistinguishable from those of populations 1 and 3, composing a kind of ‘purple’ population (see Mendez et al. 2011). To investigate this issue, we used a selected set of parameters that allow a more general characterization of our samples. We first chose parameters linked to the structure of the galaxies (the bulge-to-total ratio B/T at *r* band, the Sérsic index n_g , and the bulge mass, from Mendel et al. (2013)). The behaviour of these parameters with respect the sequence $\text{SF} \rightarrow \text{GV}_1 \rightarrow \text{GV}_2 \rightarrow \text{PAS}$ is shown in the upper row of Fig. 4. GV1 and GV2 denote the star-forming and passive components of the GV, defined in Section 3.2. As expected, we see increasing values of all parameters along the sequence. But note that galaxies in the GV present intermediate values, agreeing with results reported by other authors (e.g. Schiminovich et al. 2007; Mendez et al. 2011; Coenda, Martínez & Muriel 2018). We also see a significant separation between the trends for objects in samples B and F. The mass and size of objects are probably behind this result, because they increase along the sequence, and thus affect the structural parameters.

In the middle row, we present the behaviour of three morphological parameters that are defined and computed differently. The

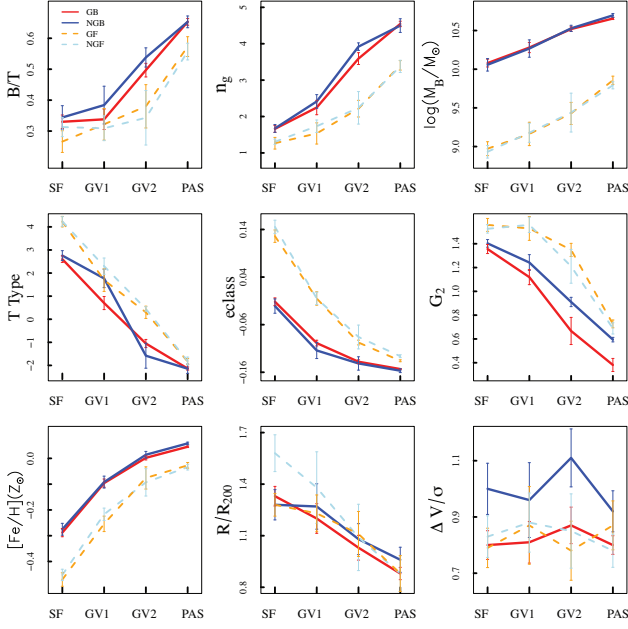


Figure 4. Evolutionary sequence for properties B/T, n_g , M_B , T , T-Type, eclass, G_2 , [Fe/H], R/R_{200} and $\Delta V/\sigma$. Samples and tracks are indicated by colours: red (GB), blue (NGB), orange (GF) and light blue (NGF). Solid and dashed lines depict bright and faint samples, respectively. SF indicates star-forming galaxies, GV1 and GV2 denote the star-forming and passive components of the green valley, and PAS indicates passive objects. Error bars are obtained from a bootstrap technique with 1000 resamplings.

well known T-Type and eclass,² plus G_2 . The parameter G_2 is the second gradient moment within the GPA (gradient pattern analysis) formalism (Rosa, Sharma & Valdivia 1999; Andrade, Ribeiro & Rosa 2006; Rosa et al. 2018; Barchi et al. 2020). After a comparative analysis considering other morphometric parameters, Rosa et al. (2018) found that G_2 performed best (90 per cent success) regarding the separation of elliptical and spiral galaxies, motivating our choice to use it.

Looking at Fig. 4, we see that T-Type presents a similar behaviour in all samples, except for a few fluctuations. At the same time, eclass separates samples B and F, with the paths well apart at the beginning of the sequence (SF) and identical at the end (PAS). Finally, the parameter G_2 also shows a separation between samples B and F, but with some differences. First, the paths are less separated at the SF stage. Second, samples GF, NGF and NGB are similar at the end of the sequence (PAS), but note that the behaviour is distinct at the GV2 and PAS stages for galaxies in the GB sample, compared with the NGB sample. This difference means that G systems contain a higher fraction of bright galaxies among the GV2 and PAS populations than do NG systems.

In the lower row of Fig. 4, we first see the metallicity presenting separated paths with respect to the luminosity of the objects ($B \times F$), following the mass–metallicity relationship. Also in the lower row, we see that the projected clustocentric distance, R/R_{200} , behaves the same way for all but one sample, NGF, which presents a more peripheral distribution of SF and GV1 objects. Finally, we

²Actually, eclass is the monparametric spectral classification based on the eigentemplate expansion of a galaxy’s spectrum, whose values are correlated with galaxy morphology, from about -0.35 for early-type galaxies to 0.5 for late-type galaxies (Yip et al. 2004).

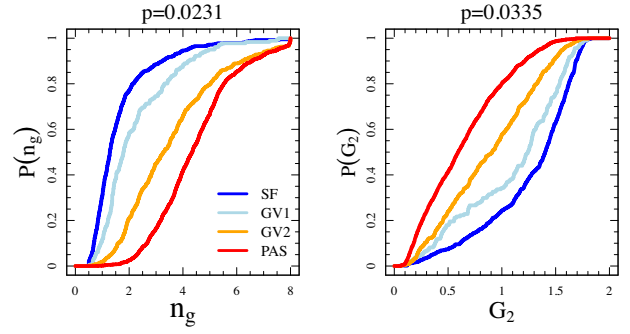


Figure 5. Example of the Conover test diagnostics for the CDF of the Sérsic index and the G_2 parameter for galaxies in GB systems. CDF curves are indicated by the colours red (PAS), blue (SF), orange (GV2) and light blue (GV1).

present the behaviour of the normalized velocity offsets, $\Delta V/\sigma$, which refer to the cluster median velocities ($\Delta V = V_{\text{gal}} - V_{\text{cluster}}$) scaled by the cluster velocity dispersions (σ). The velocity offsets have a flat behaviour along the evolutionary sequence, although the NGB sample presents higher velocities, suggesting a distinct kinematic behaviour, possibly linked to disturbances experienced by NG clusters (Ribeiro et al. 2013a; de Carvalho et al. 2017).

Except for velocities and B/T, all other properties in Fig. 4 have significant differences between one stage of evolution and another (within each sample). This has the statistical support of the Conover test (Conover 1999), from the *DescTools* R package (Signorell et al. 2016). This test performs a multiple comparison between the data sets and verifies whether the cumulative distribution function (CDF) of one set does not cross the CDF of another at the 90 per cent confidence level. As an example, we show in Fig. 5 the Conover test diagnostics for the CDF of the Sérsic index, n_g , and the G_2 parameter for galaxies in GB systems. Note in this figure that curves for GV1 and GV2 are not coincident with those for SF and PAS, respectively. The outcome not only reinforces the idea of an evolutionary sequence, but it also means that SF galaxies are different from GV1 and PAS objects are distinct from GV2 for seven (of nine) properties studied in this work. This result may indicate that galaxies in GV are not just a ‘purple’ mixture of bulges and discs, but actually correspond to objects at an intermediate stage of their evolution.

3.4 Morphological trends

In the previous section, we found a small (but significant) morphological difference between GB and NGB systems at the GV2 and PAS stages, according to the parameter G_2 . This indicates that G systems contain a higher fraction of early-type galaxies in the GV2 and PAS populations compared with NG systems, or it could mean that morphological transformation times are shorter in G clusters for bright galaxies. This can be better understood if we study how morphological types are distributed in these systems. Using information from the Domínguez Sánchez et al. (2018) catalogue, we present in Fig. 6 the fractions of galaxy types E, S0, Sa and Scd along the evolutionary sequence introduced in the previous sections. In this analysis, we removed all objects without reliable classification, which represent ~ 19 per cent of the whole sample.³

³The removal does not significantly modify the distribution of galaxy types defined in Section 3.1 among the four samples under study.

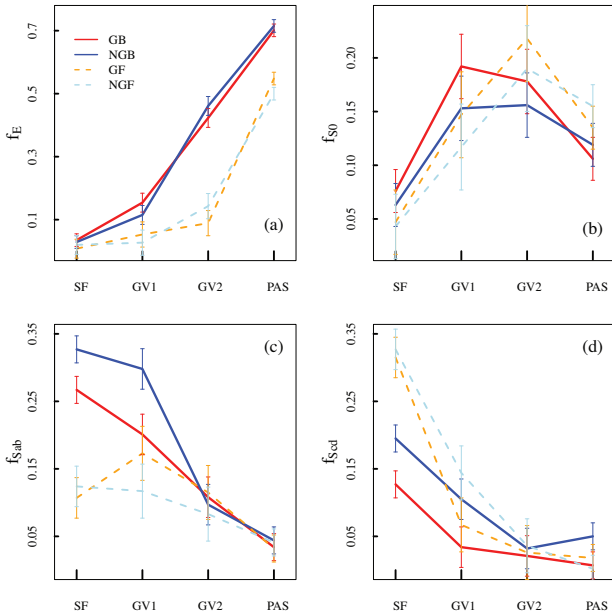


Figure 6. Fractions of galaxy types E, S0, Sab and Scd along the evolutionary sequence SF \rightarrow GV₁ \rightarrow GV₂ \rightarrow PAS. Samples and tracks are indicated by the colours red (GB), blue (NGB), orange (GF) and light blue (NGF). Solid and dashed lines depict B and F samples, respectively. SF indicates star-forming galaxies, GV1 and GV2 denote the active and passive components of the green valley, and PAS indicates passive objects.

In Fig. 6(a), we see the expected increase of the elliptical fraction in all samples, with different paths for the B and F samples, and a high fraction of ellipticals allocated in the GB and NGB systems in the GV2 bin, compared with the GF and NGF systems. The result indicates a dichotomy in the formation of ellipticals with respect to their luminosities. We draw attention to the transition GV1 \rightarrow GV2, which is much more pronounced for bright galaxies, revealing the importance of transformations through the GV to separate the paths of bright and faint objects.

In panel (b), we see that galaxies of S0 type are more frequent among GV galaxies than among SF and PAS galaxies. Actually, GV1 is dominated by S0 and Sab types, while GV2 is dominated by S0 and E, considering all the panels in the figure. This suggests evolution through the GV, and that the S0 type is crucial for understanding the transition from late- to early-type objects, in agreement with recent works (e.g. Bait, Barway & Wadadekar 2017; Bremer et al. 2018). At the same time, the fraction of Sab decreases from SF to PAS. It should be noted, in panel (c), that the Sab fraction is higher in B samples in the SF and GV1 bins, and that the NGB sample has the highest fraction of these objects. Indeed, the fraction of Sab galaxies in NGB systems, $f_{\text{Sab}}^{\text{NGB}}$, has a small decrease over the SF \rightarrow GV1 transition, and a significant decrease during GV1 \rightarrow GV2. This is accompanied by a significant increase in the fraction of S0 objects in these systems, $f_{\text{S0}}^{\text{NGB}}$, over SF \rightarrow GV1, and just a small increased fraction over GV1 \rightarrow GV2. For galaxies in GB systems we see a similar behaviour, but note that the decrease in the fraction of Sab galaxies in GB systems, $f_{\text{Sab}}^{\text{GB}}$, during the same transitions (SF \rightarrow GV1 and GV1 \rightarrow GV2) is lower, suggesting that environmental effects are somehow regulated by the dynamic state of the clusters. Also in panel (c), we see that there is no significant reduction of faint objects over SF \rightarrow GV1, and only a modest decrease over GV1 \rightarrow GV2. This suggests that, in the case of low-luminosity galaxies, Sab objects do not decrease enough to achieve

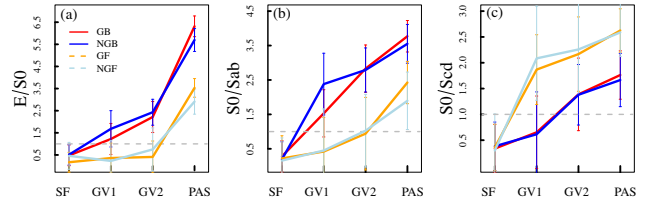


Figure 7. Number ratios E/S0, S0/Sab and S0/Scd along the evolutionary sequence SF \rightarrow GV₁ \rightarrow GV₂ \rightarrow PAS. Samples and tracks are indicated by the colours red (GB), blue (NGB), orange (GF) and light blue (NGF). Solid and dashed lines depict B and F samples, respectively. SF indicates star-forming galaxies, GV1 and GV2 denote the active and passive components of the green valley, and PAS indicates passive objects. Dashed lines indicate equal counts of the morphological types.

the S0 increase observed in panel (b). This brings us to panel (d), where we see an impressive decrease of faint Scd objects during the aforementioned transitions, indicating that the S0 increase in F samples is correlated with the depletion of Scd galaxies in both G and NG systems. We also highlight in panels (c) and (d) an important difference in the proportion of the types Sab and Scd in the SF bin. While the proportion of Sab objects is much higher for bright galaxies, the proportion of Scd objects is much higher for the faint ones, indicating that the bulk of the SFMS corresponds to Sab or Scd types, depending on the luminosity range of the sample.

As a general result, the fraction of galaxies E increases while those of Sab and Scd decrease along the sequence SF \rightarrow GV₁ \rightarrow GV₂ \rightarrow PAS. Reducing a population means the transformation or destruction of individual objects. Increasing a population means receiving a new contingent or having other populations within the clusters convert to that one. But new contingents via infall do not seem sufficient to recover the Sab and Scd galaxy counts. Furthermore, recall that GV1 is dominated by a mixture of S0 and Sab, while GV2 is populated more by S0 galaxies (and E galaxies in GB and NGB samples). At the same time, there is a significant increase in S0 counts concomitant with a decrease in Scd objects for faint galaxies from SF to GV2. Finally, ellipticals dominate the PAS subsample, with a decrease of S0 objects. Despite the details of this morphological balance, these facts suggest the GV as the stage of galaxy evolution where the transition from types Sab and Scd to S0 must be taking place, and that some S0 are converted into ellipticals. This view agrees with the scenario proposed by Bait et al. (2017), where the fraction of early-type spirals decreases towards the GV from the blue cloud, coinciding with the increase in the fraction of S0 owing to environmental effects. Our results add to this scenario that the fraction of faint late-type spirals also decreases, accompanied by an increase of the fraction of faint S0 galaxies.

In Fig. 7 we reinforce this view, presenting the number ratios of morphological types E/S0, S0/Sab and S0/Scd. In panel (a) we see that the E/S0 ratio is increasing along the sequence, but notice that the growth rate is higher for bright galaxies, for which the ratio E/S0 > 1 at the GV1 stage, while for faint galaxies this only occurs after GV2. This suggests that the S0 \rightarrow E conversion is regulated by galaxy luminosity. In panel (b) we see a similar behaviour regarding the conversion Sab \rightarrow S0. In this case, note that S0/Sab > 1 during the SF \rightarrow GV1 transition for bright galaxies, while for faint galaxies this happens at the GV2 stage. Finally, we see in panel (c) that S0/Scd > 1 over the SF \rightarrow GV1 transition for faint galaxies, while this happens over GV1 \rightarrow GV2 for bright galaxies. We highlight the strong dependence on galaxy luminosity

regarding the conversions between morphological types. It is worth mentioning that the conversion of one morphological type into another seems to be independent of the dynamical stage of the cluster; that is, the behaviours for E/S0, S0/Sab and Scd are similar for G and NG systems.

4 VELOCITY DISPERSION PROFILES

Galaxy classes and morphological changes should be related to galaxy orbits. In this section we complement the analysis of the distinction between the evolutionary classes and morphologies from the dynamical point of view, comparing their radial VDPs in each sample as established previously: GB, GF, NGB and NGF. The analysis of the VDPs is useful for indicating the degree of orbital segregation between the different evolutionary classes. The VDPs are constructed using the Bergond et al. (2006) definition, with the Gaussian window function corrected by Bilton & Pimblet (2018). The window size was set to be the bi-weight scale estimator from Beers, Flynn & Gebhardt (1990) for the values of the projected radii, thus overcoming the dependence on a somewhat arbitrary value, as used by previous authors (see Bilton & Pimblet 2018). For each bin of R/R_{200} the dispersion and the corresponding 1σ confidence interval were determined from 1000 bootstrap realizations using the robust bi-weight estimators of location and scale from Beers et al. (1990). Then, the VDPs were normalized by R_{200} and the velocity dispersion of the corresponding cluster.

4.1 VDP results

In Fig. 8 we observe that, for bright galaxies in G systems, the VDPs for each evolutionary class are similar in shape, presenting a monotonic decreasing behaviour, typical of systems that are relaxed in the centre and have a radial component from infalling objects (e.g. Mohr et al. 1996; Biviano & Katgert 2004; Costa et al. 2018). Although the VDPs merge at large radii, they are separated in the inner cluster regions, $\lesssim 1.5 R_{200}$, with SF, PAS and GV galaxies presenting higher, lower and intermediate velocity dispersions, respectively, which may be indicating different infall times for these populations. Faint galaxies in G systems also present decreasing VDPs, but significantly entangled at all radii, possibly because these galaxies have similar infall times with different levels of preprocessing, although the poorer statistics compared with the bright galaxies hampers a sound conclusion.

A different picture can be seen for NG systems. For bright galaxies, the SF population still presents a monotonic decreasing VDP, but both the GV and the PAS populations now present increasing VDPs up to $\sim 1.5 R_{200}$, which may indicate the presence of dynamic disturbances (Menci & Fusco-Femiano 1996; Bilton & Pimblet 2018).⁴ As shown by Fitchett & Webster (1987), interactions and substructures could modify the VDP in the central cluster region. In this case, a possible scenario is to assume that the time-scale of the dynamic disturbance is shorter than the infall time of SF galaxies, which do not present the central inversion of the VDP. In that context, note how passive galaxies are the most affected, with a marked inversion of the VDP, compared with that of the GV population. Still considering the VDP for NGB systems,

⁴Another possibility is circularization owing to the two-body relaxation, but this is efficient only in the very central regions of clusters (see e.g. Girardi et al. 1998).

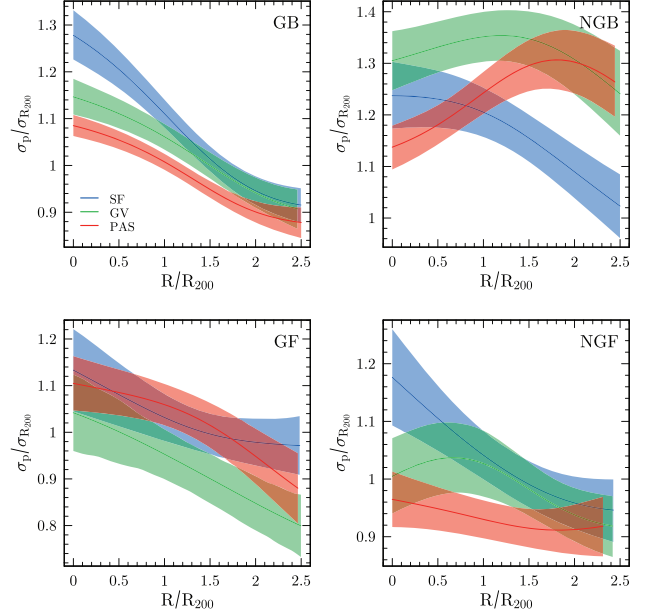


Figure 8. VDPs for our four subsamples, using the Bergond et al. (2006) prescription. Colours correspond to evolutionary classifications. The shaded areas represent the 1σ confidence interval.

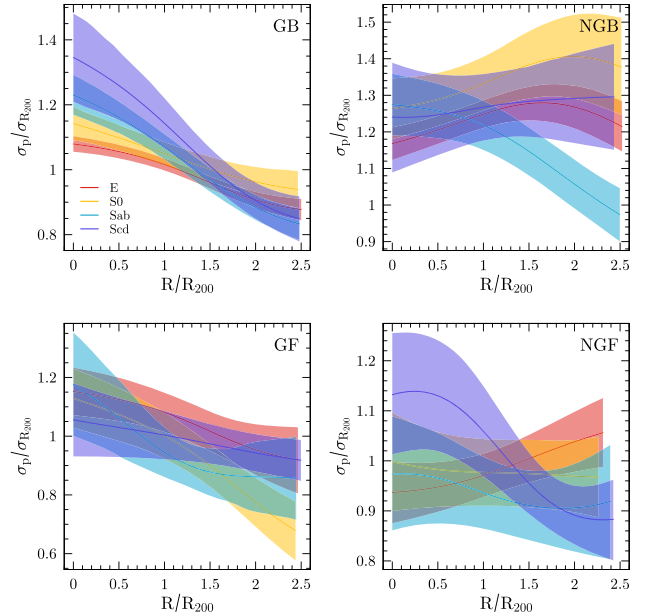


Figure 9. VDPs for our four subsamples, using the Bergond et al. (2006) prescription. Colours correspond to morphological type. The shaded areas represent the 1σ confidence intervals.

we should mention that the depression around $1.0 R_{200}$ observed by Costa et al. (2018) possibly results from the superposition of the VDPs of SF, GV and PAS populations. Finally, faint galaxies in NG systems present the following composition: SF with decreasing VDP, accompanied by a slightly decreasing (almost flat) VDP of PAS galaxies, and a disturbed VDP of GV galaxies. This case is more complex, because we have an approximate flat component, usually associated with objects in completely isotropic orbits (see Girardi et al. 1998), combined with a disturbed GV.

We can better understand the VDPs shown in Fig. 8 if they are reconstructed for the morphological types E, S0, Sab and Scd. This is shown in Fig. 9, where we clearly see, for GB systems, the gradation of profiles from that with the least isotropic component (E galaxies) to that with less isotropic orbit contribution (Scd galaxies). GF systems still present overlapping profiles, which are not very enlightening for the discussion. On the other hand, VDPs for NGB systems reveal that the component with a decreasing profile, previously associated with SF objects, corresponds to Sab galaxies, and this is the component that may be dominating the infall, after the others have experienced some dynamical interaction. At the same time, for NGF systems, we see that the only component with a decreasing profile corresponds to Scd galaxies, while S0 and Sab galaxies present flat VDPs, and E galaxies have an inverted profile, possibly being the only disturbed component of the system. Because the more evolved galaxies are the ones that have been in the clusters for the longest time, we expect them to show signs of a dynamic disturbance before the other components, especially those that enter the system on radial orbits. This could explain the undisturbed behaviour of Sab and Scd galaxies in NGB and NGF systems, respectively.

4.2 Asymmetry of infalling galaxies

We must point out that bright galaxies infalling into NG systems are largely Sab, and that in the bright regime there is more conversion of Sab objects into S0, as we found in Section 3.4. In contrast, faint galaxies infalling into NG systems are typically Scd, and in the faint regime there is more conversion of Scd objects into S0. This suggests a connection between galaxy interactions during the infall and the transformation of late-type galaxies into S0. In the cluster environment, several mechanisms (ram-pressure, harassment, starvation, etc.) can operate to start the transition of spirals to S0 (see e.g. Boselli & Gavazzi 2006; D’Onofrio, Marziani & Buson 2015, and references therein). Disentangling these non-exclusive mechanisms is beyond the scope of this work, which is looking for differences between G and NG systems.

We use the asymmetry of galaxies as an indicator of interaction effects. Asymmetry is measured using the correlation between the original and the rotated image with the code *CyMorph* (see Rosa et al. 2018). Regarding bright Sab galaxies, we find no difference between G and NG systems with respect to bright Sab galaxies in the field. For faint Scd, we find an excess of asymmetry in NG systems. This is shown in Fig. 10, where the shaded area indicates typical asymmetries of Scd galaxies for a field sample in the same luminosity regime as our faint samples. We should note a slight difference between faint Scd galaxies in G systems and Scd galaxies in the field (yellow shaded area). At the same time, faint Scd galaxies in NG systems present asymmetries varying from $\sim 2\sigma$ at $1R_{200}$ to $\sim 3\sigma$ at $3R_{200}$ above the mean asymmetry in the field, suggesting that they may be experiencing interactions that affect their shape. For low-mass galaxies, morphological transformation can be associated with minor mergers during the infall. In fact, Moss (2006) showed that ~ 50 – 70 per cent of the infall population are found to be in merging systems and slow galaxy–galaxy encounters. Roberts et al. (2019) proposed a slow-then-rapid scenario of satellite quenching, with the low-quenching portion being consistent with quenching via steady gas depletion, and the rapid-quenching portion being consistent with ram-pressure stripping completing the quenching of low-mass satellites. Another possible mechanism is harassment, which is characterized as the combined effect of the tidal interactions between infalling galaxies

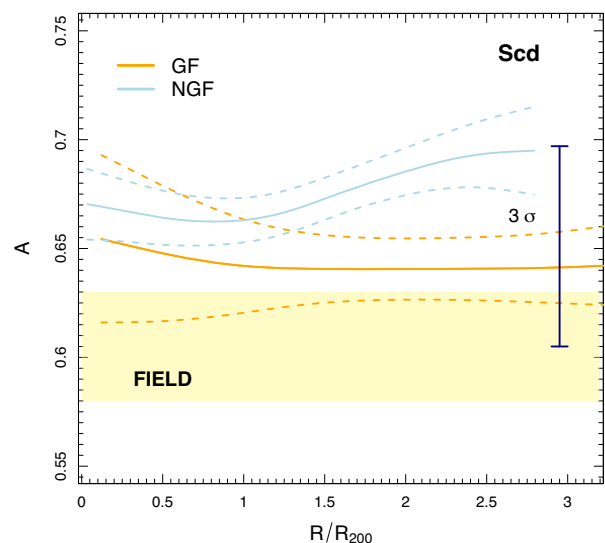


Figure 10. Asymmetry parameter for faint Scd galaxies in G and NG systems. The yellow area indicates the mean plus 1σ asymmetries of Scd galaxies for a field sample in the same luminosity regime. Dashed lines indicate the 1σ confidence interval.

and the global cluster potential, and of the tidal interactions of close high-speed encounters with other cluster members (Moore et al. 1996).

5 SUMMARY

In this work, we classified galaxies in the Age–SSFR space using the *mclust* code. The procedure led to three galaxy populations: young with high SSFR (SF), old with low SSFR (PAS), and an intermediate population (GV). Our aim was to find differences between these populations in the four samples of galaxies divided according to the dynamic state of their host clusters (G or NG) and the luminosity of the objects (B or F). Our main results are as follows.

- (1) Bright galaxies differ with respect to the populations identified in the Age–SSFR space. There are more bright SF + GV galaxies in NG (55 ± 4 per cent) than in G (43 ± 3 per cent) systems. We also find more bright passive galaxies in G (57 ± 2 per cent) than in NG (45 ± 2 per cent) systems. Furthermore, galaxies in GF and NGF samples present similar proportions of types SF, GV and PAS.
- (2) The comparison of populations identified in the Age–SSFR space indicates a strong difference between the populations (SF, GV, PAS), but weak or null difference between the samples G and NG, indicating that galaxies quench in the same way, independently of the dynamical state of the clusters.
- (3) Separating the intermediate population (GV) into star-forming (GV1) and passive (GV2) components, we found more bright galaxies in the passive mode of NG (82 ± 4 per cent) than in G (61 ± 4 per cent) systems. We also found more intermediate faint galaxies in the star-forming side of NG (78 ± 4 per cent) than in G (60 ± 4 per cent) systems. This result indicates that the GV of G systems has a different composition from that of NG systems.
- (4) Seven (of nine) parameters exhibit, for all samples, the evolutionary sequence: SF \rightarrow GV₁ \rightarrow GV₂ \rightarrow PAS, with significant differences of galaxies between these evolutionary stages. We also found a strong evolutionary segregation between bright and faint

galaxies, independently of whether the galaxies are located in G or NG systems. This result indicates that the mechanisms of quenching are more dependent on the luminosity (or mass) of galaxies, which agrees with several studies arguing in favour of stellar mass as the main driver of galaxy evolution (e.g. Peng et al. 2010; Contini et al. 2019). Additional mechanisms are also required, because mass-quenching alone cannot explain the morphological-structural transformations in the build-up of passive galaxies or the various trends we have found.

(5) The fractions of galaxies E and S0 increase while those of Sab and Scd decrease along the evolutionary sequence. We also found that GV1 is dominated by a mixture of S0 and Sab, while GV2 is more populated by S0 galaxies (and E galaxies in GB and NGB samples). This indicates that morphological transformations of spiral galaxies into S0s must happen as a result of environmental effects, in both G and NG systems.

(6) The VDPs of bright galaxies in G and NG systems are quite different. In G systems, all populations present monotonically decreasing profiles, with differences only in the central region of the clusters, while in NG systems, PAS and GV populations seem to be dynamically disturbed. Another important difference refers to the SF population in NG systems. Both bright and faint galaxies have decreasing VDPs, indicating the presence of infall, but the bright ones correspond to Sab objects, while the faint ones are Scd galaxies.

(7) Faint Scd galaxies in NG systems present asymmetries at least 3σ above the mean asymmetry in the field, suggesting that they may be experiencing interactions that affect their shape: harassment, ram-pressure and minor mergers may be the mechanisms operating as the Scd galaxies feel the global cluster potential and start interacting with the cluster members.

(8) Items (6) and (7) indicate that the main difference regarding the distinction of galaxy evolution in G and NG systems refers to the morphology of galaxies infalling on to these systems.

ACKNOWLEDGEMENTS

We thank the referee for useful suggestions. We also thank R. Dupke for a critical reading of the work. ALBR is grateful for the support of CNPq, grant 311932/2017-7. RRdC acknowledges financial support from FAPESP through grant 2014/11156-4. SBR is grateful for the support of FAPERGS. PAAL acknowledges the support of CNPq, grant 309398/2018-5. This study was financed in part by the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior – Brazil (CAPES) – Finance Code 001.

This research has made use of the SAO/NASA Astrophysics Data System, the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) and the ESA Sky tool (sky.esa.int/). Funding for the SDSS and SDSS-II was provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. A list of participating institutions can be obtained from the SDSS website <http://www.sdss.org/>.

REFERENCES

- Abramson L. E., Kelson D. D., Dressler A., Poggianti B., Gladders M. D., Oemler Augustus J., Vulcani B., 2014, *ApJ*, 785, L36
- Adami C., Biviano A., Mazure A., 1998, *A&A*, 331, 439
- Aguerri J. A. L., Sánchez-Janssen R., Muñoz-Tuñón C., 2007, *A&A*, 471, 17
- Allen S. W., Rapetti D. A., Schmidt R. W., Ebeling H., Morris R. G., Fabian A. C., 2008, *MNRAS*, 383, 879
- Amari S., 2012, *Differential-geometrical Methods in Statistics*. Springer Science & Business Media, p. 28
- Andrade A., Ribeiro A. L. B., Rosa R. R., 2006, *Phys. D: Nonlinear Phenomena*, 223, 139
- Bait O., Barway S., Wadadekar Y., 2017, *MNRAS*, 471, 2687
- Barchi P. H. et al., 2020, *Astron. Comput.*, 30, 100334
- Bartalucci I., et al., 2019, *A&A*, 628, A86
- Beers T. C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *AJ*, 100, 32
- Belfiore F. et al., 2018, *MNRAS*, 477, 3014
- Bergond G., Zepf S. E., Romanowsky A. J., Sharples R. M., Rhode K. L., 2006, *A&A*, 448, 155
- Bilton L. E., Pimblett K. A., 2018, *MNRAS*, 481, 1507
- Biviano A., Katgert P., 2004, *A&A*, 424, 779
- Biviano A., Katgert P., Thomas T., Adami C., 2002, *A&A*, 387, 8
- Boselli A., Gavazzi G., 2006, *PASP*, 118, 517
- Bradford J. D., Geha M. C., Blanton M. R., 2015, *ApJ*, 809, 146
- Bremer M. N. et al., 2018, *MNRAS*, 476, 12
- Brennan R. et al., 2015, *MNRAS*, 451, 2933
- Cava A. et al., 2017, *A&A*, 606, A108
- Chen Y.-M. et al., 2012, *MNRAS*, 421, 314
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Coenda V., Martínez H. J., Muriel H., 2018, *MNRAS*, 473, 5617
- Cohen S. A., Hickox R. C., Wegner G. A., 2015, *ApJ*, 806, 85
- Conover W., 1999, *Practical Nonparametric Statistics*. Wiley, New York, p. 229
- Contini E., Gu Q., Kang X., Rhee J., Yi S., 2019, *ApJ*, 882, 167
- Corder G., Foreman D., 2009, *Nonparametric Statistics for Non-Statisticians*. John Wiley & Sons, New Jersey, p. 38
- Cortese L., 2012, *A&A*, 543, A132
- Costa A. P., Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., 2018, *MNRAS*, 473, L31
- D’Onofrio M., Marziani P., Buson L., 2015, *Frontiers Astron. Space Sci.*, 2, 4
- de Carvalho R. R., Ribeiro A. L. B., Stalder D. H., Rosa R. R., Costa A. P., Moura T. C., 2017, *AJ*, 154, 96
- de Carvalho R., Costa A., Moura T., Ribeiro A., 2019, *MNRAS*, 487, L86
- Domínguez Sánchez H., Huertas-Company M., Bernardi M., Tuccillo D., Fischer J. L., 2018, *MNRAS*, 476, 3661
- Dressler A., Abramson L., 2015, in Cappellari M., Courteau S., eds, *Proc. IAU Symp. 311, Galaxy Masses as Constraints of Formation Models*. Kluwer, Dordrecht, p. 140
- Eales S., de Vis P., Smith M. W. L., Appah K., Ciesla L., Duffield C., Schofield S., 2017, *MNRAS*, 465, 3125
- Einasto M. et al., 2012, *A&A*, 542, A36
- Fadda D., Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1996, *ApJ*, 473, 670
- Faltenbacher A., Diemand J., 2006, *MNRAS*, 369, 1698
- Fernández M. d. C. A., Yuan F., Shen S., Yin J., Chang R., Feng S., 2015, *Galaxies*, 3, 156
- Fitchett M., Webster R., 1987, *ApJ*, 317, 653
- Foëx G., 2019, preprint ([arXiv:1901.09198](https://arxiv.org/abs/1901.09198))
- Fontanot F., De Lucia G., Monaco P., Somerville R. S., Santini P., 2009, *MNRAS*, 397, 1776
- Gallazzi A., Charlot S., Brinchmann J., White S. D. M., Tremonti C. A., 2005, *MNRAS*, 362, 41
- Ge X., Gu Q.-S., Chen Y.-Y., Ding N., 2018, preprint ([arXiv:1808.01709](https://arxiv.org/abs/1808.01709))
- Girardi M., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., Boschin W., 1998, *ApJ*, 505, 74
- Giraudoux P., 2018, *pgirmess: Spatial Analysis and Data Mining for Field Ecologists*, Vol. 1, p. 9, <https://CRAN.R-project.org/package=pgirmess>
- Gu Y., Fang G., Yuan Q., Cai Z., Wang T., 2018, *ApJ*, 855, 10
- Hou A. et al., 2012, *MNRAS*, 421, 3594
- Hou A., Parker L. C., Harris W. E., Wilman D. J., 2009, *ApJ*, 702, 1199

- Huber P., 1981, Wiley series in probability and mathematical statistics, Robust Statistics, p. 309
- Kauffmann G. et al., 2003, *MNRAS*, 341, 33
- Kauffmann G., White S. D. M., Heckman T. M., Ménard B., Brinchmann J., Charlot S., Tremonti C., Brinkmann J., 2004, *MNRAS*, 353, 713
- Kennicutt R. C., Jr, 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Khim H.-g., Park J., Seo S.-W., Lee J., Smith R., Suhyoung K. Y., 2015, *ApJS*, 220, 3
- Li I. et al., 2011, *MNRAS*, 411, 1869
- Lintott C. J. et al., 2008, *MNRAS*, 389, 1179
- Lopes P. A. A., de Carvalho R. R., Kohl-Moreira J. L., Jones C., 2009, *MNRAS*, 399, 2201
- Lopes P. A. A., Trevisan M., Laganá T. F., Durret F., Ribeiro A. L. B., Rembold S. B., 2018, *MNRAS*, 478, 5473
- Mamon G., Cava A., Biviano A., Moretti A., Poggianti B., Bettoni D., 2019, *A&A*, 631, A131
- Martin D. C. et al., 2005, *ApJ*, 619, L1
- Martínez H. J., Zandivarez A., 2012, *MNRAS*, 419, L24
- Menci N., Fusco-Femiano R., 1996, *ApJ*, 472, 46
- Mendel J. T., Simard L., Palmer M., Ellison S. L., Patton D. R., 2013, *ApJS*, 210, 3
- Mendez A. J., Coil A. L., Lotz J., Salim S., Moustakas J., Simard L., 2011, *ApJ*, 736, 110
- Millard S. P., 2013, EnvStats: An R Package for Environmental Statistics. Springer, New York, <http://www.springer.com>
- Million E. T., Allen S. W., 2009, *MNRAS*, 399, 1307
- Mohr J. et al., 1996, *ApJ*, 470, 724
- Moore B., Katz N., Lake G., Dressler A., Oemler A., 1996, *Nature*, 379, 613
- Moss C., 2006, *MNRAS*, 373, 167
- Nair P. B., Abraham R. G., 2010, *ApJS*, 186, 427
- Nascimento R. S., Lopes P. A. A., Ribeiro A. L. B., Costa A. P., Morell D. F., 2019, *MNRAS*, 483, L121
- Neistein E., Van Den Bosch F. C., Dekel A., 2006, *MNRAS*, 372, 933
- Old L. et al., 2018, *MNRAS*, 475, 853
- Peng Y.-j. et al., 2010, *ApJ*, 721, 193
- Phillipps S. et al., 2019, *MNRAS*, 485, 5559
- Pimblet K. A., Penny S. J., Davies R. L., 2014, *MNRAS*, 438, 3049
- Plionis M., 2004, Proc. IAU, 2004, 19
- Plionis M., Benoist C., Maurogordato S., Ferrari C., Basilakos S., 2003, *ApJ*, 594, 144
- Ribeiro A. L. B., Lopes P. A. A., Trevisan M., 2010, *MNRAS*, 409, L124
- Ribeiro A. L. B., Lopes P. A. A., Trevisan M., 2011, *MNRAS*, 413, L81
- Ribeiro A. L. B., de Carvalho R. R., Trevisan M., Capelato H. V., La Barbera F., Lopes P. A. A., Schilling A. C., 2013a, *MNRAS*, 434, 784
- Ribeiro A. L. B., Lopes P. A. A., Rembold S. B., 2013b, *A&A*, 556, A74
- Roberts I. D., Parker L. C., 2017, *MNRAS*, 467, 3268
- Roberts I. D., Parker L. C., Hlavacek-Larrondo J., 2018a, *MNRAS*, 475, 4704
- Roberts I. D., Parker L. C., Hlavacek-Larrondo J., 2018b, *MNRAS*, 475, 4704
- Roberts I. D., Parker L. C., Brown T., Joshi G. D., Hlavacek-Larrondo J., Wadsley J., 2019, *ApJ*, 873, 42
- Rood H. J., Page T. L., Kintner E. C., King I. R., 1972, *ApJ*, 175, 627
- Rosa R. R. et al., 2018, *MNRAS*, 477, L101
- Rosa R. R., Sharma A., Valdivia J., 1999, *Int. J. Modern Phys. C*, 10, 147
- Rossetti M. et al., 2016, *MNRAS*, 457, 4515
- Salim S., 2014, *Serbian Astron. J.*, 189, 1
- Schiminovich D. et al., 2007, *ApJS*, 173, 315
- Scrucca L., Fop M., Murphy T. B., Raftery A. E., 2016, *R Journal*, 8, 205
- Signorell A. et al., 2016, DescTools: Tools for Descriptive Statistics, p. 18, <http://CRAN.R-project.org/package=DescTools>
- Simard L., Mendel J. T., Patton D. R., Ellison S. L., McConnachie A. W., 2011, *ApJS*, 196, 11
- Soares N. R., Rembold S. B., 2019, *MNRAS*, 483, 4354
- Sodre Laerte J., Capelato H. V., Steiner J. E., Mazure A., 1989, *AJ*, 97, 1279
- Tammann G. A., 1972, *A&A*, 21, 355
- Tempel E., Tuvikene T., Kipper R., Libeskind N. I., 2017, *A&A*, 602, A100
- Wen Z. L., Han J. L., 2013, *MNRAS*, 436, 275
- Wetzel A. R., Tinker J. L., Conroy C., 2012, *MNRAS*, 424, 232
- Willett K. W. et al., 2013, *MNRAS*, 435, 2835
- Wyder T. K. et al., 2007, *ApJS*, 173, 293
- Yahil A., Vidal N., 1977, *ApJ*, 214, 347
- Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Jing Y. P., 2005, *MNRAS*, 356, 1293
- Yang X., Mo H. J., van den Bosch F. C., Pasquali A., Li C., Barden M., 2007, *ApJ*, 671, 153
- Yang H. Y. K., Bhattacharya S., Ricker P. M., 2010, *ApJ*, 725, 1124
- Yip C. W. et al., 2004, *AJ*, 128, 585
- York D. G. et al., 2000, *AJ*, 120, 1579

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.